

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ  
УЧРЕЖДЕНИЕ НАУКИ  
“КРЫМСКАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ РАН”

На правах рукописи

Гранкин Константин Николаевич

**Физические свойства и эволюционный статус  
молодых звезд малых и промежуточных масс**

1.3.1 – Физика космоса, астрономия

ДИССЕРТАЦИЯ

на соискание ученой степени  
доктора физико-математических наук

Научный – 2022

# Оглавление

<b>Обзор литературы</b> . . . . .	5
<b>Введение</b> . . . . .	20
<b>Глава 1. Долговременная фотометрическая переменность</b> . . . . .	39
1.1. Фотометрические наблюдения . . . . .	39
1.2. Статистические параметры . . . . .	46
1.3. Свойства фотометрической переменности . . . . .	54
1.4. Выводы к первой главе . . . . .	67
<b>Глава 2. Пятенная вращательная модуляция</b> . . . . .	69
2.1. Периодограммный анализ . . . . .	69
2.2. Явление вращательной модуляции . . . . .	77
2.3. Модель звездных пятен . . . . .	84
2.4. Параметры запятненных областей . . . . .	91
2.5. Выводы ко второй главе . . . . .	98
<b>Глава 3. Физические параметры молодых звезд</b> . . . . .	100
3.1. К вопросу определения физических параметров . . . . .	100
3.2. Эффективная температура . . . . .	103
3.3. Экстинкция . . . . .	106
3.4. Светимость и радиус . . . . .	112
3.5. Масса и возраст . . . . .	121
3.6. Выводы к третьей главе . . . . .	132
<b>Глава 4. Эволюционный статус звезд выборки</b> . . . . .	134
4.1. Введение . . . . .	134
4.2. Литературные данные . . . . .	137
4.3. Собственные движения . . . . .	138

4.4.	Эквивалентная ширина линии лития . . . . .	141
4.5.	Возраст . . . . .	142
4.6.	Эволюционный статус кандидатов в PMS звезды . . . . .	143
4.7.	Период вращения, масса и возраст WTTS и PTTS . . . . .	149
4.8.	Эволюция углового момента вращения . . . . .	151
4.9.	Эволюционный статус CTTS and WTTS . . . . .	155
4.10.	Выводы к четвертой главе . . . . .	161
<b>Глава 5. Активность и вращение WTTS и PTTS . . . . .</b>		<b>164</b>
5.1.	Введение . . . . .	164
5.2.	Хромосферная активность . . . . .	166
5.3.	Рентгеновская активность . . . . .	167
5.4.	Диаграмма Россби . . . . .	171
5.5.	Фотосферная активность . . . . .	173
5.6.	Эволюция Li в течение PMS-стадии . . . . .	177
5.7.	Свойства наиболее активных PMS звезд . . . . .	180
5.8.	Различия в свойствах WTTS и PTTS . . . . .	182
5.9.	Выводы к пятой главе . . . . .	186
<b>Глава 6. Магнитная активность V410 Tau . . . . .</b>		<b>189</b>
6.1.	Введение . . . . .	189
6.2.	Активность в оптике и рентгене . . . . .	191
6.3.	Вспышки на V410 Tau . . . . .	200
6.4.	Положение на диаграмме ГР . . . . .	216
6.5.	Значительное изменение характера фотометрической переменности в 2006–2008 гг. . . . .	222
6.6.	Доплер-зеemanовское картирование . . . . .	226
6.7.	Вариации лучевой скорости и поиск планет . . . . .	237
6.8.	Выводы к шестой главе . . . . .	242

<b>Глава 7. Магнитосферная аккреция CTTS</b> . . . . .	245
7.1. Особенности фотометрического поведения AA Tau . . . . .	245
7.2. Переменная околозвездная экстинкция . . . . .	250
7.3. Спектроскопия . . . . .	253
7.4. Вариации спектральных характеристик . . . . .	257
7.5. Обоснованность сценария магнитосферной аккреции . . . . .	262
7.6. Динамическая эволюция магнитосферы . . . . .	268
7.7. Результаты доплер-зеemanовского картирования . . . . .	274
7.8. Фотометрические свойства LkCa 15 . . . . .	290
7.9. Спектральные свойства LkCa 15 . . . . .	297
7.10. Структура внутреннего диска LkCa 15 . . . . .	306
7.11. Выводы к седьмой главе . . . . .	311
<b>Заключение</b> . . . . .	314
<b>Список сокращений и условных обозначений</b> . . . . .	324
<b>Список литературы</b> . . . . .	325
<b>Приложение А. Долговременные кривые блеска</b> . . . . .	363
<b>Приложение Б. Многолетние фазовые кривые блеска</b> . . . . .	368

## Обзор литературы

В 1852 г. Дж. Р. Хайнд, директор частной обсерватории Дж. Бишопа в Лондоне (Риджентс-Парк), проводил регулярные наблюдения с целью поиска новых астероидов. В ночь с 11 на 12 октября он заметил в созвездии Тельца очень маленькую туманность (диаметром менее  $30''$ ) с координатами  $\alpha = 4^h 11^m 50^s$  и  $\delta = 19^\circ 08'$  (на эпоху 1825 г.). Дж. Р. Хайнд упомянул в тексте своего сообщения о присутствии рядом с туманностью звезды 10 звездной величины, которой не было на звездных картах того времени. Согласно автору, туманность была расположена на  $0.7''$  южнее и на  $1.2''$  западнее этой звезды. Дж. Р. Хайнд предположил, что звезда могла быть переменной [175]. В настоящее время она известна исследователям под именем Т Тау.

Впоследствии туманность Хайнда исследовали многие астрономы, в том числе Г.Л. Д'Арре, О.В. Струве, У. Ласселл. В 1855 г. туманность стала настолько яркой, что ее можно было наблюдать в небольшие телескопы. Затем, в 1861–1862 гг., ее яркость значительно упала. В этот период времени визуальный блеск Т Тельца опустился с  $10^m$  до  $14^m$ , что было настоящим сюрпризом для ее наблюдателей. Интерес астрономического сообщества к туманности Хайнда (NGC 1555) резко возрос и за ее поведением начали одновременно наблюдать в Париже, Лондоне, Кенигсберге и Санкт-Петербурге. Туманность Хайнда стала первым неопровержимым примером переменной туманности, а сама Т Тельца заняла достойное место в первом каталоге переменных звезд, опубликованном Эдуардом Шенфельдом в 1863 году (Eduard Schönfeld, *Über die veränderlichen Sterne*, 1863 г.). О.В. Струве и У. Ласселл смогли наблюдать слабеющую туманность вплоть до 1864 г. Но к 1868 г. туманность полностью исчезла из поля зрения 15-дюймового рефрактора Пулковской обсерватории, самого мощного инструмента того времени. Спустя более двух десятков лет, в 1890 г., когда звезда была в глубоком минимуме ( $\sim 13^m.8$ ), Ш.У. Бернхем обнаружил очень маленькую ( $\sim 4.4''$ ) эмиссионную туманность вокруг Т Тельца, координаты ко-

торой не совпадали с координатами переменной туманности Хайнда [44]. Этот факт вызвал очередную волну интереса к исследованию неправильных переменных звезд с большими амплитудами изменений блеска и связанных с ними туманностей. Что касается самой переменной туманности Хайнда, то она имеет продолжительную и хорошо документированную историю (см., например [11], [226], [21]).

В течение 1861–1866 гг. И.Ф.Ю. Шмидт, директор Национальной обсерватории в Афинах, неутомимый и плодовитый наблюдатель, известный исследователь Луны и переменных звезд, обнаружил несколько неправильных переменных звезд (R Mon, T CrA, R CrA и S CrA), которые были связаны с туманностями NGC 2261 и NGC 6729 [297]. Последующий анализ визуальных и фотографических наблюдений показал, что эти звезды являются неправильными переменными с амплитудами изменений блеска от  $1^m$  до  $3^m.5$  [180], [202], [203]. Э.П. Хаббл исследовал несколько прямых снимков туманности NGC 2261, полученных в 1900–1916 гг., и показал, что произошли заметные изменения в ее очертаниях [178]. Г. Нокс-Шоу отметил в своей работе, что T Tau, R Mon и R CrA (также как и окружающие их туманности NGC 1555, NGC 2261 и NGC 6729) могут иметь одинаковую природу [203].

В начале двадцатого века было открыто еще несколько неправильных переменных звезд с большими амплитудами изменений блеска, среди них: RW Aur и UY Aur, обнаруженные Л.П. Цераской на московских фотопластинках ([49], [50]), RY Tau, найденная Х.С. Ливитт и Э.Ч. Пикерингом на гарвардских негативах [222], и XZ Tau, впервые открытая П.Ф. Шайн на фотопластинках в Крыму [19]. Все эти звезды показывали быструю неправильную переменность блеска с амплитудами от  $1^m$  до  $3^m$ , а RY Tau находилась вблизи яркой туманности.

Первые спектральные наблюдения T Tau, выполненные в 1915 г., показали, что спектр этой звезды содержит много надежно-идентифицируемых ярких эмиссионных линий, которые накладываются на обычные абсорбционные линии

спектра [1]. Авторы исследования, У.С. Адамс и Ф.Г. Пиз, отметили, что наличие сильных эмиссионных компонент в линиях  $H_\beta$ ,  $H_\gamma$  и  $H$  и  $K$  Ca II, значительно усложняет классификацию абсорбционного спектра. Они сделали вывод о том, что спектр Т Тау очень похож на спектры звезд типа Вольфа-Райе, что предполагает присутствие протяженной атмосферы. В 1920 г. Р.Ф. Сэнфорд получил спектры Т Тау с помощью однопризмного спектрографа, установленного на 100 дюймовом телескопе [294]. В это время Т Тау была не ярче  $10^m$ . Он отождествил и измерил 11 эмиссионных и 35 абсорбционных линий. Средняя эквивалентная ширина пяти линий ( $H$  и  $K$  Ca II,  $H_\delta$ ,  $H_\gamma$  и  $H_\beta$ ) составила 3–4 Å. Автор отметил, что диапазон значений лучевых скоростей эмиссионных линий больше, чем у абсорбционных.

В 1916 г. Дж.С. Маки и Э.Дж. Кэннон отметили присутствие ярких линий водорода и кальция в спектре RU Lup [230]. Обзор фотопластинок показал наличие иррегулярных изменений блеска у этой звезды от  $9^m$  до  $11^m$  в период с 1893 по 1912 г. В 1941 г. П.У. Меррилл [245] сфотографировал ее спектр и обратил внимание на наличие сильной эмиссии Fe II и Ti II, так же как  $H$  и  $K$  Ca II.

В 1917–1918 гг. первые спектры R Mon и R CrA и окружающих их туманностей (NGC 2261 и NGC 6729) получил и проанализировал В.М. Слайфер [311]. Он отметил, что спектр R Mon и спектр туманности NGC 2261 являются идентичными, т.е. туманность отражает излучение центральной звезды. Поскольку многие эмиссионные линии металлов, обнаруженные автором в спектре R Mon, наблюдаются также и в спектрах Новых звезд, то он предположил, что эмиссионный спектр R Mon имеет сходство со спектром Новой в Возничем на поздней стадии. Он также предположил, что спектр R CrA подобен спектру R Mon. Первые спектрограммы UY Aur получил А.Х. Джой [189] в 1932 г. В спектре присутствовали сильные эмиссионные линии водорода и кальция. Автор отметил, что спектр UY Aur подобен спектру Т Тау, за исключением того, что линии возбужденного железа были сравнительно слабыми.

Таким образом, к началу 40-х годов 20-го века стало известно несколько неправильных переменных звезд, демонстрирующих быстрые изменения блеска с амплитудой  $1 - 3^m$ . Первые спектральные наблюдения этих объектов показали присутствие сильных эмиссионных линий кальция, водорода, железа и других элементов. Многие из этих звезд были ассоциированы с переменными туманностями. В 1942 г. А.Х. Джой, в своей работе посвященной спектральным критериям классификации переменных звезд, предложил выделить эти объекты в отдельную группу, первоначально включив в нее Т Тау и RW Aur [190]. В 1943 г. А.Х. Джой [191] добавил в эту группу еще две звезды (RU Lup и UZ Tau) и впервые назвал их переменными звездами типа Т Тельца (T Tauri stars, TTS). Еще через год эта группа уже насчитывала одиннадцать объектов, причем пять из них оказались визуальными двойными с угловым расстоянием от  $0''7$  до  $5''7$  [195]. А.Х. Джой был первым среди исследователей TTS, кто предпринял систематические спектральные наблюдения этих объектов и подробно описал их спектральные особенности [192]. В качестве критериев классификации TTS А.Х. Джой предложил: (1) быстрые неправильные изменения блеска около  $3^m$ ; (2) спектральные классы F5–G5 с эмиссионными линиями подобными солнечной хромосфере; (3) низкую светимость; и (4) ассоциацию с темной или яркой туманностью.

В дополнение к небольшой группе TTS, известных к 1945 г., на обсерватории Mount Wilson А.Х. Джой обнаружил еще 40 звезд низкой светимости ( $12^m - 15^m$ ), которые имели сходные спектральные характеристики: наличие ярких эмиссионных линий водорода,  $H$  и  $K$  Ca II, He I Fe I, Fe II и Si II. Положение этих звезд в темных облаках Тельца и их спектральные особенности позволили предположить, что они могут быть отнесены к TTS [193]. Позднее, Н.Е. Курочкин и П.Н. Холопов исследовали 40 звезд из списка А.Х. Джоя на пластинках Московской и Крымской обсерваторий и показали, что 29 объектов действительно являются переменными звездами с амплитудами от  $0^m.6$  до  $3^m.0$  [394].



В 1947 г. В.А. Амбарцумян установил наличие в Галактике нового типа звездных образований – звездных ассоциаций, представляющих из себя небольшие группы ТТС, группы О и В звезд [367]. Он отметил, что эти системы звезд имеют общее происхождение и низкую пространственную концентрацию по сравнению с концентрацией звезд галактического поля. Изучая кинематику звездных ассоциаций, В.А. Амбарцумян показал, что они должны распадаться в течение нескольких десятков миллионов лет. Он впервые сделал вывод о том, что члены обнаруженных звездных ассоциаций должны быть молодыми объектами, а существование этих ассоциаций служит прямым доказательством того факта, что образование звезд в Галактике происходит и в настоящее время. В частности, В.А. Амбарцумян пришел к выводу о том, что несколько десятков ТТС, открытых А.Х. Джоем в темных облаках Тельца-Возничего в 1949 г., образуют молодую звездную ассоциацию с возрастом в несколько миллионов лет [368]. Несколько позднее, Дж.Х. Хербиг в своем классическом обзоре привел несколько других весомых аргументов в пользу их молодости [168].

Десятки подобных слабых звезд ( $14^m - 16^m$ ) поздних спектральных классов были найдены Дж.Х. Хербигом [165] и Г. Аро [147] в Туманности Ориона. Слабые звезды с яркой эмиссией в линии  $H_\alpha$  были найдены О. Струве и М. Руджобингом в темных волокнах Змееносца [326], и Дж.Х. Хербигом в NGC 2264 [166]. Многие из этих объектов были известны как переменные звезды с амплитудами от  $1^{m.5}$  до  $2^m$ , которые связаны со светлыми и темными туманностями. На основе этих данных А.Х. Джой сделал вывод о том, что основные причины переменности блеска и спектральных особенностей ТТС могут быть объяснены как частичным затмением звезд окружающими облаками газа и пыли, так и взаимодействием звездного излучения с частицами облаков [194]. А.Х. Джой отметил, что проблема взаимодействия пылевых облаков с ТТС является сложной, но ее решение может позволить понять процессы формирования звезд из окружающих их частиц.

В результате продолжительного и комплексного исследования около 3000

звезд в области туманности Ориона П.П. Паренаго выделил группу из 205 переменных звезд, которые он отнес к звездам типа туманности Ориона [384]. Исследуя особенности фотометрического поведения этих объектов, в частности Т Ориона, П.П. Паренаго привел убедительные доказательства того, что переменность блеска этих объектов не может быть вызвана частичным экранированием звездного излучения веществом туманности. Автор пришел к выводу о том, что звезды типа туманности Ориона входят в две молодые звездные ассоциации типов О и Т, согласно классификации В.А. Амбарцумяна.

Почти одновременно несколько исследователей обратились к идее аккреции вещества на ТТS с целью объяснения их фотометрических и спектральных особенностей. Предполагалось, что падение вещества на звездную поверхность может возникать из-за движения звезды сквозь окружающую ее туманность (см., например, Дж.Х. Хербиг [164], О. Струве и М. Руджобинг [326], Дж.Л. Гринштейн [137], О. Струве [325]).

Первые попытки выявления статистических закономерностей в долговременных изменениях блеска ТТS были предприняты П.П. Паренаго для Т Ori [384], Г.А. Стариковой для RR Tau [390] и П.Н. Холоповым для RY Tau [395]. В 1954 г. П.П. Паренаго опубликовал результаты подробного исследования звезд в области туманности Ориона [385]. В этой работе, в частности, он предложил критерии классификации кривых блеска переменных звезд, которые успешно использовались многими исследователями на протяжении нескольких десятилетий. В качестве основной описательной характеристики он выбрал то, насколько часто конкретная переменная звезда бывает в ярком, среднем или слабом состоянии. П.П. Паренаго предложил делить амплитуду переменной звезды на четыре равные части и вычислять количество случаев, когда конкретная переменная звезда имела звездную величину в каждой из этих четырех частей. Согласно такой статистике, была предложена следующая классификация: переменная класса I чаще бывает в ярком состоянии, чем в слабом; переменная класса II чаще всего имеет средний блеск; и переменная класса III чаще бывает

в слабом состоянии, чем в ярком. Если блеск звезды распределен равномерно по всем четвертям амплитуды, то она принадлежит классу IV. Внутри первых трех классов автор выделил по 2–3 дополнительных подкласса.

В результате комплексного исследования переменных звезд в туманности Ориона П.П. Паренаго пришел к следующему важному выводу: число переменных звезд в туманности Ориона возрастает при уменьшении амплитуд переменной блеска приблизительно по показательному закону. Следовательно, малоамплитудных переменных звезд в туманности Ориона должно быть значительно больше, чем переменных звезд со значительными амплитудами. Таким образом, назрела необходимость в пересмотре и уточнении критериев классификации TTS, предложенных А.Х. Джоем в 1945г. На первый план были выдвинуты не фотометрические, а спектральные критерии классификации.

Дж.Х. Хербиг предложил следующие спектральные критерии [168]: (1) линии водорода,  $H$  и  $K$  Ca II в эмиссии; (2) присутствие флуоресцентных эмиссионных линий Fe I (4063 Å и 4132 Å); (3) наличие сильной линии Li I (6707 Å) в абсорбции; (4) присутствие, как правило, запрещенных эмиссионных линий [S II] (4068 Å и 4076 Å); (5) возможно присутствие запрещенных линий [S II] (6717 Å и 6731 Å) и [O I] (6300 Å и 6363 Å).

Автор подчеркнул, что связь с туманностью и фотометрическая переменность блеска могут рассматриваться только как вторичные характеристики, поскольку сами по себе они не могут дать убедительных доказательств принадлежности к TTS. Согласно предложенным спектральным критериям Дж.Х. Хербиг выделил группу из 126 TTS.

Значительные избытки непрерывного излучения в синей и ультрафиолетовой области спектра у TTS были обнаружены Г. Аро и Дж.Х. Хербигом [149] и М.Ф. Уокером [345]. Выдвигались различные объяснения для существования этих избытков, но не одно из них не было достаточно удовлетворительным (см., например, обзор Дж.Х. Хербига [168]).

Первые спектральные наблюдения с достаточно хорошей дисперсией пока-

зали, что наиболее сильные эмиссионные линии (особенно  $H_\alpha$  и  $K\text{ Ca II}$ ) имеют смещенные в коротковолновую сторону абсорбции, соответствующие лучевым скоростям от  $-70$  до  $-170$  км  $\text{с}^{-1}$ , что было интерпретировано как признак истечения вещества с поверхности звезды (см., например, [168]). Дж.Х. Хербиг предположил, что запрещенные эмиссионные линии  $[\text{O I}]$  и  $[\text{S II}]$ , наблюдаемые в спектрах большинства TTS, возникают в разряженной газовой околозвездной оболочке [167]. Л.В. Кухи [208] впервые оценил темп потери массы у шести TTS. Значения этой величины варьировались в пределах  $0.3\text{--}5.8 \times 10^{-7} M_\odot \text{ год}^{-1}$ , со средним значением  $3.7 \times 10^{-8} M_\odot \text{ год}^{-1}$ .

Инфракрасный избыток излучения у TTS был обнаружен Е.Е. Мендозой [243], [244]. Ф.Дж. Лоу и др. [227] предположили, что он может возникать в результате теплового переизлучения околозвездной пыли. С.Е. Стром и др. [324] измерили потоки на 1.6, 2.2 и 3.4 мк для 42 звезд в молодом скоплении NGC 2264 и показали, что значительная часть этих звезд окружена околозвездным веществом, которое ответственно за значительный инфракрасный избыток. Авторы предположили, что инфракрасный избыток свидетельствует в пользу существования теплых околозвездных пылевых оболочек. Л.В. Кухи [209] измерил распределение энергии в спектральном диапазоне от 0.33 до 1.11 мк для нескольких десятков TTS. Он нашел строгую корреляцию между ультрафиолетовым потоком и эмиссией в линии  $K\text{ Ca II}$  и предположил, что эмиссия возникает в звездной хромосфере.

К этому времени накопилось достаточное количество фотометрических наблюдений избранных TTS для того, чтобы можно было сделать некоторые выводы относительно возможных механизмов фотометрической переменности этих объектов с учетом их спектральных особенностей. Несколько исследователей отметили, что звезды становятся краснее с уменьшением яркости (см., например, М.Т. Брук [43]; К. Нанди и Н. Пратт [255]). Но такая зависимость наблюдалась не всегда. Например, Г.С. Бадалян [370] нашел из исследований большого числа TTS, что амплитуды фотографических величин могут быть больше, при-

близительно равны или меньше, чем соответствующие фотовизуальные амплитуды. Одновременные спектральные и фотометрические наблюдения RW Aur и DI Ser показали, что существует тесная связь между изменениями звездного континуума и изменениями интенсивности, ширины и профиля спектральных линий (см., например, Е.К. Харадзе и Р.А. Бартайя [201]; Г.Ф. Гам [107]; Д. Шалонж и др. [51]; П.П. Петров [265]). В связи с этим возникла концепция вспышечной активности TTS. Эффекты выброса быстрых электронов из активных областей были обсуждены И.М. Гордоном [122] и Г.А. Гурзядяном [145]. Н.Е. Курочкин [211] интерпретировал временной масштаб изменений блеска T Ori в рамках характерного времени развития конвективных ячеек на поверхности звезды.

Однако некоторые звезды демонстрировали совершенно другие свойства. Л. Андерсон и Л.В. Кухи [6] заметили, что часть относительных вариаций интенсивности в некоторых линиях серии Бальмера может быть результатом переменной околозвездной экстинкции. В. Венцель [350] нашел из UVV измерений, что SV Ser и RY Tau проходят через резкие минимумы продолжительностью в несколько дней без каких-либо значительных цветовых изменений. Сильные изменения степени поляризации излучения были обнаружены Б. Зельнером [362] у R Mon и М. Брегером [40] у RY Tau. Эти изменения поляризации были интерпретированы в терминах переменной серой околозвездной экстинкции. Г.Ф. Гам и др. [110] показали, что изменения блеска RU Lup могут быть обусловлены переменной околозвездной экстинкцией. Авторы пришли к такому выводу по той причине, что амплитуда изменений блеска зависела от длины волны согласно закону межзвездного поглощения и потому, что спектральные свойства звезды оставались практически неизменными в течение всего периода наблюдений. Обсуждая причины переменности блеска TTS, обусловленные околозвездной экстинкцией, Г.Ф. Гам [108] отмечает, что изменения околозвездной экстинкции могут быть следствием существования протопланет или локальных деформаций в пылевой оболочке.

Дополнительный аргумент в пользу эволюционного статуса TTS был получен на основе изучения лучевых скоростей этих объектов. Дж.Х. Хербиг [169] показал, что лучевые скорости 50 TTS совпадают с лучевыми скоростями окружающих их облаков Тельца–Возничего, демонстрируя кинетическую связь между звездами и темными облаками. Позднее, этот результат был подтвержден данными о собственных движениях, опубликованными Б.Ф. Джонсом и Дж.Х. Хербигом [188].

А.Е. Ридгрэн и др. [291] резюмировали большое число работ и привели другие критерии, по которым можно выделить TTS, такие как: переменность, вуалирование, профили типа Р Лебеда и инфракрасные избытки. М. Коэн и Л.В. Кухи [60] получили спектры низкого разрешения для 500 молодых звезд. В своей объемной работе они использовали спектральные данные для определения основных физических параметров этих объектов. В связи с новыми спектральными наблюдениями и увеличением числа кандидатов в TTS, У. Бастиен и др. [15] предложили следующие феноменологические критерии классификации: (1) звездные объекты, ассоциированные с областью поглощения; (2) линии водорода серии Бальмера и линии  $H$  и  $K$  Ca II в эмиссии; (3) эквивалентная ширина линии  $H_{\alpha} > 5 \text{ \AA}$ ; (4) спектральные классы позднее F.

Множество исследований профилей эмиссионных и абсорбционных линий в спектрах TTS было выполнено в 70–80 гг. прошлого века. Результаты этих исследований свидетельствовали о сложных движениях газовых масс вблизи поверхности этих молодых звезд (см., например, обзор К. Берту [22]). В частности, анализ нескольких серий спектральных наблюдений SU Aur показал, что остаточные профили эмиссионных линий демонстрируют признаки одновременного существования как падения (аккреции), так и истечения вещества (ветра) на луче зрения (П.П. Петров и др. [269]).

Благодаря инфракрасной спектрофотометрии было обнаружено присутствие околос звездного льда и силикатов в окрестностях HL Tau (М. Коэн [56], [57]). Наблюдения в ближнем инфракрасном диапазоне позволили предполо-

жить, что эта звезда окружена околовзвездным диском, видимым практически с ребра (М. Коен [58]). Прямые изображения в ближнем ИК диапазоне (Г.Л. Грасдален и др., [135]) и спекл-интерферометрия (С. Беквит и др. [18]) подтвердили это предположение. Интерферометрические наблюдения в мм диапазоне обнаружили облака газа и пыли, которые простираются на несколько сотен а.е. вокруг HL Tau и R Mon (С. Беквит и др. [17]). А.И. Сарджент и С. Беквит [295] локализовали вокруг HL Tau вытянутую структуру в полосе  $^{13}\text{CO}$ , которая простирается на несколько сотен а.е. почти параллельно вектору линейной поляризации и перпендикулярно джету, обнаруженному Р. Мундтом и Й.В. Фрид [252]. Исследования свойств джетов у нескольких молодых звезд подтвердили, что эти образования представляют собой сильно коллимированные истечения вещества, направленные преимущественно вдоль линий локального магнитного поля [252].

Обнаружение мощного переменного рентгеновского и сантиметрового излучений, исходящих от TTS в темном облаке  $\rho$  Oph, способствовало развитию предположений о наличии сильных магнитных полей у этих объектов ([250]; [7]). Первые измерения зеемановского уширения фотосферных линий TTS подтвердили существование магнитных полей порядка 1–2 кГс ([183]; [142]). Такие сильные магнитные поля должны влиять на траекторию аккреционного потока, движущегося от внутренних областей диска к центральной звезде. Основываясь на моделях, первоначально разработанных для магнитных компактных объектов в катаклизмических двойных системах ([117]), и предполагая, что магнитосферы TTS являются преимущественно дипольными на больших масштабах, Камензинд [46] и Конигл [205] показали, что внутренний аккреционный диск должен быть усечен магнитосферой на расстоянии нескольких звездных радиусов от поверхности звезды для типичных темпов аккреции в пределах от  $10^{-9}$  до  $10^{-7} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$  ([14]; [151]; [143]). Согласно этим моделям магнитосферной аккреции, начиная с радиуса усечения, ионизованное вещество диска движется к звезде вдоль силовых линий магнитного поля, что приводит к формированию

магнитосферных аккреционных колонок. Когда свободно падающее вещество диска достигает верхних слоев атмосферы звезды, вблизи магнитных полюсов возникают аккреционные ударные волны и образуются горячие аккреционные пятна. Наличие обратных профилей Р Лебеда в высших бальмеровских линиях в спектрах TTS со смещенными в красную область абсорбционными компонентами, достигающими скоростей в несколько сотен  $\text{км с}^{-1}$ , подтвердило существование аккрецирующего газа, который движется к звезде со скоростью свободного падения с расстояния в несколько звездных радиусов [87]. Обнаружение вращательной модуляции лучевой скорости и потока эмиссионных линий было интерпретировано как результат изменения условий видимости наклонной магнитосферы (см., например, П.П. Петров и др. [269]). Моделирование возникновения и развития аккреционной ударной волны предсказало существование и свойства линий с высоким потенциалом возбуждения (см., например, С.А. Ламзин [216]; [217]).

Рентгеновские наблюдения различных областей звездообразования (ОЗ) выявили значительную популяцию маломассивных звезд на стадии до главной последовательности ([93]; [349]; [95]; [250]; [346]; [94]; [348]), существование которых было предсказано Дж.Х. Хербигом в 1978 г. [393]. В отличие от уже известных „классических“ звезд типа Т Тельца (classical T Tauri stars, CTTS), эти звезды демонстрировали слабую эмиссионную линию  $H_\alpha$  ( $EW(H_\alpha) < 10 \text{ \AA}$ ), сильную абсорбционную линию Li I ( $EW(\text{Li I}) > 100 \text{ m\AA}$ ), эмиссию в линиях  $H$  и  $K$  Ca II и незначительные избытки ИК-излучения. Для обозначения этих объектов Дж.Х. Хербиг и К.Р. Белл [170] предложили термин „слабоэмиссионные“ звезды типа Т Тельца (weak-line T Tauri stars, WTTS). К подгруппе WTTS были отнесены также некоторые звезды из обзора собственных движений [188] и обзора звезд с эмиссией в линиях  $H$  и  $K$  Ca II [171].

В результате первых программ исследования фотометрической переменности WTTS были обнаружены периодические изменения блеска у 15 звезд в ОЗ Тельца-Возничего ([292]; [293]; [33]; [347]; [343]). Значения фотометрических



периодов (от 2 до 8 суток) были сравнимы с периодами, обнаруженными у некоторых CTTS [168]. Поскольку временная шкала осевого вращения WTTS, оцененная из значений  $v \sin i$  и звездных радиусов, хорошо согласовывалась со значениями найденных фотометрических периодов, периодические изменения блеска были интерпретированы вращательной модуляцией звездного излучения холодными пятнами, расположенными в фотосферах этих звезд (см., например, [292] и ссылки там). Детальный анализ фотометрической переменности избранных WTTS показал, что запятненные области, ответственные за вращательную модуляцию, покрывают от 10 до 20% звездной поверхности и холоднее фотосферы на 700–1400 К [32]. Средние свойства пятен хорошо согласовывались с предполагаемыми магнитными полями в 1300 Гс [9] и мало отличались от свойств пятен на других активных звездах типа RS CVn и BY Dra.

Наиболее интересные результаты о свойствах запятненных WTTS были получены из анализа многолетних фотометрических наблюдений V410 Tau ([342]; [172]; [270]). В частности, было установлено, что запятненные области могут существовать на поверхности звезды до 10 лет. При этом они сохраняют довольно устойчивое положение относительно определенного меридиана, выражающееся в неизменности начальной эпохи фотометрической кривой блеска на протяжении шести и более лет. Иногда могут происходить быстрые изменения формы и амплитуды фазовой кривой блеска в течение 1–3 месяцев. Позднее стабильность начальных эпох фазовых кривых блеска на интервале от 2 до 12 лет была обнаружена еще для нескольких WTTS [379]. Вместе с тем, было показано, что зарегистрированные изменения максимального уровня блеска, амплитуды и формы фазовых кривых блеска некоторых WTTS свидетельствуют о миграции пятен в пределах активной зоны и об изменении их площади. П.И. Чой и В. Хербст [52] нашли дополнительное подтверждение существования стабильности начальных эпох фазовых кривых блеска для 23 TTS в скоплении туманности Ориона на интервале в 4 года.

Интенсивные исследования различных областей звездообразования, пред-

принятые в 80-х годах прошлого века, способствовали обнаружению нескольких сотен молодых звезд. В 1988 г. Дж.Х. Хербиг и К.Р. Белл [170] опубликовали каталог молодых звезд, который содержал 742 объекта, причем 465 из них были надежно идентифицированы как TTS. Быстрорастущий объем информации по TTS и обширная литература по этим объектам были подробно обсуждены в обзорах К. Берту [22] и И. Аппенцеллера и Р. Мундта [10].

В.П. Гринин с коллегами подробно обсудил свойства небольшой группы молодых звезд ранних спектральных классов, отличительной особенностью которых является значительный рост линейной поляризации (до 5–8%) в глубоких минимумах блеска [138]. Другой характерной особенностью этих объектов является необычное поведение на диаграммах цвет-величина, таких как:  $(U-B), V$  и  $(B-V), V$ . В начале ослабления блеска показатели цвета увеличиваются вдоль линии нарастающего покраснения. Однако, начиная с некоторого уровня блеска, покраснение звезды прекращается и ее показатели цвета  $(U-B)$  и  $(B-V)$  уменьшаются до значений, характерных для максимального уровня яркости. При этом спектр звезды не меняется даже при значительных ослаблениях блеска. Авторы объяснили весь комплекс этих необычных свойств явлением рассеивания света на пылевых частицах, входящих в состав околозвездной оболочки или протопланетного диска. По мере того, как свет звезды затмевается веществом протопланетного диска, происходит постепенное усиление вклада рассеянного на пылевых частицах света, что вызывает рост линейной поляризации и уменьшение показателей цвета системы звезда-диск. Молодые объекты, демонстрирующие такие особенности цветового поведения, были отнесены к подгруппе звезд типа UX Ori.

В 1994 г. В. Хербст с коллегами опубликовал сводный каталог UBVR<sub>I</sub> фотометрии для TTS и некоторых молодых объектов более ранних спектральных классов, который содержал более 10000 оценок блеска для 80 объектов [173]. Авторы этой работы проанализировали все доступные на тот момент фотоэлектрические данные и выделили три типа фотометрической переменности, наиболее

характерные для TTS.

Первый тип переменности носит периодический характер и обусловлен вращательной модуляцией блеска звезды холодными пятнами, неравномерно распределенными по звездной поверхности. Наиболее очевидно первый тип переменности проявляется у WTTS. Помимо периодической составляющей эти звезды иногда демонстрируют нерегулярные вспышки, которые особо отчетливо наблюдаются в полосах U и В.

Второй тип переменности характеризуется нерегулярными или квазипериодическими изменениями блеска с амплитудой до  $1^m - 3^m$  и с характерным временем в несколько суток. Этот тип переменности чаще всего наблюдается у STTS и обусловлен переменным темпом аккреции газа на поверхность звезды и наличием горячих короткоживущих пятен в основании аккреционных колонок. В то время как холодные пятна, ответственные за первый тип переменности, могут существовать в течение многих месяцев и даже лет, горячие пятна появляются и исчезают на значительно более коротких временных шкалах в несколько дней или недель.

Третий тип переменности обусловлен переменной околосредной экстинкцией и характеризуется нерегулярными ослаблениями блеска с амплитудой до  $2^m - 3^m$  без значительных изменений фотосферных спектров и степени вуалирования. Этот тип переменности чаще всего наблюдается у звезд более ранних спектральных классов (Ae/Be звезд Хербига типа UX Ori или UXors), чьи свойства подробно обсуждены в работе В.П. Гринина и др. [138].

Таким образом, к концу двадцатого века в полной мере сформировались основы для современного понимания природы молодых звезд и основных механизмов их спектральной и фотометрической переменности. Настоятельно требовались координированные исследования представительной выборки молодых звезд с целью определения физических параметров этих объектов, подробного изучения механизмов переменности и уточнения их эволюционного статуса, что очень важно для проверки различных моделей эволюции таких объектов.

## Введение

### **Актуальность темы исследования и степень ее разработанности**

В конце 80-х – начале 90-х годов XX века в полной мере сформировались основы современного понимания природы молодых звезд, которые в ходе своей эволюции еще не достигли главной последовательности (pre-main-sequence stars, PMS звезды), и основных причин их спектральной и фотометрической переменности [10], [22], [173]. Настоятельно требовались координированные многолетние фотометрические наблюдения представительной выборки PMS звезд с целью определения основных физических параметров этих объектов, подробного изучения природы фотометрической переменности и уточнения их эволюционного статуса, что очень важно для проверки различных моделей эволюции молодых звезд. Такие многолетние однородные фотометрические наблюдения представительной выборки PMS звезд были выполнены в рамках программы ROTOR на Майданакской обсерватории в Узбекистане в течение более двадцати лет (1984–2006 гг.). Первоначально основные цели программы ROTOR заключались в исследовании причин нестационарности восьмидесяти восьми Ae/Be звезд Хербига (HAeBe), определении основных физических параметров HAeBe звезд, классификации различных групп HAeBe звезд, определении важнейших характеристик околзвездных образований HAeBe звезд и накоплении данных для изучения механизмов нестационарности этих объектов (см, например, В.С. Шевченко [396]). Позднее в программу ROTOR были включены молодые звезды малых масс типа Т Тельца (TTS) и родственные им объекты (см., например, Гранкин и др. [379]). В результате реализации этой программы было получено более ста тысяч UBVR-измерений для 370 объектов из различных областей звездообразования (ОЗ).

Явления активности солнечного типа, процессы магнитосферной аккреции и переменная околзвездная экстинкция значительно усложняют задачу определения основных параметров молодых звезд и их эволюционного статуса,

которые очень важны для тестирования моделей ранней звездной эволюции.

Попытки определить физические параметры нескольких десятков TTS в ОЗ Тельца–Возничего были предприняты в целом ряде работ, например [60], [323], [337], [198], [151], [143], [352], [105], [278], [106], [8], [174]. Все эти исследования были выполнены корректно и методично. Тем не менее различия в значениях некоторых физических параметров для одних и тех же объектов оказались очень большими. Основные причины этих различий связаны со сложностью оценки температуры фотосферы ( $T_{eff}$ ), степени вуалирования спектральных линий, межзвездного поглощения ( $A_V$ ), максимального уровня блеска ( $V_{max}$ ) и показателей цвета, соответствующих спокойной фотосфере звезды.

Например, Инглеби и др. [179] проанализировали литературные оценки экстинкции для 13 классических звезд типа Т Тельца (CTTS) и показали, что для половины объектов разброс в значениях  $A_V$  достигает  $\pm 0.5$ . Такая неопределенность в значениях  $A_V$  может привести к неопределенности в один порядок при оценке темпа аккреции и некоторых других физических параметров CTTS. В некоторых случаях различия в оценках  $A_V$  могут быть очень большими:  $\pm 1.2$  для DF Тау,  $\pm 1.6$  для DO Тау и  $\pm 2.7$  для DG Тау ([99], [239], [174]). Херцег и Хилленбранд [174] справедливо заметили, что значительные неопределенности в оценках  $A_V$  и других параметров CTTS заставляют относиться с большим скептицизмом к способности использовать основные свойства CTTS для проверки теории образования и эволюции звезд на стадии PMS.

Тем не менее существует возможность получить вполне реалистичные оценки  $A_V$  и других параметров PMS звезд, если использовать долговременную однородную многоцветную фотометрию этих объектов. Анализ большого числа оценок блеска в нескольких полосах (например, в U, B, V и R) позволяет с высокой точностью определить значения максимального и минимального блеска, а также установить надежные зависимости между изменением блеска и показателей цвета. В свою очередь, знание этих параметров фотометрического поведения PMS звезд дает возможность с хорошей точностью оценить избытки

цвета, которые обусловлены либо процессами аккреции, либо наличием холодных протяженных пятен, либо переменной околозвездной экстинкцией. Учет этих избытков позволяет определить значения блеска и показателей цвета, которые соответствуют собственной фотосфере PMS звезд, а значит, вычислить надежные значения  $A_V$  и других параметров молодых звезд.

Таким образом, чтобы определить надежные значения физических параметров представительной выборки PMS звезд и уточнить их эволюционный статус, необходимо использовать долговременные однородные многоцветные фотометрические наблюдения таких объектов. Именно такие многолетние фотометрические наблюдения представительной выборки PMS звезд и были выполнены в рамках программы ROTOR на Майданакской обсерватории в Узбекистане в течение более двадцати лет (1984–2006 гг.).

### **Цели и задачи диссертационной работы**

В настоящей диссертации проанализированы уникальные однородные многолетние фотометрические наблюдения 72 классических звезд типа Т Тельца (CTTS), 42 звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями (WTTS) и 62 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана [354], которые были получены в рамках программы ROTOR. Большинство кандидатов в PMS звезды были первоначально классифицированы как объекты после стадии TTS (post T Tauri stars, PTTS).

Основные цели диссертационной работы заключаются в определении надежных физических параметров представительной выборки CTTS, WTTS и PMS звезд из ОЗ Тельца–Возничего, в уточнении их эволюционного статуса, в идентификации различных типов долговременной фотометрической переменности, в подробном анализе свойств нескольких избранных объектов, демонстрирующих различные типы фотометрической и спектральной переменности.

Для достижения этих целей были поставлены следующие задачи:

- Выполнить статистический анализ многолетних кривых блеска более вось-

мидесяти молодых звезд в ОЗ Тельца–Возничего на основе данных программы ROTOR.

- Классифицировать кривые блеска и попытаться выделить различные типы фотометрического поведения в зависимости от основного физического механизма: переменной околозвездной экстинкции, пятенной вращательной модуляции или нестационарной магнитосферной аккреции.
- Выявить объекты с проявлением эффектов пятенной вращательной модуляции, уточнить периоды вращения запятненных звезд, определить основные параметры запятненных областей и исследовать их эволюцию с течением времени.
- Предложить оригинальную методику для определения надежных значений межзвездной экстинкции с использованием однородных многолетних высокоточных фотометрических данных.
- Определить надежные физические параметры звезд выборки, такие как светимость, радиус, массу и возраст.
- На основе надежных физических параметров и литературных данных о собственном движении и эквивалентной ширине линии  $L_1$  уточнить эволюционный статус объектов выборки.
- Проанализировать возможные зависимости между различными индикаторами магнитной активности и вращением запятненных молодых звезд из ОЗ Тельца–Возничего.
- Выявить наиболее интересные объекты выборки, фотометрическое и спектральное поведение которых обусловлено преимущественно одним физическим механизмом. Выполнить комплексные детальные исследования отобранных кандидатов.

## **Объект и предмет исследования**

Объектом данного исследования является процесс рождения и ранней эволюции звезд малых и промежуточных масс. Чтобы понять и объяснить этот процесс используются десятки различных моделей ранней звездной эволюции. Основные различия между моделями обусловлены сложными и разнообразными предположениями относительно уравнения состояния вещества, его непрозрачности и той физики, которая описывает атмосферу, конвекцию и граничные условия. Дополнительные различия между модельными предсказаниями возникают при попытках учета эффектов вращения, особенностей химического состава, процесса аккреции, наличия магнитных полей и даже пыли в атмосферах маломассивных звезд и коричневых карликов.

Предметом данного исследования являются физические параметры и эволюционный статус PMS звезд малых и промежуточных масс. Знание точных физических свойств молодых звезд позволяет проверить и ограничить различные модели ранней звездной эволюции и в конечном счете понять, как формируются и эволюционируют звезды, протопланетные диски и сами планеты в течение первых десятков миллионов лет.

## **Научная новизна**

Основные результаты диссертационной работы являются новыми и заключаются в следующем:

- Применен статистический подход к описанию свойств многолетних кривых блеска 49 CTTS, 27 WTTS и 6 кандидатов в PMS звезды. Впервые предложены два новых статистических параметра, характеризующих тип многолетней кривой блеска.
- Предложена оригинальная методика для определения надежных значений межзвездной экстинкции с использованием многолетних фотометрических данных. На основе однородной базы данных и в рамках единого подхода вычислены аккуратные значения физических параметров 35



CTTS, 24 WTTS и 50 кандидатов в PMS звезды. Показано, что среди 50 кандидатов в PMS звезды имеется 21 объект с возрастом от 1 до 10 млн лет и 29 объектов с возрастом от 11 до 100 млн лет.

- Впервые обнаружены периодические изменения блеска у 22 кандидатов в PMS звезды и подтверждены или уточнены периоды для 30 WTTS и 19 кандидатов в PMS звезды. Показано, что эти периодические изменения блеска обусловлены явлением пятенной вращательной модуляции.
- Отмечено, что фотометрическое поведение некоторых WTTS невозможно объяснить в рамках модели с одним высокоширотным пятном. Сделан вывод о том, что амплитуда периодического процесса характеризует степень неоднородности распределения пятен, а изменение среднего уровня блеска зависит от общей площади запятненных областей. Впервые показано, что в состоянии максимального уровня блеска группы пятен занимают от 30 до 79% видимой поверхности наиболее активных и молодых WTTS.
- Отмечено, что наиболее активные и молодые WTTS (с возрастом около 2–3 млн лет) характеризуются высоким уровнем запятненности, многолетней стабильностью фазовых кривых блеска и низкой степенью дифференциального вращения (в 3–8 раз меньше солнечного). Обнаружено, что молодые WTTS демонстрируют периодические изменения блеска гораздо чаще, чем более проэволюционировавшие кандидаты в PMS звезды.
- Предложена схема классификации эволюционного статуса объектов выборки с учетом оценок возраста и литературных данных о собственных движениях и эквивалентных ширинах линии Li I. Согласно этой схеме, 30% кандидатов в PMS объекты являются надежными WTTS и 32% этих объектов принадлежат к надежным PTTS. Три объекта из списка Вихмана с возрастом  $\sim 100$  млн лет классифицированы как звезды начальной главной последовательности (НГП).

- Показано, что распределение 57 звезд выборки с известными периодами вращения на диаграмме „период вращения – возраст“ можно объяснить различным временем активного взаимодействия между звездой и диском, которое продолжается от 0.7 до 10 млн лет. Средний возраст более молодой подгруппы WTTS (2.3 млн лет) практически совпадает с моментом прекращения фазы дисковой аккреции. Отмечено, что время рассеивания протопланетных дисков в этой ОЗ, начиная с момента прекращения процесса аккреции, может быть очень коротким, около 0.4 млн лет.
- Показано, что объекты выборки с известными периодами вращения находятся в режиме насыщенного динамо, когда нет значимой корреляции между индикаторами рентгеновской активности и угловым моментом вращения. Максимальная амплитуда переменности блеска в среднем уменьшается с увеличением возраста объектов выборки и увеличивается с увеличением  $EW(H_\alpha)$  и  $EW(Li I)$ . Обнаружена статистически значимая зависимость между  $EW(Li I)$  и возрастом PMS звезд солнечной массы (от 0.7 до  $1.2 M_\odot$ ): чем больше возраст, тем меньше значение  $EW(Li I)$ .
- Уточнен период вращения WTTS V410 Тау до пятого знака после запятой и вычислены обновленные эфемериды ее кривой блеска:  $JD_{min} = JD2452234.285971 + 1.871970(\pm 0.000010)E$ . Изменения рентгеновского потока и потока в линии  $H_\alpha$  не показывают корреляции с пятенной вращательной модуляцией, наблюдаемой в фотометрической кривой блеска. Во время интенсивной 11-дневной фотометрической кампании зарегистрировано 9 вспышек. Вспышки на V410 Тау происходят с частотой  $\sim 2$  события в сутки и превосходят по своей энергетике самые мощные вспышки, обнаруженные на звездах типа UV Cet и RS CVn (до  $9.4 \times 10^{36}$  эрг). Обнаружена непрерывная микровспышечная активность, которая проявляется в широком эмиссионном компоненте линии  $H_\alpha$ .

- Впервые показано, что учет поправок за сильную запятненность V410 Tau (47–53%) увеличивает оценки ее возраста и массы. Обнаружено, что эпоха стабильного фотометрического поведения V410 Tau, длившаяся около 20 лет, закончилась в 2007 г., когда амплитуда периодического процесса достигла своего минимального значения  $0.^m05$ . На протяжении следующих 10 лет V410 Tau демонстрировала более сложную форму кривой блеска. Показано, что значительное уменьшение амплитуды периодического процесса связано с тем, что пятна распределились по звездной поверхности почти равномерно.
- Подтверждено значительное сходство между спектральным и фотометрическим поведением AA Tau и LkCa 15, которое хорошо объясняется в рамках современных моделей нестационарной магнитосферной аккреции. Фотометрический минимум блеска этих звезд совпадает по фазе с максимальным вуалированием и минимальной лучевой скоростью. Это свидетельствует о том, что горячее аккреционное пятно, холодная фотосферная запятненная область и деформация внутреннего диска согласованы друг с другом по фазе. Показано, что магнитные полюса дипольного компонента магнитного поля AA Tau и LkCa 15 пространственно совпадают с протяженными холодными запятненными областями на уровне фотосферы и с аккреционными пятнами на хромосферном уровне.
- Отмечено, что темп аккреции у поверхности AA Tau значительно меньше, чем на внутреннем крае диска, который расположен на радиусе коротации. Это говорит о том, что этот объект находится в режиме пропеллера, когда большая часть аккрецирующего вещества во внутренних областях диска выбрасывается наружу, и только небольшая часть вещества достигает поверхности звезды. Для обоих объектов обнаружено значительное рассогласование в углах наклона между внутренним и внешним диском.

### **Теоретическая и практическая значимость**

Результаты, изложенные в диссертации, могут быть использованы для выбора, уточнения и ограничения различных теоретических моделей ранней звездной эволюции, учитывающих магнитную активность, взаимодействие с протопланетным диском и формирование планетных систем. Полученные в диссертации выводы могут быть включены в курсы лекций по ранним стадиям эволюции звезд малых и промежуточных масс во всех научно-образовательных учреждениях, где изучаются проблемы звездообразования.

### **Методология диссертационного исследования**

Фотометрические, поляриметрические и спектральные наблюдения. Статистический и периодограммный анализ многолетних временных рядов. Корреляционные зависимости между различными физическими параметрами звезд. Моделирование фотометрических вариаций многоцветных кривых блеска. Анализ переменности лучевых скоростей и эквивалентных ширин спектральных линий.

### **Положения, выносимые на защиту:**

1. Долговременное фотометрическое поведение молодых классических звезд типа Т Тельца AA Tau, RY Tau, LkCa 15, V521 Cyg и CO Ori вызвано преимущественно переменной околозвездной экстинкцией. Особенности кривых блеска DF Tau, HN Tau и V853 Oph свидетельствуют о решающей роли нестационарной аккреции. Периодические изменения блеска у 30 молодых звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями и 39 кандидатов в молодые звезды, расположенных в области звездообразования Тельца–Возничего, обусловлены одним и тем же механизмом – явлением пятенной вращательной модуляции.
2. 35 классических звезд типа Т Тельца и 35 слабоэмиссионных звезд типа Т Тельца в области звездообразования Тельца–Возничего показывают одинаковые бимодальные распределения по массам и возрастам. Средний возраст более молодой подгруппы слабоэмиссионных звезд типа Т Тель-

ца ( $\sim 2.3$  миллиона лет) практически совпадает со временем прекращения фазы дисковой аккреции, определенным из анализа представительной выборки маломассивных звезд в семи молодых звездных скоплениях. Время рассеивания протопланетных дисков, отсчитываемое от момента прекращения процесса аккреции, может быть очень коротким, около 0.4 миллиона лет.

3. В подгруппе слабоэмиссионных звезд типа Т Тельца имеется семь звезд с другим эволюционным статусом: пять объектов с возрастом 10–30 миллионов лет и два объекта с возрастом порядка 100 миллионов лет. Среди 50 кандидатов в молодые звезды 30% объектов ( $t < 10$  миллионов лет) принадлежат к подгруппе слабоэмиссионных звезд типа Т Тельца и 32% объектов ( $t \simeq 10 - 45$  миллионов лет) относятся к звездам, которые недавно прошли стадию звезд типа Т Тельца.
4. В состоянии максимального блеска группы пятен могут занимать десятки процентов поверхности молодых запятненных звезд. Периодические изменения блеска регистрируются значительно чаще у самых молодых слабоэмиссионных звезд типа Т Тельца и заметно реже у объектов, которые недавно прошли эту стадию. Характер распределения пятен по поверхности молодых звезд зависит от возраста и свидетельствует об изменении топологии магнитного поля с течением времени.
5. Вспышки на V410 Tau превышают по своей энергии самые мощные вспышки на звездах типа UV Cet и RS CVn ( $\geq 9.4 \times 10^{36}$  эрг). Непрерывная микровспышечная активность, которая проявляется через широкий эмиссионный компонент линии  $H_{\alpha}$ , может быть источником нагрева короны и может отвечать за спокойное рентгеновское излучение звезды. Значительное уменьшение амплитуды периодического процесса ( $\sim 0.^m05$ ) в 2007 г. вызвано более равномерным распределением пятен по звездной поверх-

ности, что может быть следствием значительного изменения топологии магнитного поля V410 Tau, имевшего место в 2006–2008 годах.

6. Спектральные и фотометрические свойства AA Tau и LkCa 15 обусловлены динамическим взаимодействием внутреннего деформированного околозвездного диска с дипольной составляющей магнитного поля, наклоненной относительно оси вращения звезды. AA Tau находится в режиме пропеллера, когда бóльшая часть аккрецирующего вещества выбрасывается наружу. Компактные внутренние диски этих двух систем заметно наклонены по отношению ко внешним дискам.

### **Степень достоверности и апробация результатов**

Достоверность результатов определяется использованием высокоточных многолетних фотометрических наблюдений, полученных на высокогорной обсерватории Майданак и в КрАО. Многие результаты основаны на анализе серии спектров высокого разрешения, полученных на 2-м телескопе TBL (со спектрографом NARVAL), на 3.6-м телескопе CFHT (со спектрографом ESPaDOnS) и на 3.6-м телескопе ESO (со спектрографом HARPS-Pol). При анализе данных проводилась оценка достоверности получаемых величин.

Основные результаты диссертации неоднократно докладывались на астрофизических семинарах КрАО РАН, на конференциях в CAO РАН, ГАО РАН и нескольких конференциях ВАК. В том числе, на следующих международных конференциях и симпозиумах:

- Grankin K. N. On the stability of initial epochs and photometric periods in light variations of weak-line T Tauri stars // Low Mass Star Formation - from Infall to Outflow. Poster proceedings of IAU Symposium No. 182. 20-24 January 1997, Chamonix, France, Edited by F. Malbet and A. Castets, P. 281.
- Grankin K. N. Long-Term Stellar Activity: Evolution of Light Curves of the

Young Spotted Stars during Several Years // *Astronom. Gesellschaft Abstract Series*, Vol. 18., Abstracts of Contributed Talks and Posters presented at the Annual Scientific Meeting of the Astronomische Gesellschaft at the Joint European and National Meeting JENAM 2001 of the European Astronomical Society and the Astronomische Gesellschaft at Munich, September 10-15, 2001, abstract MS 07 02.

- Stelzer B., Fernandez M., Costa V., Grankin K., et al. Coordinated Multi-wavelength Observations of V410 Tau // Poster Proceedings of "1st Potsdam Thinkshop on Sunspots and Starspots", Potsdam, Germany, May 2001.
- Grankin K. N. Some Results from Long-Term Photometric Monitoring of Young Spotted Stars // *Protostars and Planets V*, Proceedings of the Conference held October 24-28, 2005, in Hilton Waikoloa Village, Hawaii. LPI Contribution No. 1286., p. 8045.
- Grankin K. N. Rotation and Activity of Pre-Main-Sequence Stars in the Taurus-Auriga Region // *JENAM-2007, "Our non-stable Universe"*, held 20–25 August 2007 in Yerevan, Armenia. Abstract book, p. 26-26.
- Artemenko S. A., Grankin K. N., Melnikov S. Yu. Rotational Properties of Post-T Tauri Stars in the Taurus-Auriga Region // *JENAM-2007, "Our non-stable Universe"*, 20-25 Aug. 2007 in Yerevan, Armenia. Abstract book, p.30.
- Grankin K. Magnetically Active Stars in Taurus-Auriga // *Protostars and Planets VI*, Heidelberg, July 15-20, 2013. Poster 1K092.
- Grankin K. T Tauri Stars in the Tau-Aur Star-Forming Region: Physical Parameters and Evolutionary Status // *Stars: From Collapse to Collapse*, Proceedings of a conference held at Special Astrophysical Observatory, Nizhny Arkhyz, Russia 3-7 October 2016. Edited by Yu. Balega, D. O. Kudryavtsev,

I. I. Romanyuk, and I. A. Yakunin. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2017, p. 90.

- Grankin K. T Tauri Stars in Tau-Aur SFR: Reliable Interstellar Extinction // Non-Stable Universe: Energetic Resources, Activity Phenomena and Evolutionary Processes. Proceedings of an International Symposium dedicated to the 70th anniversary of the Byurakan Astrophysical Observatory (BAO) held at National Academy of Sciences of the Republic of Armenia (NAS RA), Yerevan and Byurakan Astrophysical Observatory (BAO), Byurakan, Armenia 19-23 September 2016. Edited By A.M. Mickaelian, H.A. Harutyunian, and E.H. Nikoghosyan. ASP Conference Series, Vol. 511. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2017, p. 37.
- Pouilly K., Bouvier J., Alecian E., Cody A.-M., Donati J.-F.; Alencar S. H. P., Grankin, K., et al. Magnetospheric accretion in the intermediate-mass T Tauri Star HQ Tau // Proceed. of the Annual meeting of the French Society of Astron. and Astrophys. Eds.: P. Di Matteo, O. Creevey, A. Crida, G. Kordopatis, J. Malzac, J.-B. Marquette, M. N'Diaye, O. Venot, 2019, pp. 309-313.

### **Список публикаций по теме диссертации**

Основные результаты по теме диссертации изложены в 30 печатных работах, которые опубликованы в рецензируемых научных изданиях, индексируемых в базе данных Web of Science/Scopus/RSCI, рекомендованных для защиты в диссертационном совете МГУ по специальности. Число ссылок на эти работы на начало октября 2021 года превышает 1300.

### **Публикации в журналах Web of Science/Scopus/RSCI:**

01. Гранкин К. Н., Ибрагимов М. А., Кондратьев В. Б. и др. Фотометрическое исследование свойств пятенной вращательной модуляции для слабоэмиссионных звезд типа Т Тельца в темных облаках Тельца-Возничего / *Астрономический журнал (Astronomicheskii Zhurnal)*. — 1995. — Т. 72. — С. 894–904. (РИНЦ



IF: 1.289)//Переводная версия: Grankin K.N., Ibragimov M.A., Kondrat'ev V.B., Mel'nikov S.Yu., Shevchenko V.S. Photometric study of the properties of spot rotational modulation in weak line T Tauri stars/ *Astronomy Reports*. — 1995. — Vol. 39.— P. 799–807. (WoS IF 2020: 0.925)

02. Bouvier J., Wichmann R., Grankin K., et al. COYOTES IV: the rotational periods of low-mass Post-T Tauri stars in Taurus // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 318. — P. 495–505. (WoS IF 2020: 5.802)

03. Гранкин К. Вращение и активность молодых звезд поздних спектральных классов. Оптическая переменность блеска восьми звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями в 1992-1995 гг. / Письма в *Астрономический журнал*. — 1997. — Т. 23. — С. 700–708. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Rotation and activity of young late-type stars: Optical variability of eight weak-line T Tauri stars during 1992-1995/ *Astronomy Letters*. — 1997. — Vol. 23. — P. 615–622. (WoS IF 2020: 1.055)

04. Гранкин К. Оптическая переменность блеска HBC 379 и HBC 426 в 1990-1995 гг. / Письма в *Астрономический журнал*. — 1998a. — Т. 24. — С. 54–57. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Optical variability of HBC 379 and HBC 426 during 1990-1995/ *Astronomy Letters*. — 1998a. — Vol. 24. — P. 48–51. (WoS IF 2020: 1.055)

05. Гранкин К. Анализ многолетних наблюдений четырех звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями / Письма в *Астрономический журнал*. — 1998б. — Т. 24. — С. 580–590. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Analysis of long-term observations of four weak-line T Tauri stars/ *Astronomy Letters*. — 1998b. — Vol. 24. — P. 497–506. (WoS IF 2020: 1.055)

06. Гранкин К. Эволюция кривой блеска V410 Tau в 1986-1997 гг./ Письма в *Астрономический журнал*. — 1999. — Т. 25. — С. 611–621. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Evolution of the light curve of V410 Tau during 1986-1997/ *Astronomy Letters*. — 1999. — Vol. 25. — P. 526–535. (WoS IF 2020: 1.055)

07. Menard F., Bouvier J., Dougados C., Mel'nikov S. Y., Grankin K. N. Constraints on the disk geometry of the T Tauri star AA Tau from linear polarimetry // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 409. — P. 163-167. (WoS IF 2020: 5.802)

08. Bouvier J., Grankin K. N., Alencar S. H. P., et al. Eclipses by circumstellar material in the T Tauri star AA Tau. II. Evidence for non-stationary magnetospheric accretion // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 409. — P. 169-192. (WoS IF 2020: 5.802)

09. Stelzer B., Fernandez M., Costa V., Gameiro J. F., Grankin K., et al. The weak-line T Tauri star V410 Tau. I. A multi-wavelength study of variability // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 411. — P. 517–531. (WoS IF 2020: 5.802)

10. Fernandez M., Stelzer B., Henden A., Grankin K., et al. The weak-line T Tauri star V410 Tau. II. A flaring star // *Astronomy and Astrophysics*. — 2004. — Vol. 427. — P. 263–278. (WoS IF 2020: 5.802)

11. Мельников С. Ю., Гранкин К. Н. Исследование оптической переменности Т Тау в 1962-2003 гг. / Письма в *Астрономический журнал*. — 2005. — Т. 31. — С. 122–130. (РИНЦ IF: 1.469) // Переводная версия: Mel'nikov S.Yu., Grankin K.N. Study of the optical variability of T Tau in the period 1962-2003/ *Astronomy Letters*. — 2005. — Vol. 31. — P. 109–116. (WoS IF 2020: 1.055)

12. Grankin K. N., Melnikov S. Y., Bouvier J., et al. Results of the ROTOR-program. I. The long-term photometric variability of classical T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 461. — P. 183–195. (WoS IF 2020: 5.802)

13. Bouvier J., Alencar S. H. P., Bouvier T., Dougados C., Balog Z., Grankin K., et al. Magnetospheric accretion-ejection processes in the classical T Tauri star AA Tauri // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 463. — P. 1017–1028. (WoS IF 2020: 5.802)

14. Grosso N., Bouvier J., Montmerle T., Fernandez M., Grankin K., et al.

Observation of enhanced X-ray emission from the CTTS AA Tauri during one transit of an accretion funnel flow // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 475. — P. 607-617. (WoS IF 2020: 5.802)

15. Grankin K. N., Bouvier J., Herbst W., Melnikov S. Y. Results of the ROTOR-program. II. The long-term photometric variability of weak-line T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2008. — Vol. 479. — P. 827–843. (WoS IF 2020: 5.802)

16. Skelly M. B., Donati J.-F., Bouvier J., Grankin K. N., et al. Dynamo processes in the T Tauri star V410 Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2010. — Vol. 403. — P. 159–169. (WoS IF 2020: 5.287)

17. Donati J.-F., Skelly M. B., Bouvier J., Gregory, S. G., Grankin K. N., et al. Magnetospheric accretion and spin-down of the prototypical classical T Tauri star AA Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2010. — Vol. 409. — P. 1347–1361. (WoS IF 2020: 5.287)

18. Артеменко С. А., Гранкин К. Н., Петров П. П. Эффекты вращения в классических звездах типа Т Тельца / *Письма в Астрономический журнал*. — 2012. — Т. 38. — С. 872–882. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Artemenko S.A., Grankin K.N., Petrov, P.P. Rotation effects in classical T Tauri stars / *Astronomy Letters*. — 2012. — Vol. 38. — P. 783–792. (WoS IF 2020: 1.055)

19. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: Фотометрическая переменность и основные физические параметры / *Письма в Астрономический журнал*. — 2013а. — Т. 39. — С. 280–296. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Magnetically active stars in Taurus-Auriga: Photometric variability and basic physical parameters / *Astronomy Letters*. — 2013а. — Vol. 39. — P. 251–266. (WoS IF 2020: 1.055)

20. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: эволюционный статус / *Письма в Астрономический журнал*. — 2013б. — Т. 39. — С. 376–389. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Magnetically active stars in Taurus-Auriga: Evolutionary status / *Astronomy Letters*. — 2013б.

— Vol. 39. — P. 336–346. (WoS IF 2020: 1.055)

21. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: активность и вращение // Письма в Астрономический журнал. — 2013с. — Т. 39. — С. 508–520. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. Magnetically active stars in Taurus-Auriga: Activity and rotation / Astronomy Letters. — 2013с. — Vol. 39. — P. 446–457. (WoS IF 2020: 1.055)

22. Bouvier J., Grankin K., Ellerbroek L. E., et al. AA Tauri’s sudden and long-lasting deepening: enhanced extinction by its circumstellar disk // Astronomy and Astrophysics. — 2013. — Vol. 557. — P. A77. 9 pp. (WoS IF 2020: 5.802)

23. Donati J.-F., Hébrard E., Hussain G., Moutou C., Grankin K., et al. Modeling the magnetic activity and filtering radial velocity curves of young Suns: the weak-line T Tauri star LkCa 4 // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. - 2014. — Vol. 444. — P. 3220-3229. (WoS IF 2020: 5.287)

24. Donati J.-F., Hébrard E., Hussain G. A. J., Moutou C., Malo L., Grankin K., et al. Magnetic activity and hot Jupiters of young Suns: the weak-line T Tauri stars V819 Tau and V830 Tau // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2015. — Vol. 453. — P. 3706–3719. (WoS IF 2020: 5.287)

25. Гранкин К. Н. Звезды типа Т Тельца: физические параметры и эволюционный статус / Письма в Астрономический журнал. — 2016. — Т. 42. — С. 353–368. (РИНЦ IF: 1.469)// Переводная версия: Grankin K.N. T Tauri stars: Physical parameters and evolutionary status / Astronomy Letters. — 2016. — Vol. 42. — P. 314–328. (WoS IF 2020: 1.055)

26. Gully-Santiago M. A., Herczeg G. J., Czekala I., Somers G., Grankin K., et al. Placing the Spotted T Tauri Star LkCa 4 on an HR Diagram // Astrophysical Journal. — 2017. — Vol. 836. — Num. 2:200 – P. 1–23. (WoS IF 2020: 5.874)

27. Donati J.-F., Yu L., Moutou C., Cameron A. C., Malo L., Grankin K., et al. The hot Jupiter of the magnetically active weak-line T Tauri star V830 Tau // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2017. — Vol. 465. — P. 3343–3360. (WoS IF 2020: 5.287)

28. Yu L., Donati J.-F., Hébrard E. M., Moutou C., Malo L., Grankin K., et al. A hot Jupiter around the very active weak-line T Tauri star TAP 26 // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2017. — Vol. 467. — P. 1342–1359. (WoS IF 2020: 5.287)

29. Alencar S. H. P., Bouvier J., Donati J.-F., Alecian E., Folsom C. P., Grankin K., et al. Inner disk structure of the classical T Tauri star LkCa 15 // *Astronomy and Astrophysics*. — 2018. — Vol. 620. id.A195. 15 pp. (WoS IF 2020: 5.802)

30. Yu L., Donati J.-F., Grankin K. N., et al. Magnetic field, activity, and companions of V410 Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2019. — Vol. 489. — P. 5556–5572. (WoS IF 2020: 5.287)

**Личный вклад автора.** Содержание диссертации и основные положения, выносимые на защиту, отражают персональный вклад автора в опубликованные работы. Восемь из тридцати работ опубликованы без соавторов (статьи **3–6, 19–21, 25**). Все представленные в них результаты получены лично автором. Подготовка к публикации полученных результатов в других двадцати двух работах проводилась совместно с соавторами, причем вклад диссертанта в работах **1, 12 и 15** был определяющим. Вклад диссертанта в работах **2, 8–11, 16, 18, 22 и 30** был не меньшим, чем других соавторов. В работах **17, 23, 24, 26–28**, выполненных в рамках международных проектов MaPP и MaTYSSE, диссертант отвечал за выбор потенциальных объектов планируемых исследований, осуществлял фотометрические наблюдения и их редукцию к стандартной фотометрической системе, участвовал в обсуждении и интерпретации полученных фотометрических и спектральных данных. В работах **7, 13, 14 и 29** автор принимал участие в анализе и интерпретации полученных результатов.

Обработка, редукция, статистический и периодограммный анализ всего фотометрического материала осуществлялись с помощью пакета программ, реализованного автором диссертации в среде программирования Delphi. Более 28% наблюдений 72 CTTS, 42 WTTS и 62 кандидатов в PMS звезды было получено

автором в течение 1984–2006 гг.

**Структура и объем диссертации.** Диссертация состоит из обзора литературы, введения, 7 глав, заключения, списка сокращений, библиографии и 2-х приложений. Общий объем диссертации 372 страницы, из них 324 страницы текста, включая 101 рисунок и 28 таблиц. Библиография включает 396 наименований на 38 страницах. Приложения А и Б занимают 5 и 5 страниц соответственно.

## Глава 1

**Долговременная фотометрическая переменность**

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором в соавторстве, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 11, 12 и 15 (в списке публикаций по теме диссертации).*

**1.1. Фотометрические наблюдения**

Все фотометрические  $UBVR$ –наблюдения, обсуждаемые в этой главе, были получены на Майданакской обсерватории в Узбекистане (долгота:  $4^h 27^m 47^s$ ; широта:  $+38^\circ 41'$ ; высота: 2709м). Астроклиматические исследования, выполненные в 1996-1999 гг., показали, что Майданакская обсерватория входит в число лучших обсерваторий мира по основным астроклиматическим параметрам [88]. В частности, следует отметить, что максимум безоблачного неба приходится на июль-сентябрь. При этом ясное ночное время, пригодное для работы с электрофотометром, составляет около 90% от общего ночного времени. Медианное значение диаметра изображений в зените  $\theta_o = 0.''69$ .

Для длительного фотометрического мониторинга были отобраны 72 CTTS и 42 WTTS из каталога Хербига и Белл [170]. Несколько позднее в программу наблюдений были добавлены 62 кандидата в PMS звезды из списка Вихмана [354]. В результате долговременных фотометрических наблюдений, которые начались в 1986 и закончились в 2006г., было получено более 23000  $UBVR$  измерений для 72 CTTS, более 7600  $BVR$  оценок для 42 WTTS и более 5100  $BVR$  наблюдений для 62 кандидатов в PMS звезды. В наблюдениях этих объектов участвовали сотрудники отдела переменных звезд Астрономического института им. Улугбека Академии наук Узбекистана. Значительный вклад в долговременные фотометрические наблюдения этих объектов был сделан К.Н. Гранкиным

(28%), С.Ю. Мельниковым (25%), М.А. Ибрагимовым (13%), С.Д. Якубовым (10%), О.В. Ежковой (9%) и В.Б. Кондратьевым (8%). Все наблюдения были выполнены на трех телескопах (на одном 48-см и двух 60-см рефлекторах) с использованием идентичных одноканальных фотометров на счете импульсов с фотоумножителями ФЭУ-79. Как правило, каждая звезда измерялась один раз в ночь на минимальной воздушной массе. В результате было получено от 12 до 120 оценок блеска и цвета для каждого объекта в течение наблюдательного сезона, который длился несколько месяцев в году. Количество наблюдений зависело от условий видимости объекта. Наибольшее число наблюдений было получено для объектов в созвездиях Лебедя, Кассиопеи и Тельца. Наименьшее число наблюдений – в Змееносце и Орионе. Обычное время накопления в каждом фильтре составляло 60с. Звезды слабее  $12^m$  измерялись при Луне только в фильтрах  $V$  и  $R$ . Ошибка одного измерения в инструментальной системе для звезды  $12^m$  составляла около  $\pm 0.^m01$  в фильтрах  $B$ ,  $V$  и  $R$ , и около  $\pm 0.^m05$  в фильтре  $U$ . Для более ярких объектов точность наблюдений была значительно лучше.

Для учета атмосферной экстинкции применялся метод Никонова [382]. Использование этого метода позволяет отказаться от наблюдений большого количества звезд сравнения и значительно увеличить время наблюдений программных звезд. В течение ночи мы наблюдали несколько стандартных звезд через каждые 1-1.5 часа, а в остальное время – программные звезды. При таком режиме наблюдений около 90% наблюдательного времени используется для измерений программных звезд и фона. Практическое применение этого метода показало, что за один час наблюдательного времени можно измерять от 6 до 10 программных звезд на каждом телескопе. Метод Никонова использовался для большинства фотометрических ночей в течение лета и осени. В зимний период времени, при облачности около одного балла, или в случае измерений на больших воздушных массах, мы использовали дифференциальный метод наблюдений [392]. В качестве первичных стандартов были использованы звезды из



экваториальных площадок Ландольта [220]. Наблюдения этих звезд использовались для измерений экстинкции, определения звездных величин для вторичных стандартов и вычисления коэффициентов трансформации из инструментальной системы в стандартную фотометрическую систему Джонсона. Формальная точность редукции инструментальных величин в стандартную фотометрическую систему была не хуже  $\pm 0.^m01$ . Все моменты наблюдений были переведены в гелиоцентрические Юлианские дни.

В 1986–1996 гг. обработка наблюдений осуществлялась на базе ЭВМ Электроника 100-25 и СМ-4. Для этого использовался пакет прикладных программ, написанный Л.Н. Бердниковым на языке ФОРТРАН. После перехода на более современные персональные компьютеры, в период с 1997 по 2007 г., была использована обновленная программа обработки, созданная сотрудником отдела В.Б. Кондратьевым на языке С++. В настоящее время задействована новая программа обработки, реализованная автором диссертации в среде программирования Delphi, в которой используются принципы объектно-ориентированного программирования и возможности создания динамических массивов. Модуль первичной обработки позволяет читать и приводить к единому формату данные наблюдений, которые были получены на различных приборах: с одноканальным фотометром, с пятиканальным фотометром-поляриметром и с ПЗС-приемником. В основном модуле программы реализованы процедуры вычисления коэффициентов редукции к стандартной фотометрической системе, процедуры вычисления экстинкции методом пары и методом Никонова, процедуры вычисления величин и показателей цвета в стандартной фотометрической системе „гамма-методом“ и методом Зданавичуса (см. описания методов в книге А.В. Миронова [381]). Для удобства программирования введены три новых типа данных или объектов: „фон“, „переменная звезда“ и „контрольная звезда“. Для каждого такого объекта определены данные различных типов и использующие эти данные процедуры и функции. По мере загрузки исходных данных в память компьютера формируются динамические массивы записей типа „фон“, „переменная

звезда“ и „контрольная звезда“. Затем происходит автоматическая инициализация этих массивов записей и выполняются процедуры и функции, присущие каждому типу объектов. В результате выполнения программы формируются выходные массивы с именами объектов, Юлианскими датами, звездными величинами, показателями цвета, воздушными массами, среднеквадратичными ошибками и другой необходимой информацией.

Результаты долговременных фотометрических наблюдений CTTS, WTTS и кандидатов в RMS звезды приведены в таблицах 1.1, 1.2 и 1.3 соответственно. В таблице 1.1 содержится информация только для тех 52 CTTS, которые наблюдались не менее четырех сезонов. Столбцы в таблицах представляют: имя звезды, номер звезды в каталоге Хербига и Белл (либо в списке Вихмана), спектральный класс, эпоху наблюдений, число наблюдательных сезонов ( $N_s$ ), диапазон изменений блеска в полосе  $V$ , число наблюдений в полосе  $V$  ( $N_{obs}$ ), а также средние значения показателей цвета  $\overline{B-V}$  и  $\overline{V-R}$ .

Подавляющее число объектов расположены в ОЗ Тельца-Возничего (25 CTTS, 34 WTTS и 62 объекта из списка Вихмана), 10 CTTS – в Орионе, 7 CTTS и 6 WTTS – в Змееносце, и несколько CTTS из других ОЗ (Скорпион, Лебедь, Цефей и Андромеда). Диапазон спектральных классов: от G0 до M4. Интервал звездных величин: от  $8.^m9$  до  $15.^m2$  в полосе  $V$ . Наиболее длительные фотометрические наблюдения были осуществлены для CTTS и WTTS. Самые продолжительные ряды наблюдений, от 21 до 17 сезонов, были накоплены для DF Tau, RY Tau, SU Aur, DG Tau, BM And, DI Cep, EH Cep, T Tau, V521 Cyg, LkCa 7, V410 Tau, V830 Tau и VY Tau. Для этих объектов было получено в среднем от 39 до 76  $UBVR$ -оценок блеска в течение каждого наблюдательного сезона. Поскольку наблюдения звезд из списка Вихмана начались позднее чем наблюдения CTTS или WTTS, их наблюдательные ряды имеют заметно меньшую продолжительность. Шесть объектов из списка Вихмана наблюдались в течение 11–12 сезонов, 19 объектов – в течение 5–7 сезонов, 29 объектов – от 3 до 4 сезонов, и 8 самых слабых объектов – в течение 2 сезонов.

Таблица 1.1. Результаты долговременной фотометрии 52 CTTS

Имя	HBC	SpT	эпоха	$N_s$	диапазон $V$	$N_{obs}$	$\overline{B-V}$	$\overline{V-R}$
AA Tau	63	K7	1986-2004	15	12.30-14.14	568	1.34	1.40
AS 205	254	K5	1987-1994	8	10.87-13.77	362	1.24	1.55
BD-22 4059	608	G5	1989-1994	5	10.10-10.28	165	0.84	0.75
BM And	318	K5	1987-2003	17	11.85-13.98	999	1.13	1.07
BP Tau	32	K7	1986-2003	11	11.67-12.99	495	1.06	1.26
CI Tau	61	K7	1987-2003	7	12.28-13.79	319	1.37	1.55
CO Ori	84	F8	1987-2003	16	9.81-12.73	541	1.06	0.99
DD Tau	30	M1	1990-1993	4	13.45-15.15	114	1.07	1.76
DF Tau	36	M0	1984-2004	19	10.64-12.74	929	1.10	1.45
DG Tau	37	M	1984-2003	18	11.23-13.58	710	1.06	1.35
DI Cep	315	G8	1987-2003	17	11.14-11.67	1231	0.89	0.88
DI Tau	39	M0	1986-2000	11	12.69-12.97	435	1.59	1.50
DK Tau	45	K7	1987-2003	11	11.54-14.46	429	1.27	1.43
DL Tau	58	K7	1987-2003	8	12.39-13.89	370	1.09	1.42
DM Tau	62	M1	1987-2003	6	13.43-14.32	162	1.07	1.51
DN Tau	65	M0	1986-2003	10	12.08-12.54	369	1.33	1.35
DR Tau	74	K5	1986-2003	16	10.76-12.78	642	0.82	1.05
DS Tau	75	K5	1986-1990	4	11.58-12.68	199	0.91	1.09
EH Cep	307	K2	1987-2003	17	11.52-13.44	1296	1.19	1.03
EZ Ori	114	G0	1987-2003	7	11.48-12.25	222	0.84	0.77
GG Tau	54	K7	1986-1993	7	11.91-12.48	345	1.42	1.44
GI Tau	56	K6	1986-2003	8	12.30-14.85	344	1.46	1.57
GK Tau	57	K7	1986-2003	8	11.94-13.58	376	1.43	1.44
GM Aur	77	K7	1986-1995	9	11.74-12.35	349	1.21	1.22
GW Ori	85	G5	1987-2003	15	9.74-10.53	531	0.99	0.94
Haro 1-1	256	K5.7	1987-1993	6	12.80-13.82	166	1.27	1.45
Haro 1-14	267	M0	1987-1997	6	13.75-15.03	154	1.52	1.68
Haro 1-4	257	K6.7	1987-1992	5	13.29-13.81	131	1.75	1.85
Haro 1-8	261	K5	1987-1993	4	13.74-14.22	133	1.69	1.70
HI Ori	93	K4	1987-2001	7	12.63-13.86	214	1.28	1.20
HN Tau	60	K5	1987-1993	6	12.63-14.94	163	0.97	1.30
LkCa 15	419	K5	1992-1997	5	11.85-13.34	123	1.26	1.16
LkHa 191	301	K0	1986-1995	5	12.87-13.09	326	1.10	1.04
LkHa 209	194	G8	1986-1995	8	11.64-12.06	193	0.83	0.80
LkHa 321	303	G	1987-1995	7	12.25-12.44	547	1.23	1.17
LX Ori	133	K3	1987-2000	6	11.98-12.34	191	1.10	1.00
RW AurAB	80.81	K3	1986-2003	16	9.32-11.75	534	0.72	0.87
RY Tau	34	K1	1984-2004	19	9.55-11.56	885	1.03	1.07
SU Aur	79	G2	1983-2003	19	8.92-10.02	793	0.92	0.83
SW Ori	115	K4	1987-1995	8	12.42-13.69	153	1.04	0.97
T Tau	35	K0	1986-2003	17	9.75-10.18	982	1.17	1.13
UX TauAB	42.43	K2	1988-1993	6	10.64-12.77	318	1.17	1.06
UY Aur	76	K7	1986-2003	14	11.28-13.68	427	1.27	1.43
V1082 Cyg	728		1990-1995	6	12.62-13.67	461	0.76	1.00
V1121 Oph	270	K5	1987-2003	14	10.80-11.83	601	1.28	1.36
V2058 Oph	259	K6	1986-1993	7	12.60-13.09	209	1.49	1.60
V2062 Oph	268	K2	1986-1993	7	12.20-13.05	223	1.34	1.39
V360 Ori	144	K6	1987-1995	5	12.40-12.71	159	1.39	1.30
V521 Cyg	299	G8	1986-2003	17	13.37-14.70	1140	1.27	1.20
V625 Ori	183	K6	1987-1995	5	12.61-13.97	114	1.08	1.15
V649 Ori	86	G8	1987-2001	7	11.87-12.31	275	1.12	1.09
V853 Oph	266	M1.5	1986-1998	7	12.61-13.87	238	1.10	1.63

Таблица 1.2. Результаты долговременной фотометрии 42 WTTS

Имя	HBC	SpT	эпоха	$N_s$	диапазон $V$	$N_{obs}$	$\overline{B-V}$	$\overline{V-R}$
Anon 1	366	M0	1992-1997	6	13.36–13.57	96	1.84	1.83
HD 283572	380	G6 IV	1992-2005	14	8.91–9.15	434	0.78	0.68
Hubble 4	374	K7	1993-1993	1	12.59–12.71	27	1.62	
LkCa 1	365	M4	1993-1997	5	13.64–13.79	88	1.45	1.70
LkCa 2		K7	1992-1998	7	12.19–12.37	119	1.39	1.33
LkCa 3	368	M1	1992-1998	7	11.97–12.13	144	1.48	1.51
LkCa 4	370	K7	1992-2005	14	12.28–13.19	297	1.42	1.34
LkCa 5	371	M2	1992-1995	4	13.44–13.63	65	1.47	1.49
LkCa 7	379	K7	1990-2006	17	12.11–12.75	460	1.36	1.32
LkCa 11		M2	1992-2005	14	13.10–13.33	206	1.50	1.55
LkCa 14	417	M0	1992-1995	4	11.63–11.84	63	1.19	1.04
LkCa 16	420	K7	1992-2004	4	12.32–12.71	61	1.50	1.40
LkCa 19	426	K0	1990-2006	15	10.80–11.08	331	1.03	0.87
LkCa 21	382	M3	1992-1993	2	13.34–13.54	32	1.57	1.63
SR 9	264	K5	1986-2003	15	11.28–11.86	336	1.25	1.21
SR 12	263	M1	1987-2003	10	13.09–13.53	195	1.57	1.60
TAP 4	347	K1	1992-1993	2	12.01–12.26	33	0.88	0.80
TAP 9	351	K5	1992-1994	3	12.08–12.25	82	1.05	0.98
TAP 10AB	352+353	G0+G5	1992-1994	3	11.29–11.42	56	0.87	0.80
TAP 11AB	354+355	K3+K0	1992-1993	2	12.36–12.50	31	0.92	0.83
TAP 14NE	356+357	K2	1992-1993	2	12.86–12.96	28	1.01	0.89
TAP 26	376	K7	1992-1997	6	12.16–12.44	165	1.13	0.98
TAP 35	388	K1	1992-2006	10	10.16–10.45	248	0.78	0.66
TAP 40	392	K5	1992-1997	6	12.52–12.69	137	1.17	1.02
TAP 41	397	K7	1992-2006	15	12.01–12.41	265	1.25	1.07
TAP 45	403	K7	1992-2006	10	13.09–13.36	162	1.46	1.29
TAP 49	407	G8	1992-1995	4	12.58–12.82	86	1.03	0.89
TAP 50	408	K0 IV	1993-2004	12	10.06–10.34	263	0.89	0.77
TAP 57NW	427	K7	1992-2006	15	11.47–11.74	299	1.29	1.11
V410 Tau	29	K3	1986-2006	21	10.52–11.24	992	1.16	1.02
V819 Tau	378	K7	1990-2005	16	12.77–13.30	370	1.51	1.41
V826 Tau	400	K7	1990-1993	4	12.04–12.19	94	1.38	1.23
V827 Tau	399	K7	1990-2005	15	12.24–13.00	239	1.42	1.33
V830 Tau	405	K7	1990-2006	17	11.91–12.39	405	1.36	1.21
V836 Tau	429	K7	1990-2004	11	13.01–14.05	170	1.53	1.37
VY Tau	68	M0	1985-2001	17	13.25–13.98	436	1.47	1.40
Wa CrA/1	676	K0 IV	1990-1990	1	11.35–11.67	27	1.17	1.08
Wa CrA/2	678	G8 IV	1990-1990	1	10.53–10.69	28	0.85	0.74
Wa Oph/1	630	K2 IV	1993-2004	8	11.84–12.19	190	1.38	1.30
Wa Oph/2	633	K1 IV	2000-2004	5	11.60–11.77	101	1.16	1.11
Wa Oph/3	634	K0 IV	1993-2004	9	10.73–10.98	255	1.19	1.07
Wa Oph/4	652	K4	1993-2001	4	10.44–13.72	104	1.88	1.83

Таблица 1.3. Результаты долговременной фотометрии 62 кандидатов в PMS звезды

Имя	W96	SpT	эпоха	$N_s$	диапазон $V$	$N_{obs}$	$\overline{B-V}$	$\overline{V-R}$
RX J0400.5+1935	1	K1	1995-2005	4	10.14-10.29	103	0.94	0.82
RX J0403.3+1725	2	K3	1995-2005	4	11.62-11.79	75	1.10	0.95
RX J0405.1+2632	3	K2	1999-2005	6	11.23-11.49	121	0.86	0.74
RX J0405.3+2009	4	K1	1995-2005	4	10.33-10.48	95	0.91	0.77
RX J0405.7+2248	5	G3	1994-2006	5	9.31-9.44	109	0.63	0.58
RX J0406.7+2018	6	G1	1994-2006	5	9.48-9.75	94	0.58	0.53
RX J0406.8+2541	7	K7	2004-2006	3	11.70-12.16	53	1.38	1.28
RX J0407.8+1750	8	K3	1994-2005	4	11.29-11.55	61	0.86	0.80
RX J0408.2+1956	9	K2	1994-2005	3	12.84-13.28	61	1.28	1.11
RX J0409.1+2901	10	K1	1994-2005	11	10.49-10.66	259	0.84	0.75
RX J0409.2+1716	11	M1	2003-2005	3	13.23-13.35	32	1.40	1.43
RX J0409.8+2446	12	M1.5	2003-2005	3	13.38-13.59	43	1.47	1.48
RX J0412.8+1937	13	K6	1995-2005	4	12.51-12.65	76	1.30	1.18
RX J0412.8+2442	14	G9	1995-2005	4	11.93-12.07	82	1.07	1.01
RX J0413.0+1612	15	G1	1994-2006	5	10.90-11.12	95	0.74	0.66
RX J0415.3+2044	18	K0	1994-2005	11	10.53-10.75	224	0.72	0.66
RX J0415.8+3100	19	G6	1995-2005	4	12.25-12.47	102	0.89	0.82
RX J0420.3+3123	23	K4	2004-2006	3	12.46-12.68	62	1.08	0.96
RX J0423.7+1537	27	K2	1994-2005	11	11.15-11.35	225	0.93	0.81
RX J0424.8+2643B	29	K0	1999-2005	6	11.22-11.42	89	1.32	1.20
RX J0424.8+2643A	28	K1	1999-2005	6	11.22-11.41	83	1.35	1.23
RX J0427.1+1812	30	G5	1999-2005	6	9.30-9.49	100	0.56	0.53
RX J0430.8+2113	31	G8	1995-2005	4	10.26-10.40	97	0.72	0.65
RX J0431.3+2150	32	K0	1994-2005	11	10.68-10.91	223	0.83	0.71
RX J0432.7+1853	36	K1	1994-2005	4	10.73-10.89	68	0.82	0.70
RX J0432.8+1735	37	M2	2004-2005	2	13.64-13.77	28	1.65	1.59
RX J0433.5+1916	38	G6	2003-2005	3	13.08-13.20	52	1.03	0.92
RX J0433.7+1823	39	G6	2003-2005	3	12.05-12.12	35	1.06	0.95
RX J0435.9+2352	40	M1.5	2004-2005	2	13.31-13.49	33	1.55	1.58
RX J0437.2+3108	41	K4	2003-2005	3	13.12-13.31	30	1.34	1.25
RX J0438.2+2023	44	K2	1994-2006	5	12.12-12.28	76	1.12	0.97
RX J0438.2+2302	45	M1	2004-2005	2	13.74-13.90	31	1.48	1.40
RX J0438.4+1543	46	K3	1995-2005	4	13.22-13.50	64	1.21	1.09
RX J0438.7+1546	47	K1	1994-2005	4	10.68-10.91	51	0.99	0.87
RX J0439.4+3332A	48	K5	1994-2006	5	11.39-11.56	85	1.19	1.06
RX J0441.4+2715	49	G8	2003-2005	3	13.05-13.15	25	0.98	0.92
RX J0441.8+2658	50	G7	1994-2006	5	9.47-9.69	61	0.60	0.58
RX J0443.4+1546	51	G7	1999-2005	6	12.81-12.97	68	1.03	0.95
RX J0444.3+2017	52	K1	1994-2005	4	12.55-12.74	54	1.14	1.02
RX J0444.4+1952	53	M1	1994-2005	4	12.53-12.64	53	1.49	1.41
RX J0444.9+2717	54	K1	1994-2005	4	9.48-9.70	49	0.91	0.82
RX J0445.8+1556	55	G5	1994-2005	4	9.23-9.43	63	0.75	0.67
RX J0446.8+2255	56	M0	2003-2005	3	12.80-12.97	36	1.43	1.38
RX J0447.9+2755	57	K0	1999-2005	6	12.32-12.52	86	1.12	1.02
RX J0450.0+2230	58	K1	1995-2005	4	11.15-11.31	77	0.89	0.78
RX J0451.8+1758	59	M1.5	2004-2005	2	13.89-14.08	22	1.56	1.59
RX J0451.9+2849A	60	K4	2004-2005	2	13.25-13.45	22	1.30	1.15
RX J0451.9+2849B	61	K2	2004-2005	2	14.08-14.20	22	1.15	1.02
RX J0452.5+1730	62	K4	1999-2005	6	12.00-12.11	83	1.09	0.95
RX J0452.8+1621	63	K6	1999-2005	6	11.62-11.79	94	1.30	1.15
RX J0452.9+1920	64	K4	1999-2005	6	12.05-12.29	90	1.09	0.99

Таблица 1.3. Продолжение

Имя	W96	SpT	эпоха	$N_s$	диапазон $V$	$N_{obs}$	$\overline{B-\overline{V}}$	$\overline{V-\overline{R}}$
RX J0453.1+3311	65	G8	2004-2005	2	13.69-13.88	24	1.07	0.93
RX J0455.2+1826	66	G1	1994-2005	4	9.16-9.27	70	0.62	0.57
RX J0455.7+1742	67	K3	1999-2005	6	11.15-11.27	100	1.02	0.89
RX J0456.2+1554	68	K7	2003-2005	3	12.58-12.76	39	1.31	1.17
RX J0457.0+1600	70	M1	2004-2005	2	14.23-14.50	22	1.54	1.52
RX J0457.0+1517	71	G3	1994-2006	5	10.25-10.35	81	0.66	0.61
RX J0457.0+3142	72	K2	1994-2005	11	10.52-10.83	261	1.62	1.35
RX J0457.2+1524	73	K1	1994-2006	5	10.19-10.38	78	0.96	0.83
RX J0457.5+2014	74	K2	1994-2005	4	10.96-11.20	67	0.87	0.78
RX J0458.7+2046	75	K5	1994-2006	12	11.81-12.01	210	1.24	1.08
RX J0459.7+1430	76	K4	1999-2006	7	11.56-11.89	108	1.07	0.96

## 1.2. Статистические параметры

Чтобы охарактеризовать долговременную фотометрическую переменность молодых звезд, мы предложили использовать несколько статистических параметров [133]. Для каждого объекта были вычислены средний уровень блеска ( $V_m^{(i)}$ ) и соответствующая амплитуда переменности блеска ( $\Delta V^{(i)}$ ) для каждого наблюдательного сезона ( $i$ ). Затем мы усреднили значения  $V_m^{(i)}$  по всем сезонам чтобы получить средний уровень блеска по всему фотометрическому ряду ( $\overline{V_m}$ ) и вычислить его среднее квадратичное отклонение ( $\sigma_{V_m}$ ) чтобы характеризовать степень разброса сезонных значений  $V_m^{(i)}$ . Аналогичным образом была вычислена средняя фотометрическая амплитуда по всем наблюдательным сезонам ( $\overline{\Delta V} = \frac{\sum \Delta V^{(i)}}{N_s}$ , где  $N_s$  – число наблюдательных сезонов) и ее среднее квадратичное отклонение ( $\sigma_{\Delta V}$ ). Кроме того, для статистического анализа кривых блеска мы использовали величину  $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\overline{\Delta V}}$ .

Мы исключили из статистического анализа те объекты, которые наблюдались менее 5 сезонов, и те наблюдательные сезоны, в которых имелось менее 12 измерений. В связи с этим, статистический анализ проводился только для 49 CTTS и 28 WTTS из нашей выборки. Также был выполнен более строгий статистический анализ для меньшего числа объектов, которые имели более 20 измерений за сезон и более 5 сезонов наблюдений. Результаты этого тестового анализа дают те же результаты. Следовательно можно утверждать, что пред-

ложенные выше критерии отбора (минимальное число сезонных наблюдений и минимальное число наблюдательных сезонов) для проведения статистических вычислений обеспечивают надежные статистические параметры (среднее значение, стандартное отклонение, минимальный и максимальный уровень блеска и т.д.). На рис. 1.1 приведен пример долговременных наблюдений UY Aur и результаты статистического анализа этих данных. Долговременные кривые блеска 28 WTTS, 48 CTTS и 24 звезд из списка Вихмана представлены в Приложении А (см. рис. А.1, А.2 и А.3, соответственно).

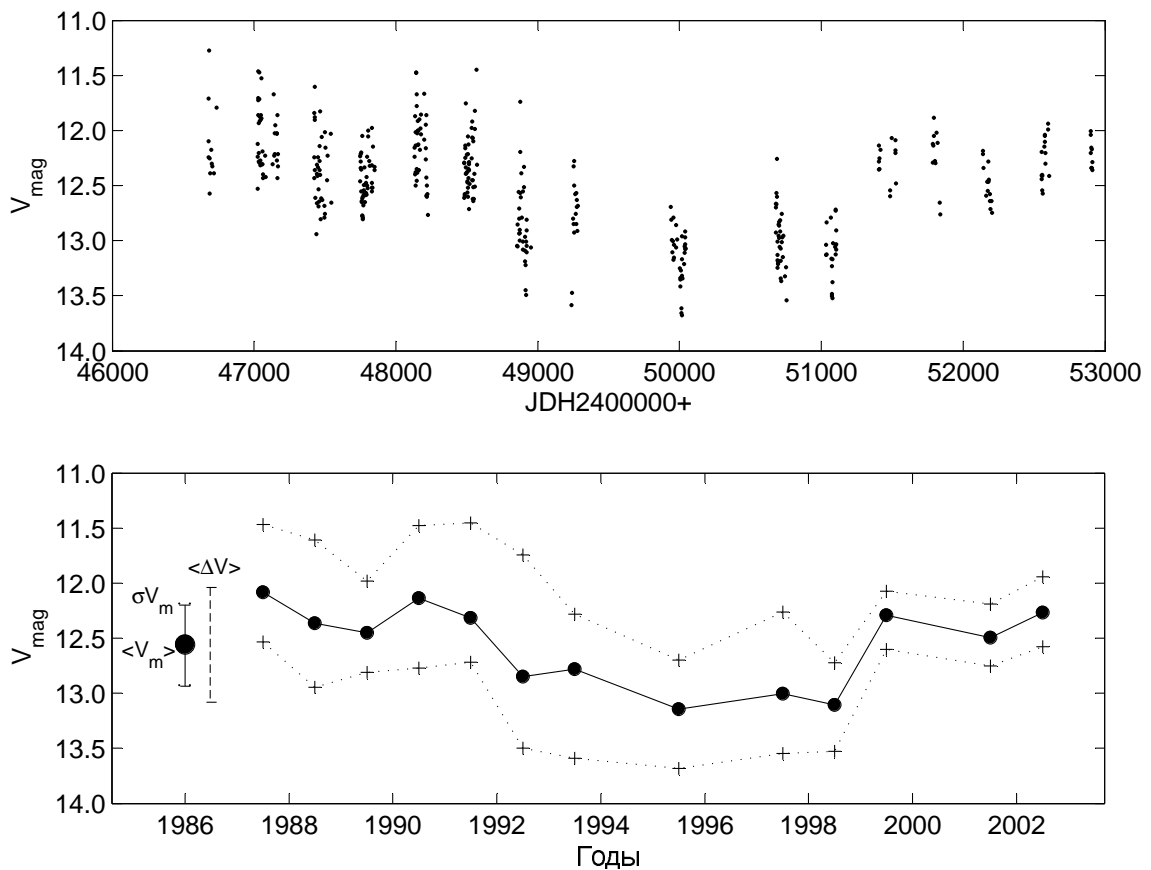


Рис. 1.1. Долговременная кривая блеска UY Aur в полосе V. Верхняя панель: фотометрические измерения. Нижняя панель: статистический анализ. Кружки - средний уровень блеска для каждого сезона. Большой кружок - средний уровень блеска по всем наблюдательным сезонам. Крестики - максимальные и минимальные значения блеска для каждого сезона. Вертикальный отрезок характеризует степень изменения среднего уровня блеска ( $\sigma_{V_m}$ ). Вертикальный штриховой отрезок соответствует средней фотометрической амплитуде по всем наблюдательным сезонам (см. текст для подробностей).

Чтобы характеризовать особенности долговременного фотометрического

поведения каждого объекта, мы определили два дополнительных статистических параметра. Первый параметр определен как  $C1 = \langle \frac{V_{med} - V_{max}}{\Delta V} \rangle$ , где  $V_{med}$  – медианное значение уровня блеска объекта,  $V_{max}$  – максимальный уровень блеска и  $\Delta V$  – фотометрическая амплитуда, вычисленные для конкретного сезона. Параметр  $C1$  вычисляется для каждого сезона отдельно и затем усредняется по всем сезонам. Таким образом, параметр  $C1$  характеризует предпочтительный уровень блеска объекта, на котором он остается в течение долгого времени. Согласно нашему определению, низкие значения параметра  $C1$  характерны для объектов, которые остаются большую часть времени на высоком уровне яркости. Следует отметить, что Паренаго [386] обсудил сходную схему классификации неправильных переменных, основываясь на форме гистограммы распределения яркости (см. Введение).

Второй параметр определен как  $C2 = \sigma_{V_{max}} / \sigma_{V_{min}}$ , где  $\sigma_{V_{max}}$  и  $\sigma_{V_{min}}$  – среднее квадратичное отклонение максимального и минимального уровня блеска, вычисленное по всем наблюдательным сезонам. Этот параметр характеризует долговременную переменность (годы) яркого уровня блеска относительно переменности слабого уровня блеска. Параметр  $C2$  может быть полезен для выяснения природы фотометрической переменности. Например, в случае СТТС, когда фотометрическая переменность обусловлена наличием только горячих пятен, минимальный уровень блеска должен оставаться относительно неизменным в течение многих лет, в то время как максимальный уровень блеска должен демонстрировать значительные изменения, поскольку свойства горячих пятен (размер и/или температура) могут изменяться от сезона к сезону. Таким образом, СТТС со значительной аккрецией (с горячими пятнами) должны демонстрировать большие значения параметра  $C2$ . Наоборот, другие СТТС, чья переменность блеска обусловлена присутствием холодных пятен или переменной околосредней экстинкцией, должны демонстрировать относительно стабильный максимальный уровень блеска и значительные изменения минимального уровня блеска. Следовательно, СТТС с холодными пятнами или переменной



околозвездной экстинкцией должны показывать небольшие значения параметра  $C2$ .

Чтобы проиллюстрировать смысл параметров  $C1$  и  $C2$ , мы представляем результаты статистического анализа трех объектов с различным фотометрическим поведением на рис. 1.2. Для каждого объекта, средний уровень блеска ( $V_m^{(i)}$ ), вычисленный для каждого наблюдательного сезона, обозначен кружком. Непрерывная линия, соединяющая сезонные значения среднего уровня блеска, показывает изменения этого параметра от сезона к сезону. Сезонные значения минимального и максимального уровня блеска обозначены крестиками. Как видно из рис. 1.2, долговременная кривая блеска V521 Cyg (нижняя панель) демонстрирует низкое значение параметра  $C1$  (0.29), что характерно для случая, когда объект находится большую часть времени в состоянии максимального блеска. Напротив, значение этого параметра для DF Tau (верхняя панель) показывает, что блеск этой звезды большую часть времени остается вблизи минимального уровня ( $C1 = 0.63$ ). Кривая блеска EN Cep (средняя панель) представляет промежуточный случай, когда  $C1 = 0.42$ .

Как было отмечено выше, параметр  $C2$  может быть полезен для выяснения природы фотометрической переменности. В частности, звезды с горячими пятнами (например, DF Tau) должны демонстрировать большие значения этого параметра, так как переменность максимального уровня блеска должна быть значительно выше, чем переменность минимального уровня. Действительно, из рис. 1.2 видно, что DF Tau показывает самое большое значение параметра  $C2$  (1.64). Напротив, звезды, чья переменность обусловлена переменной околозвездной экстинкцией, будут демонстрировать относительно стабильную яркость в максимуме блеска ( $\simeq$  фотосферный поток), в то время как минимальный уровень блеска должен значительно изменяться из-за вращения затмевающего вещества и/или изменения в его геометрии от сезона к сезону. Следовательно, такие звезды должны демонстрировать небольшие значения параметра  $C2$ . Действительно, в случае V521 Cyg параметр  $C2$  принимает минимальное

значение (0.29). Когда причиной фотометрической переменности блеска является несколько физических механизмов, значение параметра  $C2$  будет близко к единице, как в случае с ЕН Сеп (средняя панель).

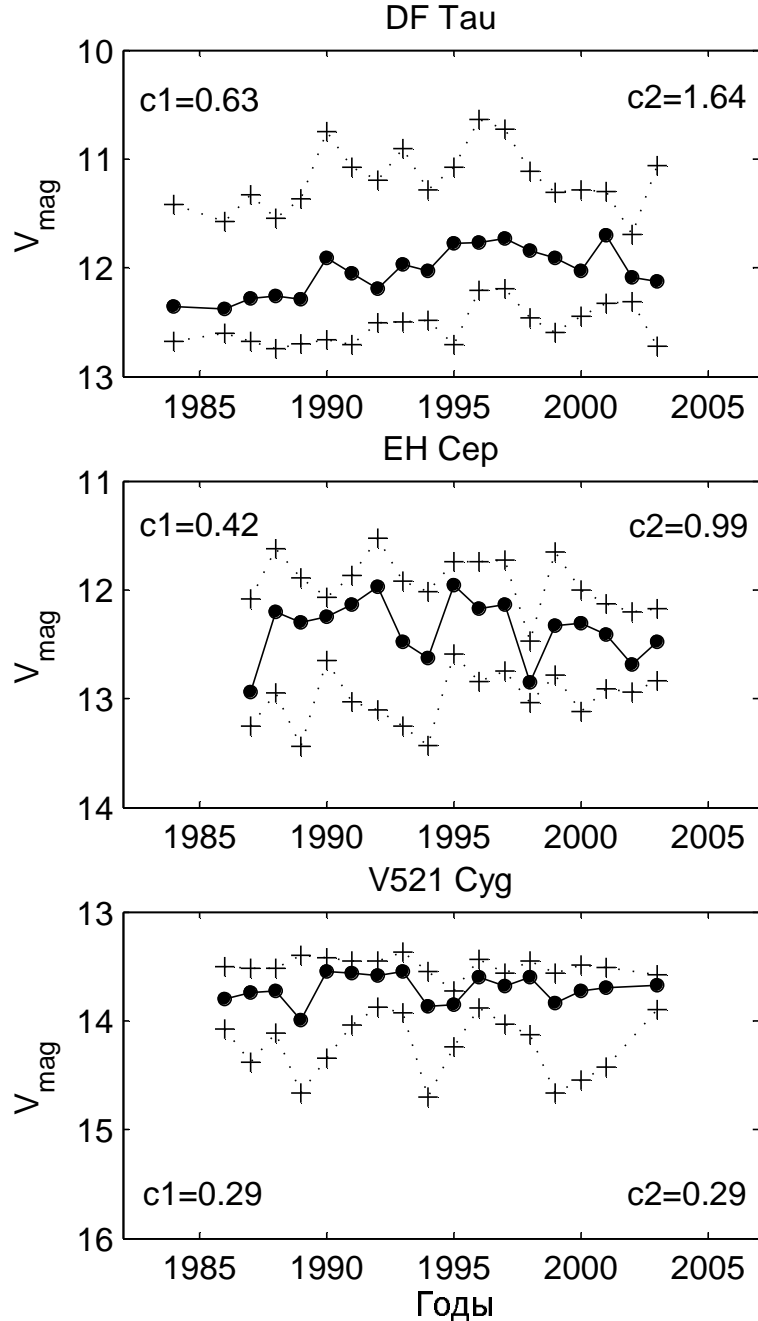


Рис. 1.2. Предпочтительное состояние блеска (параметр  $C1$ ) и относительные вариации максимального и минимального уровня блеска (параметр  $C2$ ) для трех объектов с различным фотометрическим поведением (см. текст для подробностей).

В дополнение к статистическим параметрам, мы использовали особенности цветового поведения молодых переменных звезд. Предыдущие исследования пе-

ременности блеска TTS на коротких временных шкалах показали, что большинство звезд демонстрируют увеличение показателей цвета (таких как  $B-V$  или  $V-R$ ) по мере ослабления блеска (например, [173]). Такое цветовое поведение может быть обусловлено как вращательной модуляцией блеска звезды холодными (или горячими) пятнами, так и переменной околосредней экстинкцией (см. Введение). Цветовое поведение было охарактеризовано степенью наклона линейных зависимостей  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  и  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$ , и коэффициентами корреляции  $\rho_{B-V}$  и  $\rho_{V-R}$ . Чтобы вычислить надежные значения этих параметров, мы использовали полный набор данных, доступный для каждого объекта. Анализ цветового поведения объектов нашей выборки показал, что для большинства звезд имеет место строгая линейная корреляция между изменением блеска и показателем цвета. Причем, наличие такой зависимости характерно как для СТТС (рис. 1.3), так и для WTTS (рис. 1.4).

Значения статистических и цветовых параметров для СТТС и WTTS приведены в таблице 1.4 и 1.5 соответственно. Столбцы в этих трех таблицах представляют: имя звезды, количество наблюдательных сезонов ( $N_s$ ), средний уровень блеска ( $\overline{V_m}$ ) и его сезонное стандартное отклонение ( $\sigma_{V_m}$ ), средняя фотометрическая амплитуда ( $\overline{\Delta V}$ , усредненная по всем сезонам) и ее сезонное стандартное отклонение ( $\sigma_{\Delta V}$ ), относительные вариации фотометрической амплитуды ( $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\overline{\Delta V}}$ ) и наклоны цветовых зависимостей ( $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  и  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$ ) вместе с их коэффициентами корреляции ( $\rho_{B-V}$  и  $\rho_{V-R}$ ). В последних двух столбцах представлены два дополнительных статистических параметра  $C1$  и  $C2$ , чьи свойства обсуждались выше. Поскольку выборка WTTS заметно меньше по сравнению с выборкой СТТС, было принято решение добавить в нее 6 звезд из списка Вихмана, которые имеют наиболее продолжительные ряды наблюдений (от 11 до 12 лет) и демонстрируют явление пятенной вращательной модуляции, свойственное для большинства WTTS из нашей выборки.

Таблица 1.4. Статистические параметры кривых блеска 49 CTTS

Star Name	$N_s$	$\bar{V}_m$	$\sigma_{V_m}$	$\overline{\Delta V}$	$\sigma_{\Delta V}$	$\frac{\sigma_{\Delta V}}{\overline{\Delta V}}$	$\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$	$\rho_{B-V}$	$\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$	$\rho_{V-R}$	$c1$	$c2$
AA Tau	15	12.917	0.143	1.13	0.322	0.285	0.017	0.04	0.093	0.54	0.304	0.423
AS 205	8	12.259	0.224	2.00	0.459	0.229	0.129	0.51	0.239	0.89	0.452	0.997
BD-224059	5	10.169	0.016	0.12	0.035	0.300	0.073	0.08	0.483	0.53	0.427	0.525
BM And	17	12.809	0.189	1.67	0.223	0.133	0.135	0.82	0.177	0.94	0.442	0.740
BP Tau	11	12.130	0.085	0.63	0.196	0.311	0.531	0.68	0.363	0.84	0.499	0.450
CI Tau	7	13.107	0.085	0.87	0.177	0.203	0.340	0.72	0.300	0.85	0.532	1.635
CO Ori	15	10.960	0.622	1.47	0.385	0.261	0.061	0.56	0.105	0.84	0.425	0.668
DF Tau	19	11.983	0.195	1.35	0.292	0.217	0.392	0.83	0.386	0.92	0.629	1.642
DG Tau	18	12.207	0.541	0.72	0.247	0.341	0.144	0.74	0.187	0.91	0.484	1.032
DI Cep	17	11.389	0.059	0.28	0.059	0.211	0.190	0.46	0.178	0.48	0.561	0.973
DI Tau	9	12.843	0.013	0.16	0.064	0.409	0.147	0.09	0.440	0.57	0.428	0.998
DK Tau	11	12.583	0.178	1.86	0.590	0.316	0.151	0.58	0.223	0.90	0.444	0.250
DL Tau	9	13.146	0.054	1.02	0.241	0.238	0.189	0.61	0.300	0.85	0.531	1.176
DM Tau	6	13.928	0.093	0.59	0.054	0.091	0.596	0.79	0.472	0.83	0.571	1.285
DN Tau	10	12.332	0.045	0.29	0.081	0.279	0.447	0.46	0.223	0.54	0.542	2.177
DR Tau	16	11.660	0.077	1.27	0.371	0.292	0.173	0.66	0.229	0.80	0.432	0.617
EH Cep	17	12.391	0.248	1.06	0.323	0.303	0.046	0.38	0.095	0.63	0.423	0.987
EZ Ori	7	11.677	0.078	0.40	0.211	0.522	0.256	0.79	0.236	0.85	0.350	0.369
GG Tau	7	12.212	0.039	0.33	0.048	0.145	0.696	0.50	0.139	0.30	0.538	1.375
GI Tau	8	13.392	0.229	1.84	0.347	0.189	0.231	0.58	0.269	0.92	0.377	1.014
GK Tau	8	12.668	0.056	1.18	0.253	0.214	0.180	0.42	0.226	0.82	0.382	0.747
GM Aur	9	12.052	0.039	0.38	0.103	0.273	0.080	0.12	0.369	0.71	0.500	1.059
GW Ori	15	9.878	0.088	0.20	0.180	0.901	0.159	0.54	0.210	0.79	0.360	0.171
Haro 1-1	6	13.355	0.078	0.66	0.176	0.268	0.390	0.40	0.214	0.52	0.520	1.293
Haro 1-14	6	14.320	0.141	0.83	0.170	0.203	0.072	0.09	0.156	0.48	0.433	1.086
Haro 1-4	5	13.529	0.018	0.29	0.107	0.367	0.366	0.19	0.464	0.59	0.609	0.478
HI Ori	7	13.347	0.278	0.37	0.120	0.326	0.135	0.31	0.195	0.70	0.469	0.930
HN Tau	6	13.993	0.403	1.45	0.340	0.235	0.055	0.33	0.110	0.66	0.612	1.069
LkCa 15	5	12.144	0.065	0.84	0.289	0.346	0.250	0.88	0.188	0.89	0.263	0.208
LkHa 191	5	12.960	0.018	0.18	0.020	0.115	0.211	0.21	0.063	0.06	0.421	0.841
LkHa 209	8	11.858	0.026	0.18	0.084	0.469	0.241	0.31	0.313	0.49	0.435	1.022
LkHa 321	7	12.342	0.020	0.14	0.029	0.200	0.034	0.05	0.118	0.22	0.492	0.599
LX Ori	6	12.091	0.039	0.14	0.024	0.170	0.031	0.06	0.182	0.40	0.466	0.800
RW AurAB	16	10.516	0.235	1.41	0.289	0.205	0.189	0.74	0.229	0.93	0.488	0.941
RY Tau	11	10.346	0.334	0.83	0.270	0.326	0.033	0.21	0.018	0.11	0.462	0.956
SU Aur	19	9.239	0.116	0.37	0.230	0.624	0.269	0.88	0.240	0.88	0.354	0.414
SW Ori	5	12.980	0.190	0.73	0.083	0.114	0.181	0.74	0.202	0.84	0.326	1.107
T Tau	17	9.972	0.062	0.22	0.055	0.252	0.240	0.50	0.203	0.54	0.541	1.191
UX TauAB	6	11.286	0.224	1.49	0.496	0.333	0.251	0.96	0.246	0.98	0.342	0.138
UY Aur	13	12.560	0.371	1.05	0.365	0.348	0.385	0.86	0.314	0.89	0.544	0.973
V1082 Cyg	6	13.142	0.066	0.83	0.119	0.144	0.356	0.84	0.222	0.78	0.552	0.578
V1121 Oph	14	11.430	0.132	0.39	0.105	0.272	0.427	0.72	0.164	0.62	0.569	1.419
V2058 Oph	7	12.825	0.051	0.28	0.083	0.299	0.494	0.48	0.342	0.63	0.544	0.753
V2062 Oph	7	12.476	0.051	0.31	0.218	0.693	0.453	0.50	0.341	0.56	0.483	0.429
V360 Ori	5	12.529	0.056	0.15	0.044	0.290	0.311	0.37	0.149	0.39	0.496	0.525
V521 Cyg	17	13.736	0.137	0.73	0.291	0.397	0.275	0.61	0.246	0.71	0.289	0.291
V625 Ori	5	13.136	0.112	0.86	0.408	0.474	0.385	0.73	0.258	0.83	0.458	0.364
V649 Ori	7	12.078	0.042	0.26	0.046	0.176	0.249	0.41	0.238	0.62	0.504	0.671
V853 Oph	7	13.443	0.142	0.58	0.203	0.350	0.533	0.61	0.544	0.83	0.596	2.111

Таблица 1.5. Статистические параметры кривых блеска 33 WTTS

Name	$N_s$	$\bar{V}_m$	$\sigma_{V_m}$	$\bar{\Delta V}$	$\sigma_{\Delta V}$	$\frac{\sigma_{\Delta V}}{\Delta V}$	$\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$	$\rho_{B-V}$	$\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$	$\rho_{V-R}$	$c1$	$c2$
Anon 1	5	13.445	0.015	0.16	0.036	0.230	0.142	0.13	0.376	0.60	0.503	0.175
HD 283572	12	9.000	0.028	0.13	0.045	0.342	0.245	0.44	0.246	0.56	0.486	0.551
LkCa 1	5	13.710	0.007	0.10	0.033	0.343	-0.363	-0.22	0.709	0.72	0.407	0.841
LkCa 2	5	12.286	0.016	0.10	0.053	0.549	-0.001	0.00	0.338	0.68	0.592	1.034
LkCa 3	6	12.034	0.017	0.12	0.029	0.245	-0.041	-0.07	0.290	0.59	0.341	0.437
LkCa 4	13	12.624	0.078	0.51	0.122	0.238	0.035	0.22	0.188	0.79	0.489	0.432
LkCa 7	15	12.423	0.025	0.44	0.078	0.178	0.112	0.39	0.228	0.81	0.481	0.924
LkCa 11	10	13.213	0.022	0.15	0.025	0.164	0.004	0.01	0.302	0.48	0.457	1.249
LkCa 19	12	10.915	0.041	0.12	0.023	0.200	0.092	0.19	0.309	0.69	0.540	0.848
SR 9	12	11.524	0.048	0.42	0.099	0.239	0.152	0.37	0.208	0.75	0.377	0.796
SR 12	6	13.288	0.026	0.30	0.087	0.288	0.226	0.25	0.218	0.44	0.495	0.254
TAP 26	6	12.320	0.044	0.16	0.064	0.390	0.045	0.12	0.368	0.72	0.559	1.380
TAP 35	8	10.276	0.063	0.09	0.031	0.351	0.087	0.32	0.082	0.26	0.477	0.822
TAP 40	6	12.608	0.022	0.11	0.018	0.160	-0.145	-0.19	0.286	0.47	0.484	1.474
TAP 41	12	12.181	0.025	0.24	0.090	0.380	0.082	0.24	0.170	0.53	0.543	0.666
TAP 45	8	13.205	0.031	0.13	0.038	0.292	-0.086	-0.11	0.259	0.47	0.473	0.770
TAP 50	10	10.197	0.044	0.09	0.027	0.309	0.320	0.61	0.324	0.67	0.488	0.994
TAP 57NW	13	11.620	0.025	0.15	0.044	0.290	0.162	0.23	0.359	0.59	0.514	0.961
V410 Tau	19	10.863	0.044	0.53	0.073	0.137	0.113	0.58	0.154	0.79	0.406	0.978
V819 Tau	14	13.050	0.113	0.20	0.046	0.231	0.105	0.35	0.203	0.73	0.550	1.103
V827 Tau	12	12.528	0.105	0.25	0.127	0.505	0.140	0.48	0.234	0.82	0.475	0.684
V830 Tau	14	12.183	0.043	0.25	0.081	0.319	0.103	0.30	0.207	0.68	0.416	2.776
V836 Tau	8	13.382	0.196	0.50	0.084	0.168	0.020	0.07	0.201	0.86	0.422	0.973
VYTau	15	13.650	0.080	0.22	0.091	0.419	0.286	0.30	0.356	0.70	0.542	1.445
Wa Oph/1	7	12.007	0.065	0.17	0.072	0.436	-0.083	-0.14	0.338	0.68	0.457	1.015
Wa Oph/2	5	11.676	0.025	0.11	0.032	0.285	0.276	0.34	0.196	0.36	0.445	0.672
Wa Oph/3	8	10.835	0.023	0.15	0.054	0.362	0.200	0.30	0.210	0.45	0.484	0.542
W96-10	11	10.564	0.019	0.10	0.030	0.312	0.203	0.25	0.290	0.37	0.477	0.821
W96-18	11	10.643	0.031	0.10	0.046	0.464	0.041	0.08	0.218	0.50	0.476	1.044
W96-27	11	11.247	0.028	0.10	0.017	0.179	0.137	0.22	0.299	0.50	0.552	0.893
W96-32	11	10.811	0.036	0.11	0.035	0.313	0.204	0.40	0.292	0.58	0.472	0.887
W96-72	11	10.637	0.044	0.14	0.070	0.492	0.120	0.29	0.124	0.31	0.387	0.255
W96-75	12	11.920	0.026	0.09	0.028	0.308	0.062	0.09	0.250	0.46	0.501	1.057

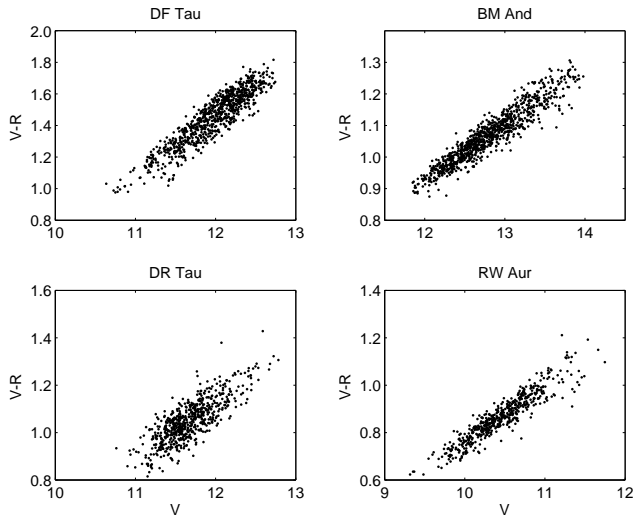


Рис. 1.3. Зависимость между цветом и блеском, характерная для CTTS.

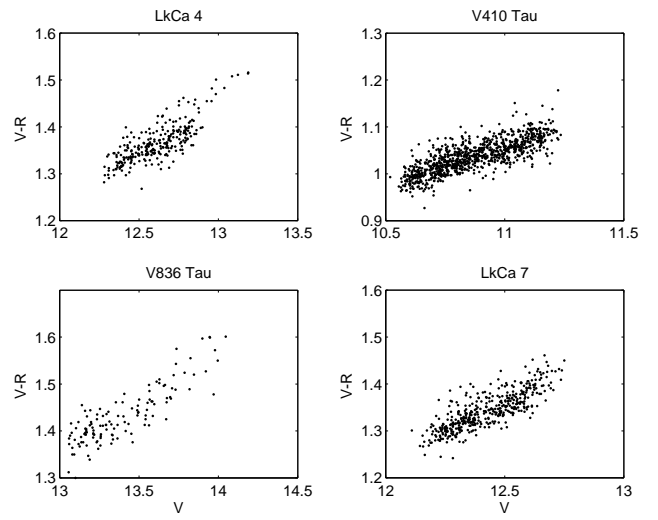


Рис. 1.4. Зависимость между цветом и блеском, характерная для WTTS.

### 1.3. Свойства фотометрической переменности

В этом разделе обсуждаются результаты статистического анализа долговременной переменности 49 CTTS и 33 WTTS. На рис. 1.5 представлена гистограмма распределения средней амплитуды переменности CTTS ( $\overline{\Delta V}$ ). Из рис. 1.5 видно, что средние амплитуды переменности CTTS распределены по широкому диапазону: от  $0^m.1$  до  $2^m$ . Около половины CTTS (21) демонстрируют небольшие амплитуды переменности блеска: от  $0^m.1$  до  $0^m.4$ . Примерно такое же количество звезд (24) показывают большие амплитуды: от  $0^m.6$  до  $1^m.5$ . Только несколько CTTS (4) демонстрируют рекордные амплитуды: от  $1^m.5$  до  $2^m$ . К этим объектам относятся: BM And, GI Tau, AS 205 и DK Tau.

В отличие от CTTS, WTTS демонстрируют только небольшие амплитуды переменности блеска в пределах от  $0^m.1$  до  $0^m.55$  (см. рис. 1.6). Причем, подавляющее большинство WTTS (28) показывают амплитуды переменности в пределах от  $0^m.1$  до  $0^m.3$ , и только 5 объектов демонстрируют средние амплитуды больше  $0^m.4$  (LkCa 4, LkCa 7, SR 9, V410 Tau и V836 Tau).

Гистограмма распределения изменения среднего уровня блеска от сезона к сезону для 49 CTTS представлена на рис. 1.7. Степень этого изменения характеризуется стандартным отклонением сезонного среднего уровня блеска ( $\sigma_{V_m}$ ).

Большинство CTTS демонстрируют небольшие изменения среднего уровня блеска ( $\sigma_{V_m} \simeq 0^m.1 - 0^m.2$ ). Однако, несколько CTTS (6) показывают значительные изменения в среднем уровне блеска, с  $\sigma_{V_m}$  от  $0^m.25$  до  $0^m.65$ . К этим объектам относятся: CO Ori, DG Tau, HN Tau, UY Aur, RY Tau и HI Ori. Следует отметить, что средний уровень блеска может изменяться достаточно плавно от сезона к сезону, как в случае UY Aur (см. рис. 1.1), или, напротив, изменяться достаточно быстро от одного сезона к следующему, как в случае DG Tau (см. рис. A.2 в Приложении А). В случае WTTS изменения среднего уровня блеска очень маленькие с  $\sigma_{V_m} \leq 0^m.05$  (см. рис. 1.8). Только один объект, V836 Tau, демонстрирует достаточно значительные изменения среднего уровня блеска с  $\sigma_{V_m} = 0^m.2$ .

Изменения фотометрической амплитуды от сезона к сезону у CTTS происходят с  $\sigma_{\Delta V}$  от  $0^m.1$  до  $0^m.6$  (рис. 1.9). По сравнению с гистограммой распределения  $\sigma_{V_m}$  (рис. 1.7), гистограмма  $\sigma_{\Delta V}$  имеет более гладкую форму без значительных пиков. Следует отметить, что относительные изменения амплитуды ( $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\Delta V}$ ) у большинства CTTS лежат в диапазоне от 0.1 до 0.5, только 4 CTTS демонстрируют значительные изменения относительной амплитуды вплоть до 0.9 (EZ Ori, SU Aur, V2062 Oph и GW Ori). Другими словами, CTTS с наибольшими фотометрическими амплитудами демонстрируют самые большие вариации этих амплитуд от сезона к сезону. В случае WTTS изменения фотометрической амплитуды от сезона к сезону очень малы с  $\sigma_{\Delta V} < 0^m.12$ .

Как было отмечено выше, большинство CTTS и WTTS демонстрируют линейную зависимость между изменением показателей цвета и блеска (см. рис. 1.3 и 1.4). Поэтому, цветовую зависимость можно вычислить с помощью метода наименьших квадратов. Для большинства CTTS (39) коэффициент корреляции между вариациями  $V-R$  и  $V$  больше чем 0.47. Только 5 звезд не показывают надежную зависимость между  $V-R$  и  $V$  (коэффициент корреляции меньше 0.47). К этим звездам относятся: GG Tau, LkH $\alpha$  191, LkH $\alpha$  321, LX Ori и V360 Ori.

Кроме того, 5 CTTS показывают более сложное цветовое поведение: от-

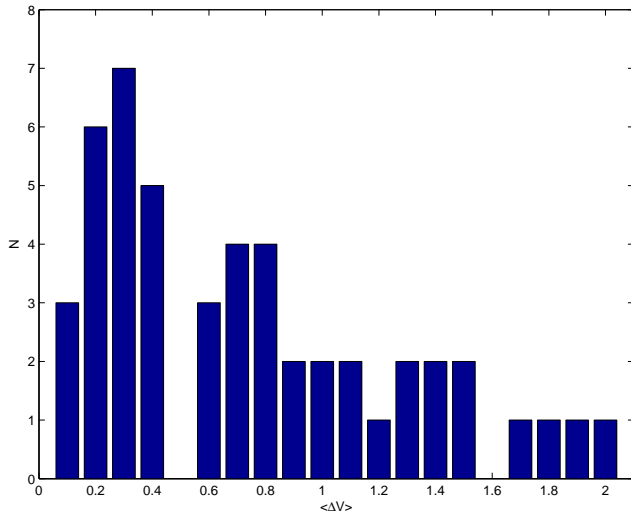


Рис. 1.5. Средняя фотометрическая амплитуда в полосе  $V$  для 49 CTTS ( $\overline{\Delta V}$ ).

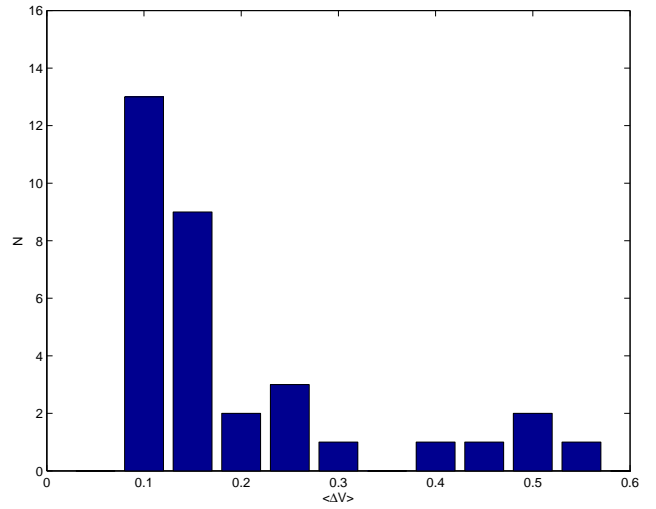


Рис. 1.6. Средняя фотометрическая амплитуда в полосе  $V$  для 33 WTTS ( $\overline{\Delta V}$ ).

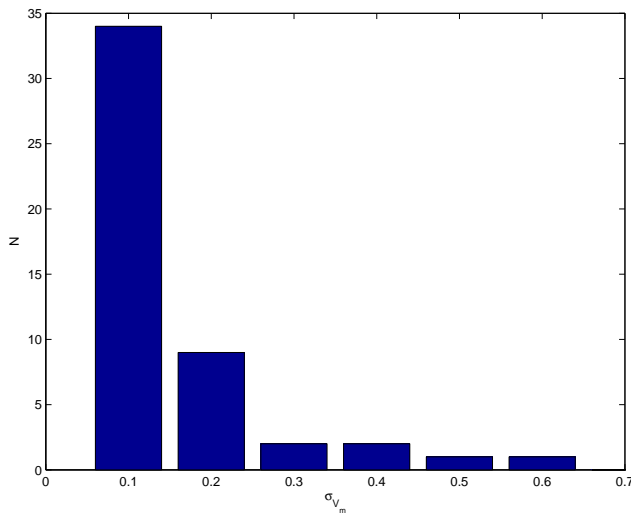


Рис. 1.7. Стандартное отклонение среднего уровня блеска для 49 CTTS ( $\sigma_{V_m}$ ).

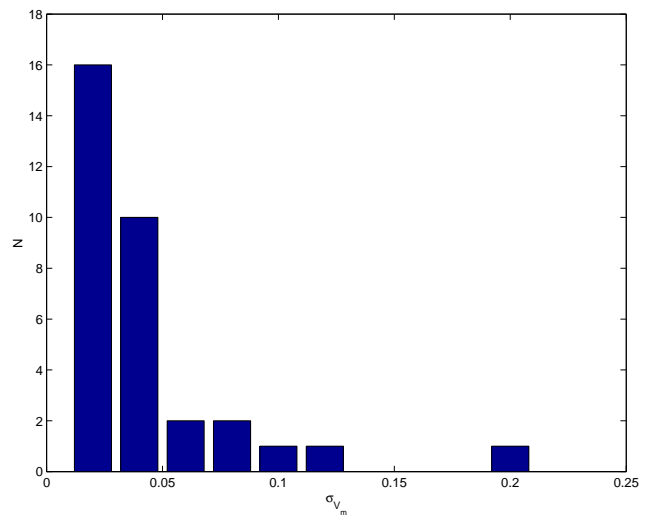


Рис. 1.8. Стандартное отклонение среднего уровня блеска для 33 WTTS ( $\sigma_{V_m}$ ).



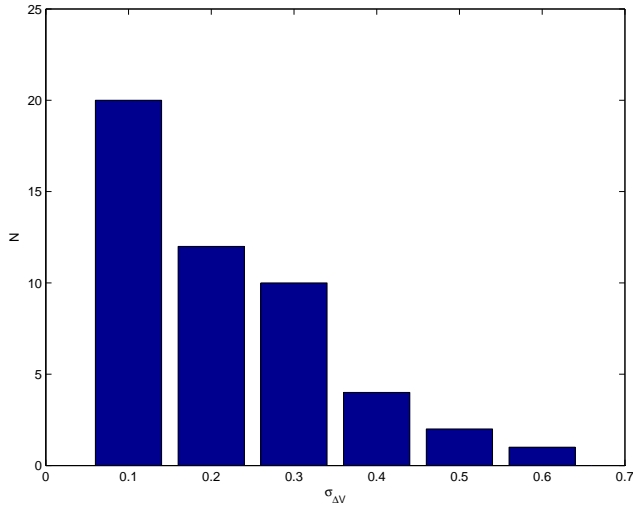


Рис. 1.9. Стандартное отклонение сезонной фотометрической амплитуды для 49 CTTS ( $\sigma_{\Delta V}$ ).

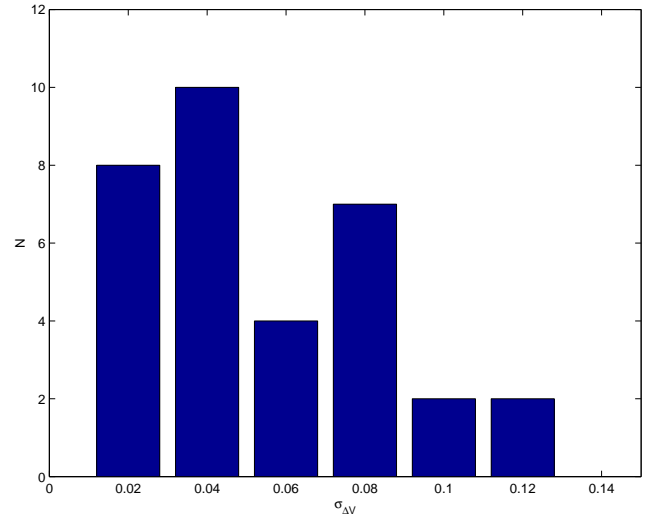


Рис. 1.10. Стандартное отклонение сезонной фотометрической амплитуды для 33 WTTS ( $\sigma_{\Delta V}$ ).

сутствие линейной зависимости между вариациями показателя цвета и блеска. Такое сложное цветовое поведение характерно для V521 Cyg, RY Tau, EN Ser, AA Tau и CO Ori (см. рис. 1.11). Гистограммы распределения степени наклона цветовых зависимостей представлены на рис. 1.12. Гистограмма  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$  имеет заметный пик около величины 0.2–0.3, что очень близко к значению межзвездной экстинкции (0.25). Этот факт может рассматриваться как свидетельство в пользу того, что переменность блеска и цвета большинства CTTS обусловлена переменной околозвездной экстинкцией (например, [23]). Однако, сходный наклон цветовой зависимости может быть воспроизведен и другими физическими механизмами. Например, большинство WTTS из нашей выборки демонстрируют тот же самый средний наклон  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$ , что и CTTS (см. рис. 16 в работе [130]). В случае WTTS, вариации цвета и блеска являются результатом вращательной модуляции звездного излучения холодными фотосферными пятнами. Следовательно, цветовой наклон  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$  нельзя использовать для однозначного различия между несколькими источниками фотометрической переменности.

Аналогичный анализ был выполнен для исследования цветового наклона  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  (верхняя панель на рис. 1.12). Гистограмма  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  имеет сходное распре-

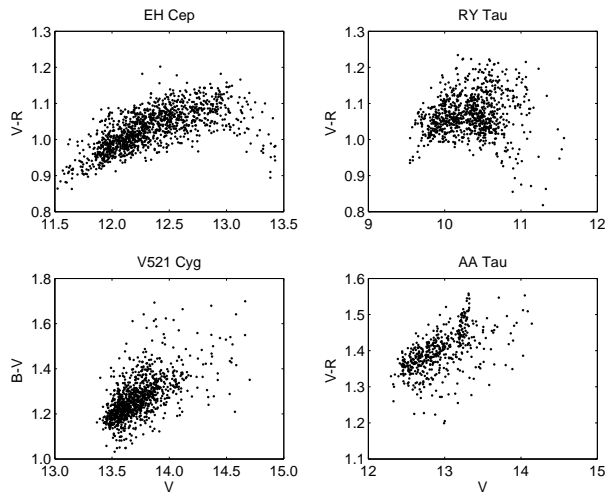


Рис. 1.11. Примеры отсутствия линейной зависимости между вариациями показателя цвета и блеска.

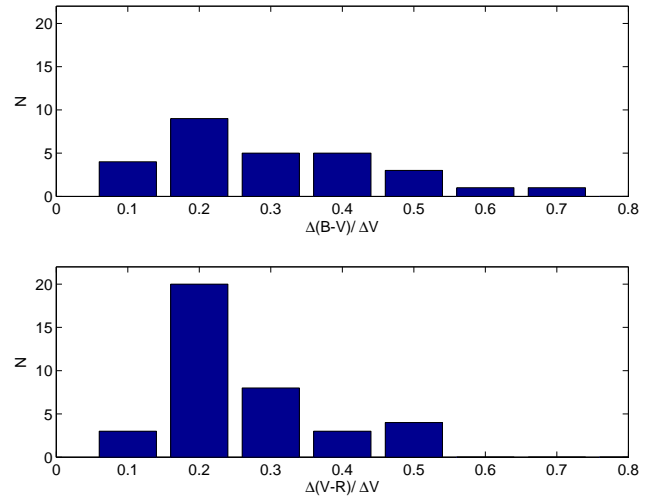


Рис. 1.12. Гистограмма распределения наклона цветных зависимостей:  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  (верхняя панель) и  $\frac{\Delta(V-R)}{\Delta V}$  (нижняя панель).

деление с небольшим пиком около значения 0.2. Закон межзвездного покраснения предсказывает для  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  значение 0.32, если изменения показателя цвета происходят из-за переменной околозвездной экстинкции. Однако, помимо экстинкции, другие источники фотометрической переменности могут влиять на синие цвета СТТС, например вуалирование или вспышки. Здесь снова, цветовой наклон  $\frac{\Delta(B-V)}{\Delta V}$  нельзя использовать для однозначного выделения того или иного источника фотометрической переменности.

Мы исследовали взаимосвязи между различными статистическими параметрами долговременных кривых блеска чтобы идентифицировать различные подгруппы среди молодых звезд нашей выборки, фотометрическое поведение которых могло бы быть обусловлено только одним источником переменности (холодные пятна, горячие пятна, околозвездная экстинкция). Как и ожидалось, WTTS ведут себя как одна однородная фотометрическая группа, характеризующаяся низким уровнем переменности по сравнению с СТТС. Этот факт подтверждает представление о том, что фотометрическая переменность WTTS обусловлена только одним физическим механизмом: вращательной модуляцией звездного излучения холодными фотосферными пятнами. Другими словами, долговременная фотометрическая переменность WTTS является следствием пятенной

вращательной модуляции на более коротком временном интервале в недели. Большая часть WTTS нашей выборки была классифицирована в работе Хербста и др. [173] как переменные типа I. Хотя мы не всегда находим четкую корреляцию между различными параметрами переменности WTTS, те же самые зависимости обнаруживаются для CTTS на значительно больших фотометрических диапазонах. Например, очевидная корреляция между средней амплитудой переменности и ее сезонными вариациями представлена на рис. 1.13.

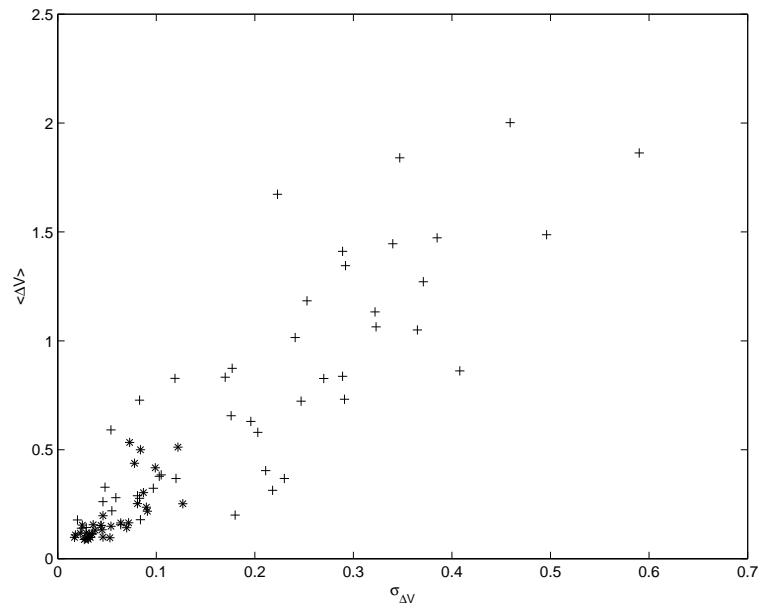


Рис. 1.13. Зависимость между средней амплитудой переменности блеска в полосе  $V$  ( $\overline{\Delta V}$ ) и ее сезонными вариациями ( $\sigma_{\Delta V}$ ). 33 WTTS обозначены звездочками и 49 CTTS - крестиками.

На рис. 1.14 представлена зависимость относительной фотометрической амплитуды от среднего уровня блеска для WTTS и CTTS. Из рисунка видно, что WTTS расположены на графике достаточно компактно, в то время как CTTS распределены значительно шире. При этом вся выборка WTTS и подавляющее большинство CTTS расположены в небольшой области диаграммы, ограниченной значениями  $\sigma_{V_m} \leq 0^m.3$  и  $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\Delta V} \leq 0.5$ . Только несколько CTTS находятся за пределами этой ограниченной области (см. рис. 1.15). Мы выделили небольшую группу CTTS со значительными изменениями среднего уровня блеска, которые отмечены квадратами на рис. 1.15. Среди них: CO Ori, DG Tau, HN Tau, UY Aur и RY Tau. Другая группа CTTS со значительными изменени-

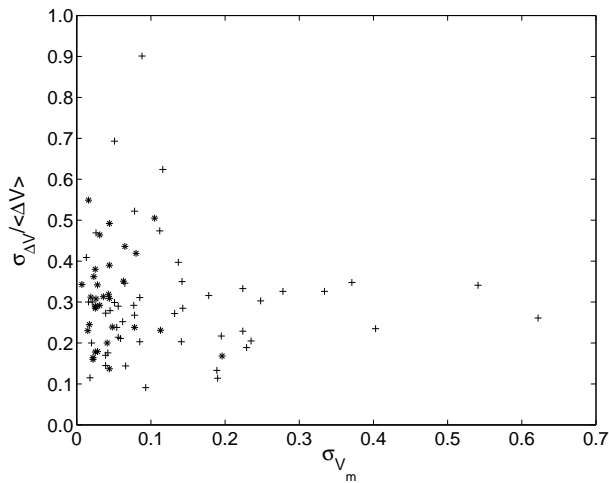


Рис. 1.14. Зависимость  $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\langle \Delta V \rangle}$  от  $\sigma_{V_m}$  для WTTS (звездочки) и CTTS (крестики).

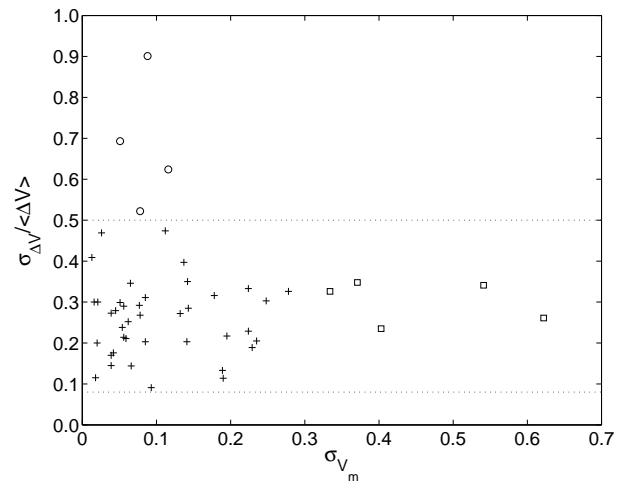


Рис. 1.15. Зависимость  $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\langle \Delta V \rangle}$  от  $\sigma_{V_m}$  для различных подгрупп CTTS (см. текст).

ями относительной фотометрической амплитуды обозначена кружками. К этой группе относятся: EZ Ori, SU Aur, V2062 Oph и GW Ori.

Как было отмечено в предыдущем разделе, мы предложили два специальных статистических параметра  $C1$  и  $C2$  для классификации кривых блеска. На рис. 1.16 представлена зависимость параметра  $C1$ , характеризующего предпочтительное положение уровня блеска, от параметра  $C2$ , характеризующего вариации максимального уровня блеска относительно вариаций минимального уровня блеска, для WTTS и CTTS. За исключением одной звезды (V830 Tau), все WTTS расположены в одной и той же области в пространстве параметров  $C1$  и  $C2$ . Это вполне объяснимо, так как вращательная модуляция звездного излучения холодными фотосферными пятнами приводит к периодическим, почти синусоидальным изменениям блеска у большинства WTTS. При таком фотометрическом поведении предпочтительный уровень блеска совпадает со средним (параметр  $C1 \simeq 0.5$ ), а вариации максимального и минимального уровня блеска практически одинаковые (параметр  $C2 \simeq 1$ ). Обособленное положение V830 Tau на рис. 1.16 обусловлено тем, что вариации максимального уровня блеска этой звезды значительно превышают вариации минимального уровня блеска.

Следует отметить, что большинство CTTS расположены в той же самой

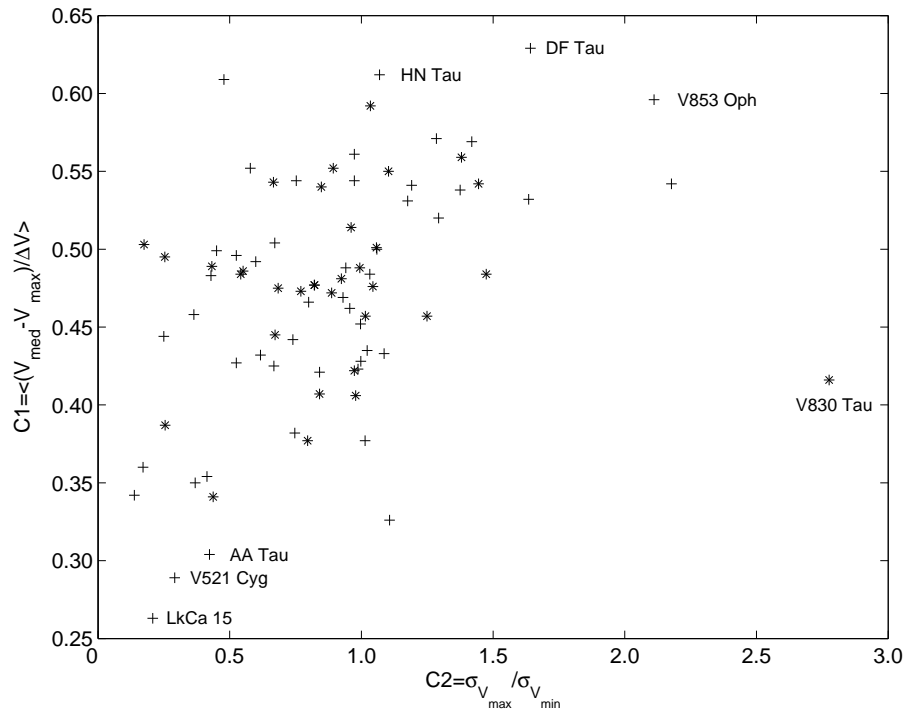


Рис. 1.16. Зависимость между предпочтительным уровнем блеска (параметр  $C1$ ) и относительными вариациями максимального и минимального уровня блеска (параметр  $C2$ ). 33 WTTS обозначены звездочками, 49 CTTS – крестиками.

части графика, что и WTTS. Это означает, что параметры  $C1$  и  $C2$  не позволяют отличить источники фотометрической переменности CTTS от источников переменности WTTS. На этом рисунке можно выделить несколько CTTS, для фотометрического поведения которых характерны экстремальные значения параметров  $C1$  и  $C2$ .

Прежде всего, речь идет о нескольких CTTS, которые расположены в нижнем правом углу графика (AA Tau, V521 Cyg и LkCa 15), для которых  $C1 < 0.32$  и  $C2 < 0.5$ . Как было обсуждено в предыдущем разделе, небольшие значения параметров  $C1$  и  $C2$  свидетельствуют в пользу одного доминирующего физического механизма – переменной околозвездной экстинкции. Фотометрическое поведение, обусловленное переменной околозвездной экстинкцией, характерно для звезд типа UX Ori (или уксоров), которые являются подгруппой более массивных молодых HAeBe звезд. Действительно, статистический анализ многолетних кривых блеска HAeBe звезд показал, что несколько известных уксоров

расположены в той же самой части рис. 1.16 что и AA Tau, V521 Cyg и LkCa 15. Речь идет о таких уксогах как: VX Cas, BH Ser, VV Ser, V517 Cyg и WW Vul.

В предыдущем разделе было показано, что CTTS с признаками значительной аккреции (наличие горячих пятен) должны демонстрировать большие значения параметра  $C2$  и, следовательно, располагаться в верхней части рис. 1.16. Прежде всего речь идет о DF Tau, кривая блеска которой показана на верхней панели рис. 1.2. Положение этой звезды в самой верхней части рис 1.16 подтверждает более ранние выводы относительно главенствующей роли нестационарной аккреции в фотометрической и спектральной переменности этой звезды (см., например, [218]). Подобные кривые блеска демонстрируют HN Tau и V853 Oph (см. рис. A.2 в Приложении A). Эти объекты расположены достаточно близко к DF Tau в самой верхней части рис. 1.16. Косвенным подтверждением существования горячих пятен на HN Tau может служить тот факт, что эта система имеет активный аккрецирующий диск и демонстрирует очень сильное вуалирование в оптическом диапазоне [102]. В случае V853 Oph, большая эквивалентная ширина линии  $H_\alpha$  ( $\sim 200 \text{ км с}^{-1}$ ) согласуется с предположением, что эта линия образуется в магнитосферной аккреционной колонке, в основании которой может формироваться горячее пятно [356].

Кратковременная фотометрическая переменность CTTS (недели) может быть обусловлена тремя возможными причинами, которые действуют одновременно. К этим причинам относятся: (1) холодные фотосферные пятна, являющиеся следствием наличия сильных магнитных полей; (2) горячие пятна, обусловленные процессом аккреции; (3) частичные затмения звезды околос звездным веществом. Результаты статистического анализа долговременной фотометрической переменности 49 CTTS представлены на рис. 1.17. Мы попытались выделить несколько подгрупп CTTS, которые демонстрируют одинаковое долговременное фотометрическое поведение и объяснить это поведение специфическими физическими процессами. Основные трудности состоят в том, что различные физические процессы могут проявляться на различных временных масштабах

(часы, дни, недели, годы), и в том, что несколько процессов могут работать одновременно. В дополнение, некоторые другие условия, такие как угол наклона оси вращения, могут быть причиной различного фотометрического поведения. Таким образом, мы попытались идентифицировать доминирующий источник переменности для каждой подгруппы звезд среди 49 CTTS, имеющих достаточный объем фотометрических данных.

Две наиболее представительные группы CTTS, представленные на рис. 1.17, содержат в своем составе 37 звезд, которые демонстрируют одинаковую фотометрическую переменность. Из них, 15 объектов расположены вблизи начала осей координат и демонстрируют низкий уровень переменности (черные квадратики). Эти 15 звезд классифицированы в работе [173] как переменные типа II. Вторая группа состоит из 22 звезд, которые показывают более высокий уровень переменности и отмечены крестиками. Спектральные классы этих звезд заключены в широком диапазоне от G5 до M0. Эти две группы звезд представлены, например, такими объектами как T Tau и DI Ser. Объекты, входящие в эти две группы, характеризуются относительно стабильными параметрами переменности в течение длительного времени. Многие из них известны как объекты, для которых характерно присутствие признаков аккреции вещества, а анализ их кратковременной фотометрической переменности позволяет предположить, что доминирующим источником переменности являются горячие пятна, хотя холодные пятна и переменная околозвездная экстинкция тоже могут иметь место. Поэтому, долговременная переменность звезд, входящих в эти две группы, является отражением кратковременной фотометрической переменности с незначительными или умеренными вариациями от сезона к сезону.

Относительное постоянство кривых блеска этих объектов в течение многих лет предполагает, что процесс аккреции продолжается в течение долгого времени несмотря на то, что время жизни горячих пятен ограничено. Большой диапазон фотометрических амплитуд (от  $0^m.1$  до  $2^m.0$ ), характерный для CTTS из второй группы, может быть следствием либо различного темпа аккреции, либо

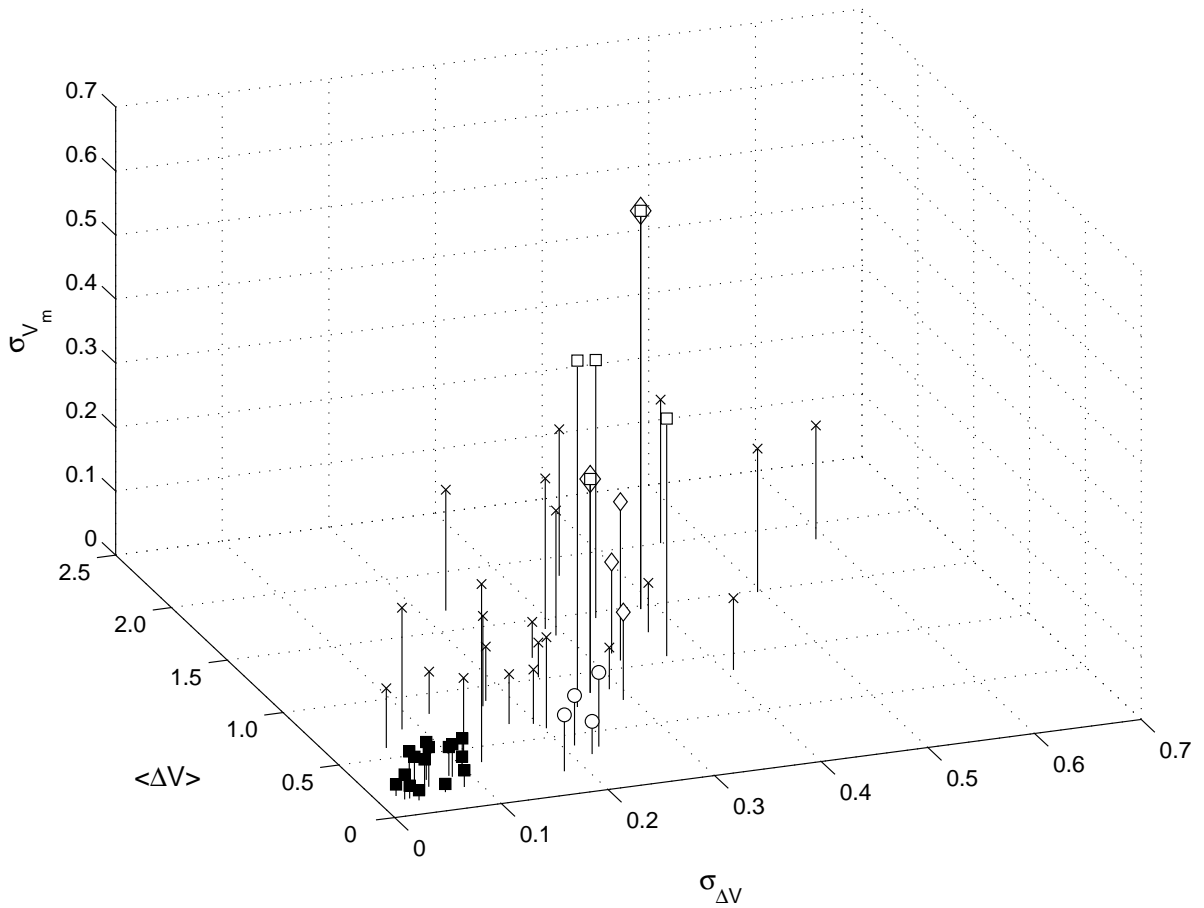


Рис. 1.17. Трехмерный график статистических свойств долговременной переменности блеска 49 CTTS. Компактная группа звезд, расположенных вблизи начала осей координат (черные квадратики), демонстрирует наименьшую фотометрическую переменность. Пять звезд с максимальными вариациями среднего уровня блеска отмечены светлыми квадратами. Другая небольшая группа, демонстрирующая значительные сезонные вариации относительной фотометрической амплитуды обозначены светлыми кружками. Пять CTTS с необычным цветовым поведением отмечены ромбами (см. текст).

различных эффектов геометрической проекции, являющихся комбинацией ширины горячего пятна и угла наклона оси вращения относительно наблюдателя. Мы не нашли какой-либо корреляции между фотометрическими амплитудами и темпом аккреции, который вычислялся через поток в линии  $H_{\alpha}$ , что требует дальнейших объяснений.

Помимо этих двух основных и достаточно представительных групп CTTS, было выделено несколько небольших подгрупп CTTS. Звезды первой такой подгруппы демонстрируют рекордные изменения среднего уровня блеска от сезона



к сезону. Они отмечены квадратиками на рис. 1.17. К этой подгруппе звезд относятся: CO Ori, DG Tau, HN Tau, UY Aur и RY Tau. Некоторые из них, такие как UY Aur, демонстрируют плавные изменения среднего уровня блеска от сезона к сезону (рис. 1.1). Однако другие показывают резкие изменения среднего уровня блеска в течение одного наблюдательного сезона (например, от  $11^m.7$  до  $13^m.3$  в период между 1997 и 1998 гг. для DG Tau). Причиной таких вариаций может быть несколько различных физических механизмов. С одной стороны, значительные изменения темпа аккреции могут привести к изменению среднего уровня блеска. С другой стороны, существенное изменение околозвездной экстинкции на луче зрения способно объяснить значительные вариации среднего уровня блеска. Скорее всего, вариации околозвездной экстинкции являются ответственными за изменения среднего уровня блеска CO Ori и RY Tau (см. далее).

Другая небольшая подгруппа, состоящая из четырех звезд, демонстрирует значительные вариации относительной фотометрической амплитуды. К этой подгруппе относятся: EZ Ori, SU Aur, V2062 Oph и GW Ori). Они отмечены кружками на рис. 1.17. Долговременные кривые блеска этих объектов характеризуются почти постоянным максимальным уровнем яркости и, как правило, небольшими амплитудами переменности. Однако, время от времени, происходят глубокие ослабления блеска. Изменения амплитуды от сезона к сезону могут составлять от 52 до 90% от средней амплитуды, в то время как у большинства CTTS такие изменения амплитуды составляют только 10–47%. Некоторые объекты из этой подгруппы могут быть двойными затменными системами (например, GW Ori). Другие могут испытывать частичные затмения веществом околозвездного диска на временных интервалах от нескольких недель до нескольких лет (например, SU Aur, [68]).

Наконец, мы выделили небольшую подгруппу из 5 CTTS, которые демонстрируют необычное цветовое поведение, подобное поведению более массивных объектов типа UX Ori: V521 Cyg, RY Tau, EH Ser, AA Tau и CO Ori. Они

обозначены ромбами на рис. 1.17. Показатели цвета большинства из этих объектов становятся более синими при минимальных значениях блеска. Основная причина такого поведения – переменная околозвездная экстинкция: по мере того как звездная фотосфера частично затмевается околозвездным материалом, отношение доли рассеянного света к доле звездного излучения увеличивается и показатели цвета становятся более синими. Звезды этой подгруппы имеют достаточно ранние спектральные классы: от F8 до K2, за исключением AA Tau, спектральный класс которой определен как K7. Следует отметить, что две звезды из этой подгруппы (RY Tau и CO Ori) также входят в подгруппу CTTS с большими изменениями среднего уровня блеска. Поэтому они отмечены на рис. 1.17 двумя символами одновременно (квадратами и ромбами).

Таким образом, наша база данных представительной выборки TTS обеспечила уникальную возможность для исследования многолетнего фотометрического поведения молодых звезд. Тем не менее, даже 20-ти летний период наблюдений значительно короче временной шкалы аккреции, не говоря уже о временной шкале эволюции PMS звезд Кельвина-Гельмгольца. Следовательно, наша фотометрическая база данных не может быть использована для исследования некоторых других источников переменности, которые действуют на еще более длинных интервалах времени. В качестве иллюстрации к сказанному, можно упомянуть долговременное фотометрическое поведение T Tau, исследованное Мельниковым и Гранкиным на временном интервале в 40 лет [380]. В частности, было показано, что средний уровень блеска этой звезды постепенно увеличивался с  $10^m.6$  до  $9^m.8$  в течение приблизительно 20 лет, с 1962 до 1983. Более свежий пример, неожиданное уменьшение среднего уровня блеска AA Tau на несколько звездных величин, которое произошло в 2011 г. и никогда не наблюдалось в течение предыдущих 20 лет наблюдений [37].

## 1.4. Выводы к первой главе

На основе уникальной базы данных, собранной в результате выполнения программы ROTOR (Майданакская обсерватория, Узбекистан), исследовано долговременное фотометрическое поведение 82 молодых звезд для которых имелось не менее 12 измерений в течение каждого из 5 или бóльшего числа наблюдательных сезонов. С целью описания и классификации многолетних кривых блеска этих объектов впервые предложены и использованы два дополнительных статистических параметра, которые характеризуют тип долговременной кривой блеска. Параметр  $C1 = \langle \frac{V_{med}-V_{max}}{\Delta V} \rangle$  показывает предпочтительный уровень блеска звезды, на котором она остается в течение долгого времени. Параметр  $C2 = \sigma_{V_{max}}/\sigma_{V_{min}}$  характеризует долговременную переменность (годы) яркого уровня блеска относительно переменности слабого уровня блеска.

Статстический анализ показал, что многие WTTS и кандидаты в PMS звезды демонстрируют очень похожую долговременную фотометрическую переменность с относительно небольшими амплитудами (от  $0^m.1$  до  $0^m.6$ ) и скромными изменениями этой средней амплитуды ( $\sigma_{\Delta V} \leq 0^m.12$ ). Долговременная переменность этих объектов обусловлена, в основном, явлением вращательной модуляции звездного излучения темными фотосферными пятнами (пятенной вращательной модуляцией), которое подробно обсуждается в следующей главе.

В отличие от WTTS, 57% CTTS из нашей выборки показывают заметно бóльшую фотометрическую активность со значительными амплитудами (от  $0^m.6$  до  $2^m.0$ ), с существенными изменениями среднего уровня блеска (значения  $\sigma_{V_m} = 0^m.1 \div 0^m.25$ ) и умеренными вариациями относительной фотометрической амплитуды ( $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\Delta V} = 0^m.1 \div 0^m.5$ ). По всей видимости, основной причиной фотометрической переменности этой представительной группы CTTS является присутствие горячих или холодных фотосферных пятен и/или небольшая переменная околозвездная экстинкция.

Кроме того, было выделено несколько небольших подгрупп CTTS: (1) звез-

ды со значительными изменениями среднего уровня блеска (CO Ori, DG Tau, HN Tau, UY Aur, RY Tau и HI Ori), у которых параметр  $\sigma_{V_m} = 0^m.25 \div 0^m.65$ ;

(2) звезды со значительными вариациями относительной фотометрической амплитуды (EZ Ori, SU Aur, V2062 Oph и GW Ori), у которых  $\frac{\sigma_{\Delta V}}{\Delta V} = 0^m.5 \div 0^m.9$ ;

(3) звезды с необычным цветовым поведением, подобным поведению более массивных объектов типа UX Ori (V521 Cyg, RY Tau, EH Ser, AA Tau и CO Ori).

Поскольку основной причиной фотометрической переменности звезд типа UX Ori (переменные типа III в работе [173]) являются изменения околозвездной экстинкции, сделан вывод о том, что фотометрическое поведение пяти CTTS с необычным цветовым поведением из нашей третьей подгруппы может объясняться какой же причиной. Так как RY Tau и CO Ori входят еще и в первую подгруппу CTTS, фотометрическое поведение звезд первой подгруппы с большой долей вероятности тоже обусловлено существенными изменениями околозвездной экстинкции. Такие изменения околозвездной экстинкции могут быть спровоцированы вариациями геометрии внутренних или внешних областей околозвездного диска или возникать в запыленном ветре с переменной структурой.

Обсуждены дополнительные аргументы в пользу того, что фотометрическая переменность DF Tau, HN Tau и V853 Oph может быть вызвана преимущественно одним физическим механизмом – нестационарной аккрецией.

В конце главы сделан вывод о том, что краткосрочная и долговременная фотометрическая переменность CTTS может быть обусловлена сочетанием нескольких физических механизмов, которые трудно отделить друг от друга при использовании только одной фотометрии. Одновременные спектральные, поляриметрические и фотометрические наблюдения, выполненные для нескольких избранных объектов, могут обеспечить более четкое представление о различных физических процессах, которые отвечают за наблюдаемую фотометрическую и спектральную переменность молодых звезд. Результаты таких комплексных исследований нескольких объектов представлены в двух последних главах.

## Глава 2

# Пятенная вращательная модуляция

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором в соавторстве, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 1, 2, 15, 23 и 24 (в списке публикаций по теме диссертации).*

### 2.1. Периодограммный анализ

Как было подробно описано во введении, фотометрическая переменность подавляющего большинства WTTS носит строго периодический характер и обусловлена явлением вращательной модуляции звездного излучения из-за присутствия холодных пятен, которые могут быть распределены по звездной поверхности достаточно неравномерно. Феномен пятенной вращательной модуляции проявляется на короткой временной шкале (несколько суток) и приводит к тому, что блеск и показатели цвета WTTS меняются с периодом вращения звезды почти синусоидально.

Для поиска периодических изменений блеска использовалось несколько различных методов: модифицированная периодограмма Ломба–Скаргла [176], техника  $\chi^2$  [177], алгоритм „натянутой струны“ [103] и техника „минимизации фазовой дисперсии“ (PDM - Phase Dispersion Minimization) [316]. Первый алгоритм является усовершенствованной версией метода Ломба–Скаргла, который предназначен для поиска достаточно слабых периодических сигналов в неравномерно распределенных данных. Автор диссертации реализовал быстрый алгоритм этого метода, подробно описанный в работе [275]. Второй алгоритм относится к прямым методам, когда данные наблюдений просто сворачиваются согласно заданной сетке пробных периодов. Для каждого пробного периода данные наблюдений аппроксимируются синусоидой. Вычисленные значения  $\chi^2$

строятся как функция пробного периода, а минимумы на графике предполагают наличие наиболее вероятных периодов. Этот алгоритм идеально подходит для изучения любых синусоидальных процессов, которые представлены небольшим числом наблюдений с неравномерным распределением по времени. Третий алгоритм очень похож на технику  $\chi^2$ . Основное отличие состоит в том, что для каждого пробного периода вычисляется сумма длин всех сегментов линии, которая соединяет последовательные точки данных на фазовой кривой блеска. Этот алгоритм хорошо работает с небольшим числом данных и не зависит от формы периодического сигнала. Четвертый алгоритм позволяет найти период, который обеспечивает наименьшую дисперсию данных относительно средней фазовой кривой блеска. Этот метод хорошо использовать для поиска периодических несинусоидальных процессов. Критическое требование этой техники - достаточное количество данных внутри каждого фазового интервала кривой блеска, свернутой с пробным периодом.

Вероятность ложной тревоги (FAR – False-alarm probabilitie) для каждого обнаруженного периода вычислялась с использованием теста рандомизации Фишера, основанного на моделированиях Монте–Карло [256]. Для гарантии надежного уровня значимости было установлено минимальное число перестановок, равное 1000. Поиск периодических процессов осуществлялся на интервале от 0.5 до 20 суток. Если величина FAR находилась между значениями 0.00 и 0.01, то искомый период считался истинным с 95%-ой достоверностью. Все алгоритмы периодограммного анализа, включая процедуры предварительной обработки данных, такие как поиск ошибок наблюдений и удаление низкочастотных трендов, реализованы автором диссертации в среде программирования Delphi. На рис. 2.1 приведены примеры периодограммного анализа многолетней кривой блеска V830 Tau, полученные с помощью двух методов: Ломба–Скаргла и PDM–статистики. Оба метода указывают на существование периода вращения  $P_{rot} = 2.74101$  суток.

Поскольку явление вращательной модуляции порождает периодические из-

менения блеска близкие по форме к синусоиде, все перечисленные алгоритмы показывают практически одинаковые результаты. Поэтому мы обсуждаем и представляем в этой главе только те значения периодов, которые были обнаружены с помощью одного метода Ломба–Скаргла.

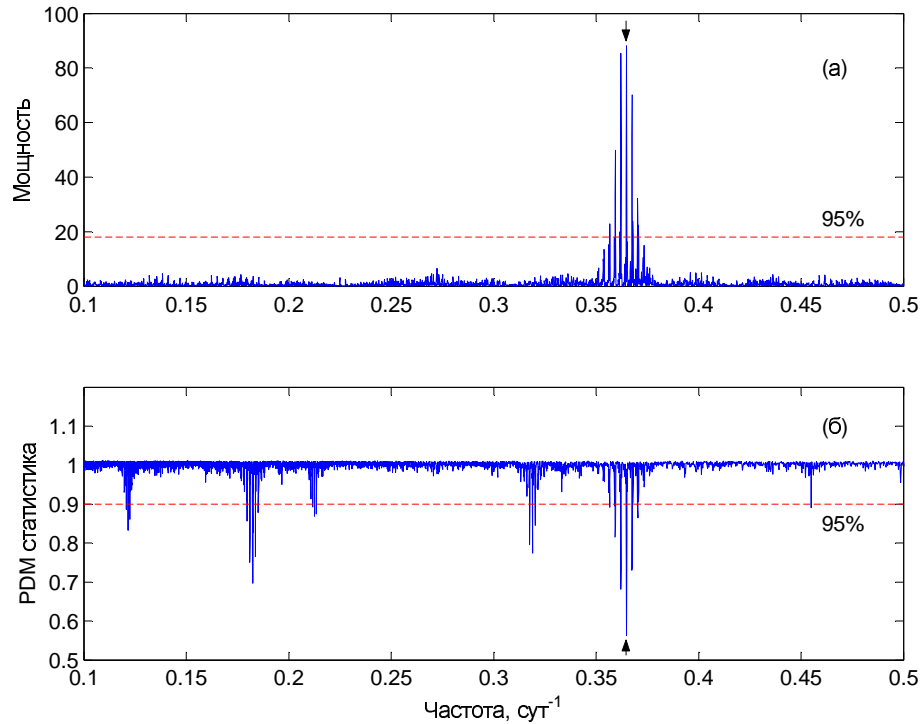


Рис. 2.1. Результаты периодограммного анализа многолетней кривой блеска V830 Тау, полученные с помощью двух различных методов: Ломба–Скаргла (а) и PDM–статистики (б). 95%-ый уровень достоверности отмечен горизонтальной штриховой линией. Вертикальная стрелка соответствует периоду вращения звезды  $P_{rot} = 2.74101$  суток.

Как правило, каждый объект наблюдался один раз в ночь на протяжении нескольких месяцев в течение каждого сезона. Такое распределение наблюдений по времени приводит к появлению так называемых ложных периодов [327]. Как истинные, так и ложные периоды производят полностью эквивалентные (в статистическом смысле) фазовые кривые блеска. Для выделения истинного периода необходимо получить 2–3 оценки блеска в течение одной или нескольких ночей. Такие „интенсивные“ наблюдения были выполнены для четырех десятков объектов с небольшим числом фотометрических данных, которые наблюдались не более 2–3 наблюдательных сезонов. Наличие нескольких кратковре-

менных мониторингов позволило вычислить скорость изменения блеска звезды с течением времени ( $\Delta V/\Delta t$ ) и найти истинный периодический процесс среди целого набора ложных периодов. Кроме того, такая методика наблюдений позволила обнаружить короткие периоды ( $P < 1$  суток) даже у звезд с амплитудой фотометрической переменности в несколько сотых звездной величины. На рис. 2.2 представлен пример фазовых кривых блеска для W96-68. По наблюдениям 2005 г. для этого объекта удалось обнаружить периодический процесс с амплитудой  $0.^m14$  и двумя возможными значениями периода продолжительностью 5.64 и 0.847 суток. Благодаря дополнительным мониторинговым наблюдениям, выполненным в 2005 г., удалось выяснить, что более длинный период является истинным.

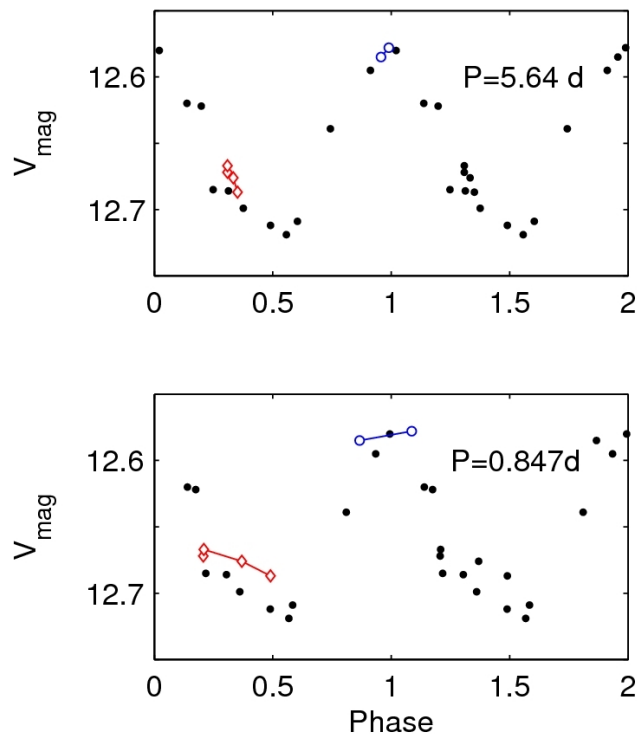


Рис. 2.2. Фазовая кривая блеска W96-68 для двух различных периодов:  $P = 5.64$  суток (верхняя панель) и  $P = 0.847$  суток (нижняя панель). Мониторинговые наблюдения, полученные в различные ночи, соединены непрерывными линиями и обозначены разными цветами и символами. Одиночные наблюдения отмечены черными кружками.

Поиск периодических изменений блеска был осуществлен для 42 известных WTTS из табл. 1.2 и 62 кандидатов в PMS звезды из табл. 1.3. В результате пери-



дограммного анализа длительных фотометрических наблюдений 104 объектов периодические изменения блеска были впервые обнаружены у 22 кандидатов в RMS звезды [129] и подтверждены или уточнены для 30 WTTS [130] и 19 кандидатов в RMS звезды [375]. В таблице 2.1 представлена информация только о тех 49 объектах, для которых удалось подтвердить или уточнить фотометрические периоды, опубликованные ранее. Столбцы в таблице 2.1 представляют: имя звезды, минимальную и максимальную амплитуду периодических изменений блеска ( $\Delta V_{min}$  и  $\Delta V_{max}$ ), значение периода и два столбца ссылок. Первый столбец со ссылками содержит статьи, в которых имеется первое упоминание о периоде. Во втором столбце со ссылками указаны более поздние работы, в которых приведено уточненное значение периода.

Следует отметить, что две звезды из этой таблицы показывают периодические вариации блеска, не обусловленные явлением пятенной вращательной модуляции. Первая звезда, RX J0408.2+1956, как известно, является двойной затменной системой с периодом 3.01 суток (см. [39] и [41]). Четыре сезона наших наблюдений позволили уточнить орбитальный период. Он ограничен значением  $P = 3.0093 \pm 0.0001$  суток. Гелиоцентрическая эпоха минимума —  $HJD_{min} = 2449658.40$ . Вторая звезда, RX J0457.0+3142, также известна под именем V501 Aur. Ее фотометрический период (цикл) близок к 56 суткам, и он не согласуется с ожидаемым периодом вращения молодой звезды [130]. Действительно, недавние спектральные наблюдения показали, что этот объект представляет собой двойную систему с орбитальным периодом 68.8 суток и эксцентриситетом  $e \sim 0.03$ . Согласно данным каталога *Gaia*, эта двойная система находится на расстоянии 600-1160 пс, почти на порядок дальше, чем область звездообразования Тельца-Возничего. Судя по всему, первичный компонент системы является гигантом спектрального класса К с радиусом  $R > 26R_{\odot}$  [338]. Мы не будем принимать во внимание эти два объекта, так как планируем обсуждать в этой главе только те периоды, которые обусловлены вращательной модуляцией.

Таблица 2.1. Звезды с подтвержденными или уточненными периодами

Имя	$\Delta V_{min}$ (зв.в.)	$\Delta V_{max}$ (зв.в.)	Период (сутки)	Ссылка	
				(1)	(2)
Анон 1 = V1096 Tau	0.11	0.20	6.493	[126]	Grankin, 1997 [127]
HD 283572 = V987 Tau	0.08	0.24	1.529	[347]	Grankin, 1997 [127]
LkCa 1 = V1095 Tau	0.06	0.14	2.497	[126]	Grankin, 1997 [127]
LkCa 2 = V1097 Tau	0.05	0.18	1.3614	[126]	Grankin et al, 2008 [130]
LkCa 3 = V1098 Tau	0.08	0.16	7.35	[126]	Grankin et al, 2008 [130]
LkCa 4 = V1068 Tau	0.35	0.79	3.374	[124]	Grankin et al, 2008 [130]
LkCa 7 = V1070 Tau	0.33	0.58	5.6638	[123]	Grankin, 1998a [372]
LkCa 11 = V1103 Tau	0.12	0.19	1.5396	[126]	Grankin et al, 2008 [130]
LkCa 19 = V396 Aur	0.09	0.15	2.236	[124]	Grankin, 1998a [372]
SR 9 = V2129 Oph	0.24	0.55	6.531	[32]	Grankin et al, 2008 [130]
SR 12 = V2247 Oph	0.15	0.41	3.516	[32]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 4 = V1224 Tau	0.08	0.22	0.482	[130]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 26 = V1069 Tau	0.08	0.27	0.7135	[124]	Grankin, 1997 [127]
TAP 35 = V1072 Tau	0.05	0.13	2.734	[124]	Grankin, 1997 [127]
TAP 40 = V1074 Tau	0.09	0.13	1.5548	[124]	Grankin, 1997 [127]
TAP 41 = V1075 Tau	0.11	0.39	2.425	[124]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 45 = V1076 Tau	0.09	0.21	9.909	[125]	Grankin, 1997 [127]
TAP 49 = V1077 Tau	0.07	0.12	3.32	[125]	Grankin, 1997 [127]
TAP 50 = V1010 Tau	0.05	0.13	3.039	[125]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 57NW = V397 Aur	0.10	0.21	9.345	[361]	Grankin, 1997 [127]
HD 283518 = V410 Tau	0.25	0.63	1.87197	[292]	Stelzer et al., 2003 [317]
TAP 27 = V819 Tau	0.12	0.28	5.53113	[293]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 42 = V827 Tau	0.07	0.51	3.75837	[33]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 46 = V830 Tau	0.15	0.45	2.74101	[293]	Grankin et al, 2008 [130]
TAP 59 = V836 Tau	0.39	0.62	6.75791	[293]	Grankin et al, 2008 [130]
VY Tau = HBC 68	0.11	0.31	5.36995	[132]	Grankin, 1994 [125]
Wa CrA/1 = HBC 676	0.32	0.32	2.24	[302]	Shevchenko et al., 1995 [302]
Wa CrA/2 = HBC 678	0.16	0.16	2.79	[64]	Shevchenko et al., 1995 [302]
Wa Oph/1 = HBC 630	0.10	0.30	3.792	[361]	Grankin et al, 2008 [130]
Wa Oph/3 = HBC634	0.06	0.23	1.5214	[304]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0403.3+1725 = W96-02	0.08	0.11	0.573	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0406.8+2541 = W96-07	0.28	0.33	1.6906	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0408.2+1956 = W96-09	0.18	0.70	3.0093	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0409.1+2901 = W96-10	0.06	0.16	2.662	[39]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0409.2+1716 = W96-11	0.07	0.09	0.613	[41]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0412.8+2442 = W96-14	0.05	0.11	0.865(6.41)	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0415.3+2044 = W96-18	0.06	0.21	1.8122	[39]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0420.3+3123 = W96-23	0.14	0.17	4.429	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0423.7+1537 = W96-27	0.08	0.13	1.605	[39]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0431.3+2150 = W96-32	0.06	0.19	2.7136	[39]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0432.7+1853 = W96-36	0.06	0.13	1.561	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0438.7+1546 = W96-47	0.10	0.14	3.0789	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0444.3+2017 = W96-52	0.11	0.14	1.1320	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0445.8+1556 = W96-55	0.04	0.15	1.1040	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0452.8+1621 = W96-63	0.09	0.16	3.46	[41]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0457.0+1517 = W96-71	0.03	0.07	3.5130	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0457.0+3142 = W96-72	0.05	0.24	55.95	[39]	Grankin et al, 2008 [130]
RX J0457.2+1524 = W96-73	0.06	0.12	1.72	[39]	Гранкин, 2013a [375]
RX J0458.7+2046 = W96-75	0.06	0.14	7.741	[39]	Grankin et al, 2008 [130]

В таблице 2.2 представлены данные о 22 кандидатах в PMS звезды для которых периодические изменения блеска были обнаружены впервые [129]. Многие из этих объектов наблюдались в течении 3–4 сезонов, а некоторые 5–6 сезонов (см. таблицу 1.3). Для 15 объектов из таблицы 2.2 были выполнены специальные мониторинговые наблюдения в отдельные сезоны, что позволило отделить истинные периоды от ложных. Кратные периоды указаны в скобках. На рис. 2.3 представлены примеры фазовых кривых блеска для 15 объектов из таблицы 2.2.

Таблица 2.2. Звезды с впервые обнаруженными периодами

Имя	$\Delta V_{min}$ (зв.в.)	$\Delta V_{max}$ (зв.в.)	Период (сутки)	Ссылка
RX J0400.5+1935 = HD 285281 = W96-01	0.08	0.16	1.1683	[129]
RX J0405.1+2632 = HD 283323 = W96-03	0.06	0.12	1.961	[129]
RX J0405.3+2009 = GSC 01258-00338 = W96-04	0.07	0.16	2.86 (0.741)	[129]
RX J0405.7+2248 = HD 284135 = W96-05	0.05	0.06	0.816	[129]
RX J0406.7+2018 = HD 284149 = W96-06	0.03	0.07	1.079	[129]
RX J0409.8+2446 = V1306 Tau = W96-12	0.09	0.20	5.58 (1.214)	[129]
RX J0424.8+2643A = HD 283641 = W96-28	0.07	0.11	3.21	[129]
RX J0427.1+1812 = HD 28150 = W96-30	0.04	0.12	0.6962	[129]
RX J0430.8+2113 = HD 284503 = W96-31	0.08	0.13	0.736	[129]
RX J0433.5+1916 = GSC 01274-01491 = W96-38	0.08	0.10	0.5854 (1.41)	[129]
RX J0438.2+2023 = GSC 01274-01076 = W96-44	0.07	0.15	2.96	[129]
RX J0438.4+1543 = GSC 01266-01121 = W96-46	0.08	0.10	2.535 (1.651)	[129]
RX J0439.4+3332A = TYC 2378-1232-1 = W96-48	0.05	0.16	2.425 (0.708)	[129]
RX J0441.8+2658 = HD 283798 = W96-50	0.03	0.05	0.6 (1.506)	[129]
RX J0446.8+2255 = V1335 Tau = W96-56	0.12	0.14	3.762	[129]
RX J0450.0+2230 = GSC 01292-00639 = W96-58	0.11	0.14	0.4778 (0.915)	[129]
RX J0451.9+2849A = GSC 01843-00960 = W96-60	0.09	0.20	0.921 (11.66)	[129]
RX J0452.5+1730 = GSC 01284-00930 = W96-62	0.03	0.09	0.8204 (4.57)	[129]
RX J0456.2+1554 = GSC 01281-00398 = W96-68	0.07	0.14	5.64 (0.847)	[129]
RX J0457.0+1600 = GSC 01281-01906 = W96-70	0.19	0.25	0.884 (7.62)	[129]
RX J0457.5+2014 = GSC 01289-00513 = W96-74	0.08	0.16	1.46	[129]
RX J0459.7+1430 = GSC 00697-00960 = W96-76	0.08	0.26	1.2308 (5.33)	[129]

Таким образом, периодические изменения блеска, обусловленные явлением вращательной модуляции, демонстрируют 30 WTTS и 39 кандидатов в PMS звезды, всего 69 объектов. Анализ гистограммы распределения периодов этих объектов показал, что значения периодов вращения лежат в пределах от 0.5 до 10 сут. Около 83% звезд показывают периоды в пределах от 0.5 до 4.5 сут., и только 17% имеют довольно большие периоды в диапазоне от 5 до 10 сут.

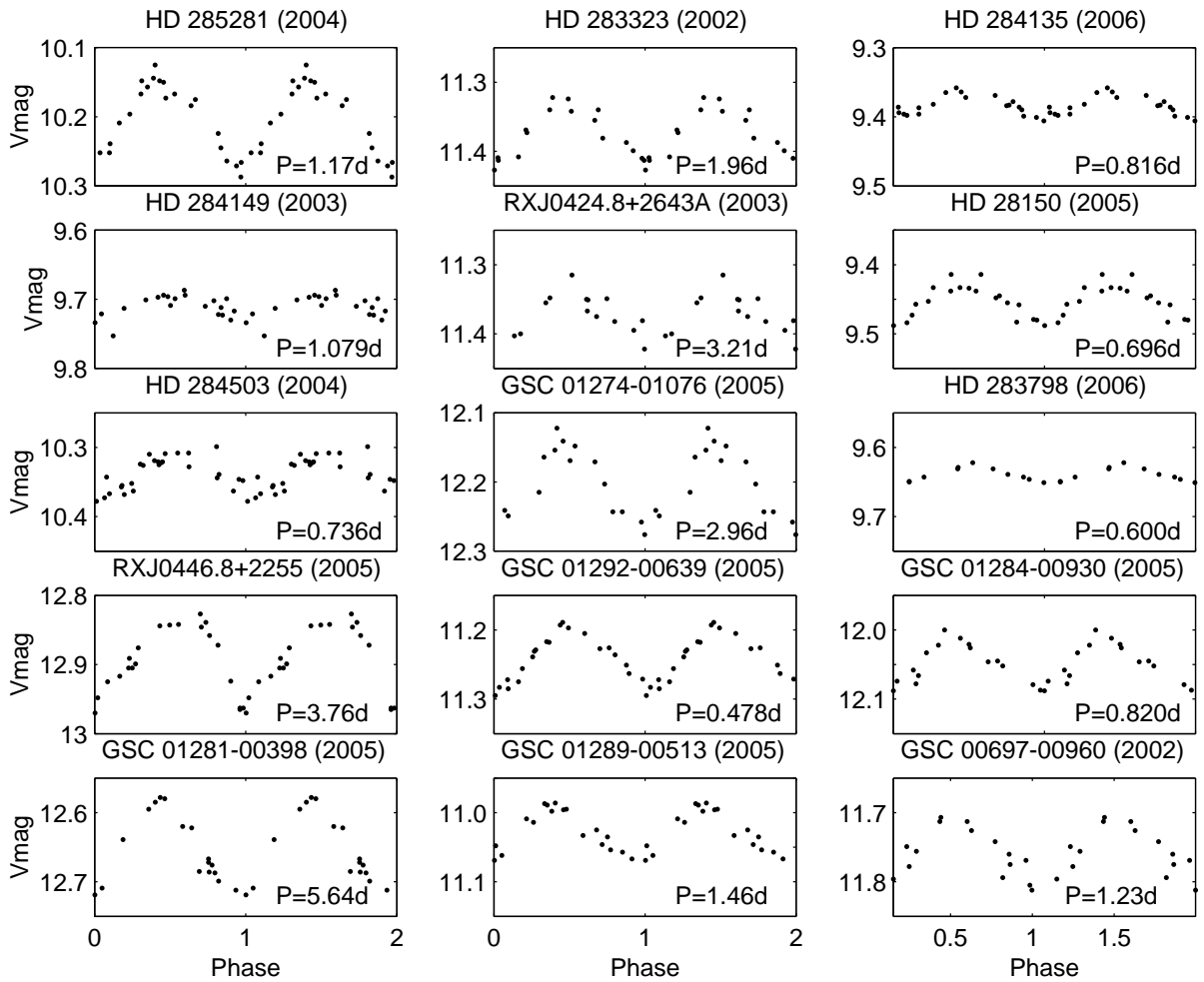


Рис. 2.3. Фазовые кривые блеска для 15 кандидатов в PMS звезды из таблицы 2.2.

Гистограммы распределения минимальных ( $\Delta V_{min}$ ) и максимальных амплитуд ( $\Delta V_{max}$ ) представлены на рис. 2.4. Минимальные амплитуды периодических изменений блеска находятся в диапазоне от  $0.^m05$  до  $0.^m4$  (см. рис. 2.4а), но около 83% звезд демонстрируют значения  $\Delta V_{min}$  в интервале от  $0.^m05$  до  $0.^m1$ . Максимальные значения амплитуд распределены на более широком интервале от  $0.^m05$  до  $0.^m8$  (см. рис. 2.4б). При этом, 86% звезд демонстрируют значения  $\Delta V_{max}$  в пределах от  $0.^m05$  до  $0.^m3$ . Пик этого распределения приходится на амплитуду  $0.^m15$ . Остальные 14% звезд показывают рекордные амплитуды периодических изменений блеска, достигающие значений  $0.^m4 - 0.^m8$  в полосе V. Среди этих звезд: LkCa 4 ( $0.^m79$ ), V410 Tau ( $0.^m63$ ), V836 Tau ( $0.^m62$ ), LkCa 7 ( $0.^m58$ ), V827 Tau ( $0.^m51$ ) и V830 Tau ( $0.^m45$ ). Свойства этих объектов будут обсуждаться подробнее в следующих разделах.

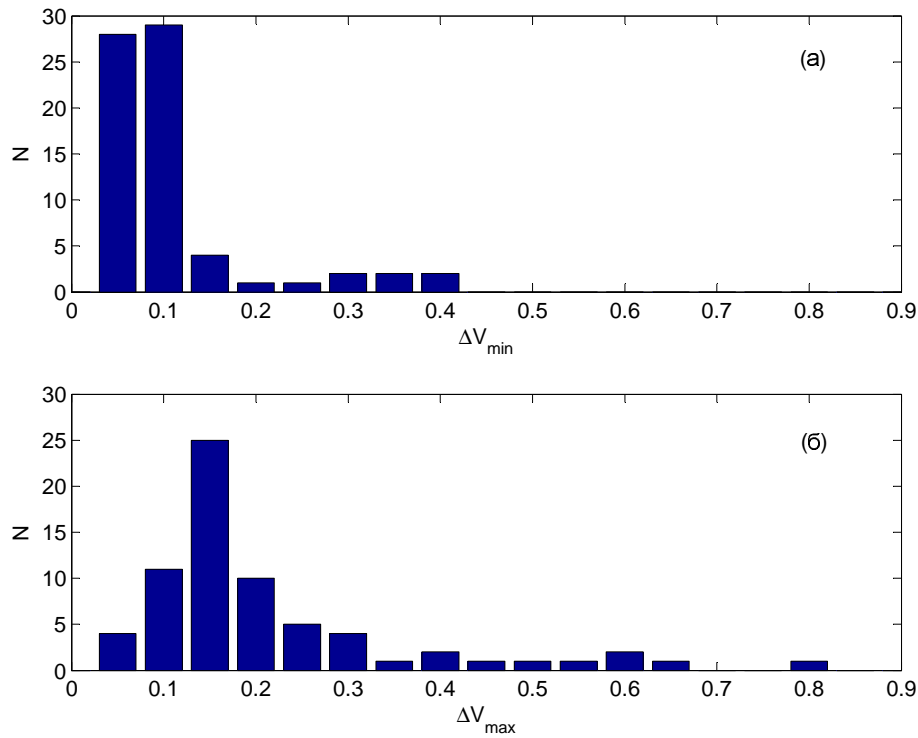


Рис. 2.4. Гистограммы распределения минимальных (а) и максимальных (б) амплитуд периодических изменений блеска молодых запятненных звезд.

## 2.2. Явление вращательной модуляции

Периодограммный анализ многолетних кривых блеска нескольких десятков WTTS и кандидатов в PMS звезды показал, что многие из этих объектов демонстрируют явление пятенной вращательной модуляции (см. таблицы 2.1 и 2.2). Как правило, амплитуды периодических изменений блеска, обусловленных явлением пятенной вращательной модуляции, заключены в диапазоне от нескольких сотых до трех десятых звездной величины. Однако, среди запятненных WTTS имеется 6 звезд с рекордными амплитудами периодических изменений блеска, достигающими  $0.^m4 - 0.^m8$ . Все эти шесть звезд показывают феномен стабильности фазы минимума блеска ( $\varphi_{\min}$ ) на протяжении 5-20 лет наблюдений [130]. На рис. Б.1 представлена фазовая кривая блеска звезды LkCa 4, которая демонстрирует самую большую амплитуду периодических изменений блеска ( $0.^m79$ ) и удивительную стабильность фазы минимума в течение 14 наблюдательных сезонов. Другой пример стабильности фазы минимума на протяжении 18 лет наблюдений показывает LkCa 7 (см. рис. Б.2). Наиболее

ярко этот феномен выражен у V410 Tau. В течение двух десятилетий наших наблюдений (1986–2005 гг.), изменения  $\varphi_{min}$  не превышали  $\pm 0.16P$ , где  $P$  – период вращения (см. рис. Б.3). Такая долговременная стабильность  $\varphi_{min}$  может быть следствием существования так называемых „активных“ долгот, на которых расположены коротко-живущие протяженные запятненные области [379]. Мы предполагаем, что феномен долговременной стабильности фазы минимума блеска связан с уровнем активности и эволюционным статусом этих объектов [130]. Дополнительные аргументы в пользу этого предположения будут обсуждены в следующих разделах.

Многие звезды из нашей выборки демонстрируют значительные изменения амплитуды и формы фазовых кривых блеска от сезона к сезону без какой-либо зависимости от феномена стабильности или нестабильности фазы минимума блеска. Например, в случае V410 Tau, амплитуда периодического процесса изменяется от  $0.^m25$  до  $0.^m63$  (см. таб. 2.1 и рис. Б.3). В случае LkCa 7, амплитуда изменяется в пределах от  $0.^m33$  до  $0.^m58$  (см. таб. 2.1 и рис. Б.2). Следует отметить, что наиболее симметричная фазовая кривая блеска наблюдается в сезоны с максимальной амплитудой. С другой стороны, наиболее ассиметричные фазовые кривые блеска обычно соответствуют тем сезонам, когда наблюдается минимальная амплитуда изменений блеска (см. рис. Б.2 и Б.3). Один объект из нашей выборки показал необычную форму фазовой кривой блеска в некоторые сезоны наблюдений. Речь идет о звезде LkCa 4, которая демонстрировала продолжительный плоский участок вблизи минимума блеска в 1992, 1993 и 1995 годах (см. рис. Б.1). Такая форма фазовой кривой блеска свидетельствует в пользу существования очень протяженной по долготе запятненной области, которая простиралась на 120–180 градусов. Все другие звезды, в отличие от LkCa 4, демонстрируют фазовые кривые блеска близкие по форме к синусоиде.

В то время как некоторые звезды показывают плавные и постепенные изменения амплитуды и формы фазовой кривой блеска от сезона к сезону, имеются примеры совершенно другого фотометрического поведения. Амплитуда

фазовой кривой блеска может значительно измениться на несколько десятых звездной величины в течение одного наблюдательного сезона, как это было в случае со звездой ТАР 41. Из рис. Б.4 видно, что фазовая кривая блеска оставалась стабильной на протяжении двух сезонов (1992 и 1993 гг.), после чего ее начальная фаза и форма быстро эволюционировали. В течение такой быстрой эволюции амплитуда периодического процесса становится минимальной, либо не наблюдается вообще (см. рис. Б.4 в сезоны 1994, 1998 и 2006 гг.).

Следует отметить, что для большинства запятненных звезд средний уровень блеска не изменяется даже в случае, когда амплитуда периодического процесса значительно уменьшается. Кривая блеска ТАР 41 является прекрасной иллюстрацией вышесказанного. Ниже будет показано, что стабильность среднего уровня блеска от сезона к сезону свидетельствует в пользу того, что количество пятен на звездной поверхности почти не меняется, а значительные вариации амплитуды обусловлены перераспределением этих пятен по звездной поверхности. Тем не менее, некоторые из наших объектов действительно показывают значительные изменения среднего уровня блеска от сезона к сезону. К таким объектам можно отнести: ТАР 50, V819 Тау, V827 Тау, V836 Тау, VY Тау и некоторые другие звезды (см. рис А.1).

Имеется другой пример более редкого фотометрического поведения некоторых запятненных молодых звезд. Во время значительного уменьшения амплитуды периодического процесса на фазовой кривой блеска появляется два максимума и два минимума, как в случае с V830 Тау. На рис. Б.5 можно видеть, что амплитуда периодического процесса у этой звезды значительно уменьшилась в 2002 и 2003 гг. В течение этих двух сезонов на фазовой кривой блеска отчетливо различимы два максимума и два минимума. Такая форма фазовой кривой блеска может быть следствием существования двух протяженных запятненных областей на противоположных сторонах звездной поверхности. Сходные по форме фазовые кривые блеска наблюдались ранее у V410 Тау в 1981/1982 и в 1983/1984 гг. ([172]). Среди звезд из нашего списка аналогичную фазовую

кривую блеска продемонстрировала ТАР 26 в 1996 г. [130].

Анализ долговременных наблюдений запятненных звезд позволил выявить интересную зависимость между вариациями амплитуды периодического сигнала и изменениями максимального уровня яркости. Было замечено, что у некоторых WTTS увеличение амплитуды периодического сигнала сопровождается повышением максимального уровня яркости (см. рис. 2.5). Такой результат трудно объяснить в рамках модели звезды с одним пятном, которое расположено в околополярной области. Увеличение площади такого высокоширотного пятна должно приводить к увеличению амплитуды при одновременном уменьшении максимального уровня яркости, что противоречит нашим данным. Модель с двумя околополярными пятнами на противоположных полушариях звезды может объяснить наши наблюдения, если угол наклона оси вращения звезды таков, что оба пятна будут вносить сравнимый вклад в изменения блеска. В этом случае перемещения пятен в долготном направлении могли бы обеспечить изменение амплитуды без увеличения или уменьшения площади пятен ([131]).

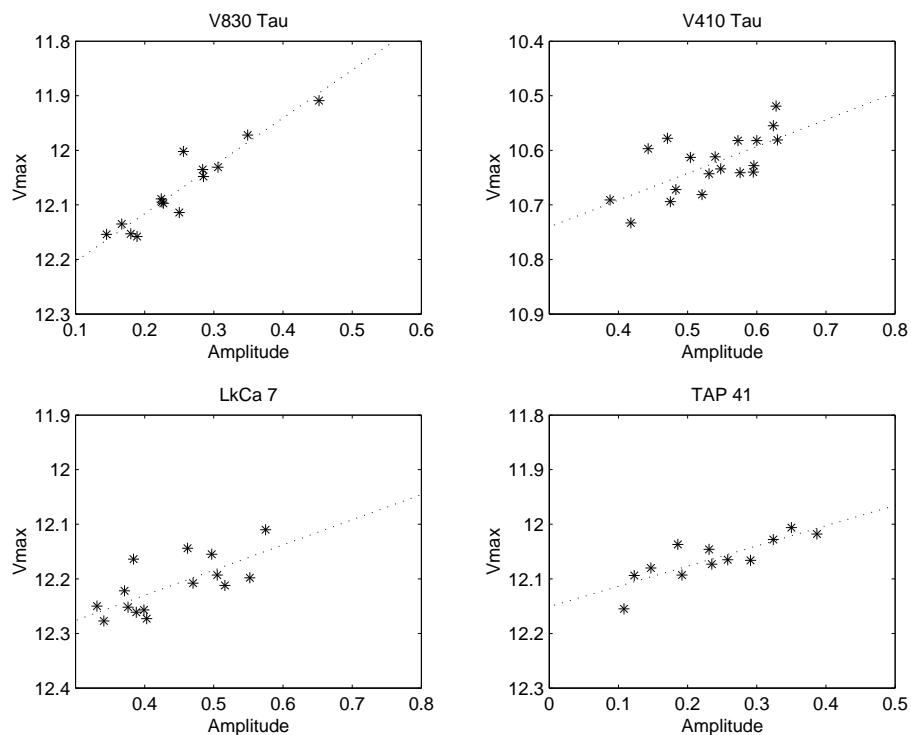


Рис. 2.5. Примеры линейной зависимости между уровнем максимальной яркости и амплитудой переменности для четырех WTTS.



В связи с этим мы исследовали, как значения  $V_{min}$ ,  $V_{max}$  и  $V_{mean}$  изменяются в зависимости от изменений амплитуды. Было выявлено четыре группы объектов с различными зависимостями между амплитудой и упомянутыми выше параметрами  $V_{min}$ ,  $V_{max}$  и  $V_{mean}$ . Первая группа звезд включает такие объекты как: V410 Tau, LkCa 1, LkCa 2, LkCa 7, TAP 26, TAP 57 и SR 9. Для всех звезд из первой группы увеличение амплитуды периодического сигнала сопровождается уменьшением значений  $V_{max}$  (звезда становится ярче) и увеличением значений  $V_{min}$ . При этом, средний уровень блеска  $V_{mean}$  остается относительно постоянным. На рис. 2.6 представлены зависимости между амплитудой, средним уровнем блеска,  $V_{min}$  и  $V_{max}$  для V410 Tau. Из этого рисунка видно, что  $V_{max}$  уменьшается а  $V_{min}$  увеличивается с ростом амплитуды. При этом нет корреляции между значениями  $V_{max}$  и  $V_{min}$ .

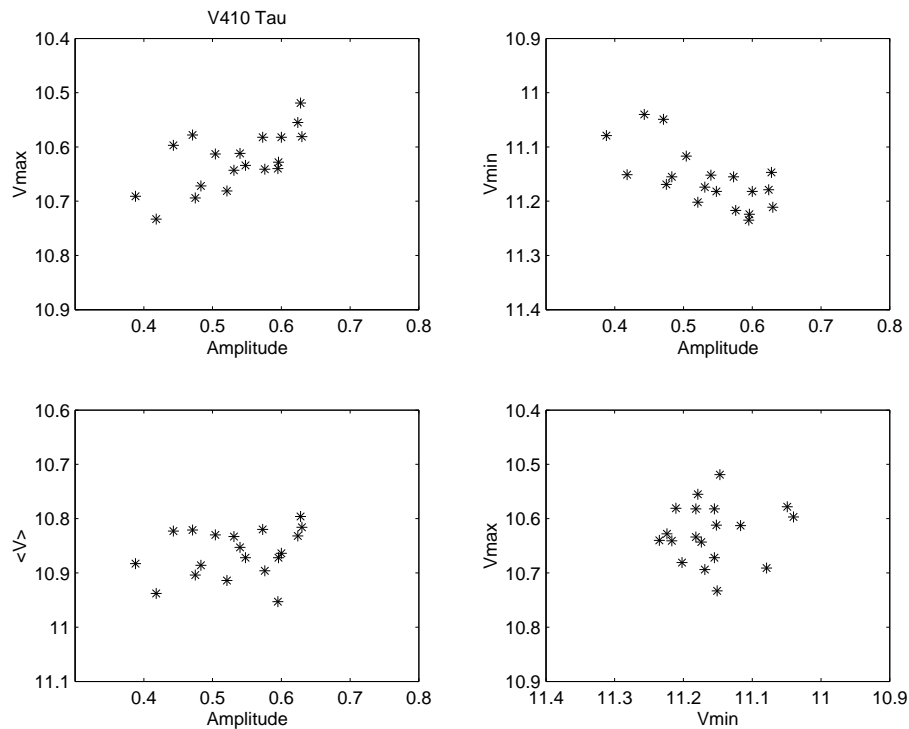


Рис. 2.6. Зависимости между амплитудой, средним уровнем блеска,  $V_{min}$  и  $V_{max}$  для V410 Tau. Каждый символ соответствует отдельному наблюдательному сезону.

Вторая группа звезд не показывает какой-либо значимой зависимости между амплитудой и значениями  $V_{min}$  и  $V_{max}$ . Ко второй группе относятся: LkCa 19, TAP 35, TAP 40, TAP 50, RX J0423.7+1537, RX J0431.3+2150, V819 Tau и

V836 Tau. Третья группа звезд демонстрирует зависимость между амплитудой и  $V_{min}$ , но не показывает никакой зависимости между амплитудой и  $V_{max}$ . К этой группе объектов относятся: Anon 1, HD 283572, LkCa 3, LkCa 4, Wa Oph 2, Wa Oph 3, V827 Tau и SR 12. Четвертая группа не показывает никаких зависимостей. Характерными представителями последней группы являются LkCa 11, RX J0409.1+2901, RX J0458.7+2046, Wa Oph 1 и VY Tau. Следует отметить, что имеется три объекта, которые не удалось однозначно отнести ни к одной из четырех групп: TAP 45, V830 Tau и RX J0415.3+2044.

Анализ долговременных фотометрических наблюдений 30 WTTS и 39 кандидатов в PMS звезды позволил выявить некоторые различия между фотометрическим поведением запятанных WTTS и кандидатов в PMS звезды. Первое различие состоит в том, что среди 39 кандидатов в PMS звезды нет объектов, которые демонстрировали бы явление стабильности  $\varphi_{min}$  на протяжении 6–11 лет или которые показывали бы значительные амплитуды переменности блеска, как это наблюдается у некоторых WTTS. Максимальная амплитуда периодических изменений блеска, которая наблюдалась у кандидатов в PMS звезды, была не более  $0.^m33$  (RX J0406.8+2541). И только два объекта показали явление стабильности  $\varphi_{min}$  на протяжении 3–4 сезонов (см. рис. 2.7).

Второе различие состоит в том, что кандидаты в PMS звезды демонстрируют периодические изменения блеска не так часто, как WTTS. В качестве критерия частоты появления периодического процесса был использован простой параметр  $f = (N_p/N_t) \times 100\%$ , где  $N_p$  – число наблюдательных сезонов с периодическими вариациями блеска, и  $N_t$  – общее число наблюдательных сезонов. Так, самые активные WTTS, упомянутые выше, показывают периодические изменения почти каждый наблюдательный сезон, то есть параметр  $f = 90–100\%$ . Другие, менее активные WTTS, демонстрируют периодические изменения со средней частотой 68%. Напротив, средняя частота возникновения периодических изменений у кандидатов в PMS звезды не превышает 50%, т.е. периодические изменения наблюдаются в половине наблюдательных сезонов. Только

пять звезд показали достаточно частое возникновение периодических изменений: RX J0452.8+1621, RX J0458.7+2046, RX J0424.8+2643A, RX J0455.7+1742 и RX J0431.3+2150 с частотой  $f= 83, 73, 67, 67$  и  $64\%$  соответственно. Судя по всему, такие различия в фотометрическом поведении WTTS и кандидатов в PMS звезды связаны с тем, что эти две подгруппы звезд показывают различные уровни активности и/или имеют несколько различный возраст.

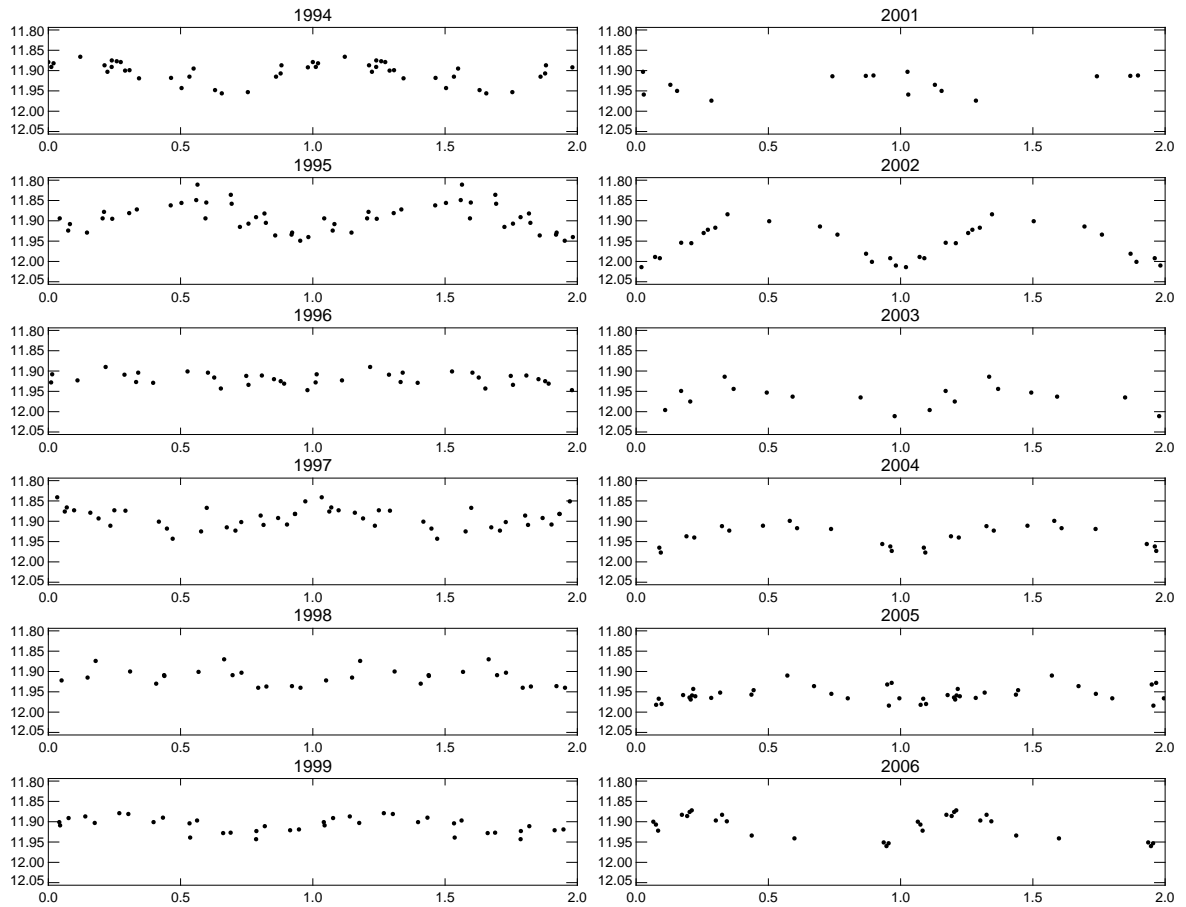


Рис. 2.7. Фазовые кривые блеска RXJ0458.7+2046 для каждого сезона отдельно. Периодические изменения блеска наблюдались не менее девяти сезонов. Фазовая кривая блеска сохраняет фазу минимума блеска в течение только 4 лет (с 2002 по 2005 г.).

Как уже было отмечено выше, многие WTTS и кандидаты в PMS звезды демонстрируют явление пятенной вращательной модуляции. Но эволюция фазовых кривых блеска от сезона к сезону происходит у этих объектов по-разному. Некоторые из них демонстрируют различные зависимости между амплитудой и значениями  $V_{min}$  и  $V_{max}$ , другие не показывают никаких зависимостей. Мы

использовали простую модель холодных пятен, чтобы проанализировать некоторые особенности кривых блеска запятненных звезд и определить основные параметры запятненных областей.

### 2.3. Модель звездных пятен

Для определения параметров запятненности WTTS на основе широкополосной UBVR<sub>I</sub>-фотометрии использовались как иерархические модели с одним или двумя пятнами ([32], [172]), так и модели, в которых определялись только общие свойства запятненных областей (ЗО) без каких-либо предположений относительно их геометрии ([35]). Следует отметить, что выбор конкретной модели для определения количественных параметров ЗО находится в прямой зависимости от той гипотезы, которая призвана объяснить природу наблюдаемых нестационарных процессов. Например, Алексеев и Гершберг ([365]) справедливо критикуют попытки применения иерархических моделей для исследования поверхностной неоднородности красных карликовых звезд с активностью солнечного типа. Действительно, иерархические модели предполагают существование, как правило, двух высокоширотных пятен, которые расположены в районе магнитных полюсов звезды. Напротив, многолетние фотометрические наблюдения красных карликов свидетельствуют в пользу существования низкоширотных запятненных зон. В связи с этим, Алексеев и Гершберг ([364]) предлагают модель зональной запятненности этих звезд, в которой совокупность звездных пятен аппроксимируется двумя симметричными относительно экватора темными полосами с переменной скважностью по долготе. В случае WTTS ситуация с выбором той или иной модели запятненности не такая определенная.

С одной стороны, первые детальные доплеровские изображения („Doppler imaging“) поверхности двух наиболее ярких WTTS (V410 Tau и HDE 283572), полученные из анализа вариаций профилей спектральных линий в течение периода обращения, указывали на существование больших холодных пятен на

высоких широтах ([187], [186]). Происхождение таких высокоширотных пятен может быть объяснено существованием дипольного магнитного поля, наличие которого предполагается в некоторых моделях, описывающих взаимодействие между молодой звездой и диском (см., например, [306]).

С другой стороны, качественный анализ многолетних BVR-наблюдений 36 WTTS показал, что фотометрическое поведение запятненных молодых звезд хорошо согласуется с поведением карликов главной последовательности, звезд типа BY Dra и RS CVn ([379], [371]). Иными словами, можно утверждать, что механизмы активности солнечного типа не противоречат наблюдательным характеристикам WTTS. Аналогичные выводы были получены при анализе параметров запятненности красных карликовых звезд типа BY Dra ([366]). В таком случае, долговременная эволюция фотометрических кривых блеска WTTS может быть неправильно описана в рамках модели с одним или несколькими крупными высокоширотными пятнами.

Мы имеем все основания предположить, что на поверхности молодых запятненных звезд существует большое число пятен или их групп. При этом не исключено, что некоторые из этих пятен или их групп могут располагаться и на высоких широтах. В частности, результаты доплеровского картирования поверхности V410 Tau свидетельствуют в пользу существования как нескольких высокоширотных, так и нескольких низкоширотных пятен, что не противоречит нашему предположению ([280]). В связи с этим, для количественного анализа параметров запятненности молодых звезд мы остановились на модели, которая не зависит ни от числа, ни от формы, ни от локализации пятен. Она позволяет оценить лишь площадь запятненной поверхности и ее среднюю температуру.

Амплитуда изменений блеска звезды, обусловленная неравномерным распределением холодных пятен по поверхности звезды, может быть записана как

$$\Delta m(\lambda) = -2.5 \log \left\{ \frac{1 - [1 - S(\lambda)]G_{max}(\lambda)}{1 - [1 - S(\lambda)]G_{min}(\lambda)} \right\}, \quad (1)$$

где  $S(\lambda)$  - отношение поверхностной яркости запятненной области к яркости фотосферы,  $G_{max}(\lambda)$  и  $G_{min}(\lambda)$  - площадь запятненной области в момент максимальной и минимальной видимости пятен соответственно ([331], [340]). Если известен абсолютный максимум блеска звезды, когда ее видимая полусфера полностью свободна от пятен ( $G_{min}(\lambda) = 0$ ), уравнение (1) для момента максимальной видимости пятен можно записать как

$$m_{min}(\lambda) - m_{max}^{abs}(\lambda) = -2.5 \log \{1 - [1 - S(\lambda)]G_{max}(\lambda)\}, \quad (2)$$

где  $m_{max}^{abs}(\lambda)$  - абсолютный максимум блеска звезды, а  $m_{min}(\lambda)$  - минимальный блеск звезды в конкретный сезон наблюдений. Если пренебречь эффектом потемнения к краю, то можно предположить, что площадь пятен не зависит от длины волны. Тогда, в случае широкополосной фотометрической системы, выражение (2) для полосы  $V$  примет следующий вид

$$V_{min} - V_{max}^{abs} = -2.5 \log \{1 - [1 - L_V]G_{max}\}, \quad (3)$$

где  $L_V = (\int I_{sp}(\lambda)\Phi_V(\lambda)d\lambda) / (\int I_{ph}(\lambda)\Phi_V(\lambda)d\lambda)$ ,  $I_{ph}(\lambda)$  and  $I_{sp}(\lambda)$  - кривые распределения энергии фотосферы и запятненной области соответственно,  $\Phi_V(\lambda)$  - кривая реакции фильтра  $V$ ,  $V_{min}$  - минимальное значение блеска в фильтре  $V$  для конкретного сезона наблюдений,  $V_{max}^{abs}$  - абсолютный максимум блеска звезды в фильтре  $V$ .

Уравнение (3) содержит два свободных параметра - интеграл от кривой распределения энергии для запятненной области, который связан с эффективной температурой пятен, и площадь пятен в момент максимальной видимости запятненной области. Решая систему двух уравнений типа (3), записанных для полосы  $V$  и полосы  $R$ , можно определить площадь и эффективную температуру пятен. Следует заметить, что в качестве  $V_{max}^{abs}$  обычно используют максимальный блеск звезды, полученный из наблюдений ( $V_{max}$ ). При этом предполагается, что более яркое полушарие звезды полностью свободно от пятен. Но в таком случае фазовая кривая блеска должна иметь плоский участок на фазе максиму-

ма блеска. При этом максимальный уровень блеска звезды не должен зависеть от амплитуды периодического процесса. Однако, практически все запятненные звезды из нашей выборки демонстрируют непрерывные изменения блеска (см., например, фазовые кривые блеска в приложении Б). В дополнение к этому, наблюдается однозначная зависимость между максимальным уровнем блеска и амплитудой периодического процесса. Из рис. 2.5 видно, что уменьшение амплитуды периодического процесса сопровождается понижением максимального блеска звезды. Чего не должно быть в том случае, когда более яркое полушарие звезды полностью свободно от пятен. Скорее всего, фотосферы звезд остаются запятненными во всех фазах осевого вращения. Таким образом, максимальный блеск звезды, полученный из наблюдений, не является абсолютным максимумом блеска запятненной звезды. Вполне очевидно, что использование в качестве  $V_{max}^{abs}$  максимального блеска звезды, полученного из наблюдений ( $V_{max}$ ), позволяет определить лишь нижние оценки параметров запятненных областей.

Чтобы получить более реалистичные оценки параметров ЗО можно использовать линейную зависимость между амплитудами периодического процесса в полосах  $V$  и  $R$  ([130]). В случае минимальной видимости пятен величина  $V_{max}^{abs}$  связана с  $V_{max}$  следующим соотношением:

$$V_{max} - V_{max}^{abs} = -2.5 \log \{1 - [1 - L_V] G_{min}\}. \quad (4)$$

Из выражения (4) видно, что для определения  $V_{max}^{abs}$  необходимо знать степень запятненности звездной поверхности в момент минимальной видимости пятен. Для оценки параметра  $G_{min}$  можно использовать систему уравнений:

$$\begin{cases} V_A = -2.5 \log \left( \frac{1 - [1 - L_V] G_{max}}{1 - [1 - L_V] G_{min}} \right) \\ R_A = -2.5 \log \left( \frac{1 - [1 - L_R] G_{max}}{1 - [1 - L_R] G_{min}} \right), \end{cases} \quad (5)$$

где  $V_A$  и  $R_A$  - амплитуды периодического сигнала в полосах  $V$  и  $R$ , соответственно. Мы получили уравнение для  $V_A$ , вычитая уравнение (4) из уравнения

(3). Аналогичным образом было получено уравнение для  $R_A$ . Из множества значений  $G_{min}$ , получаемых при решении системы (5), было отобрано только то, которое удовлетворяло следующему соотношению:

$$V_{max}^{abs} - R_{max}^{abs} \cong (V - R)_o, \quad (6)$$

где  $(V - R)_o$  - нормальный показатель цвета звезды, соответствующий ее спектральному классу,  $V_{max}^{abs}$  и  $R_{max}^{abs}$  - оценки максимального блеска звезды в полосе  $V$  и  $R$ , получаемые при подстановке параметра  $G_{min}$  в выражение (4), записанное для полосы  $V$  и полосы  $R$  соответственно.

Другими словами, показатель цвета звезды  $V_{max}^{abs} - R_{max}^{abs}$ , полученный после учета поправки за покраснение, которое вызвано запятненностью звездной поверхности, должен практически совпадать с нормальным показателем цвета звезды. В этом случае мы получим верхнюю оценку для  $V_{max}^{abs}$ , которая заведомо отличается от значения  $V_{max}$ , определенного из наблюдений. Значения параметров ЗО, определенные с использованием верхней оценки  $V_{max}^{abs}$ , будут завышены по сравнению с теми значениями, которые вычислены в предположении, что  $V_{max}^{abs} = V_{max}$ . Поэтому значения параметров ЗО, вычисленные по предложенной выше методике, будем называть верхними оценками параметров запятненности.

Надежность нашей методики определения параметров ЗО была проверена на хорошо изученной спектрально-двойной системе VY Ari. Отсутствие спектральных линий второго компонента позволяет отнести наблюдаемые периодические колебания блеска этой системы только за счет запятненности яркого компонента, спектральный класс которого определен как dG9e. Амплитуда фотометрической кривой блеска сильно меняется от  $0.^m02$  до  $0.^m28V$ . Оценки параметров запятненности VY Ari, полученные в рамках различных моделей, можно найти в работах [86], [321] и [363]. Для построения модели фотометрической переменности VY Ari мы пользовались кривыми реакции для фильтров



$V$  и  $R$ , приведенными в работах [392] и [389] соответственно. Кривая распределения энергии для звезды спектрального класса  $G9\bar{V}$  определена по данным из работы [391]. В качестве кривой распределения энергии ЗО мы использовали кривую энергии звезды более позднего спектрального класса. Таким образом, разность между температурой фотосферы VY Ari и температурой ЗО ( $\Delta T$ ) определялась нами как разность между эффективной температурой звезды спектрального класса  $G9$  ( $T_{ph} = 5150\text{K}$ ) и эффективной температурой звезд более поздних спектральных классов, таких как  $K3$ ,  $K5$ ,  $K7$ ,  $M0$ ,  $M2$ ,  $M4$  и  $M5$ . В связи с этим, параметр  $\Delta T$  принимал только несколько конкретных значений (450, 750, 1150, 1250, 1600, 1900 и 2050 K). Параметр  $G_{max}$  варьировался на интервале от 0.0 до 0.9 с шагом 0.01.

В таблице 2.3 представлены результаты расчетов запятненности VY Ari. Первые четыре столбца составлены по данным из работы Алексеева и Гершберга ([363]). В них приведены эпохи наблюдений, амплитуды периодических колебаний блеска, максимальные ( $G_{max}$ ) и минимальные ( $G_{min}$ ) площади запятненных областей, выраженные в процентах от видимой поверхности звезды. Оценки  $G_{max}$  и  $G_{min}$  получены Алексеевым и Гершбергом в рамках предложенной ими модели зональной запятненности. В этой модели запятненная область представлена двумя симметричными относительно экватора звезды полосами с переменной скважностью темных областей внутри этих полос ([365], [364]). В качестве  $V_{max}^{abs}$  Алексеев и Гершберг использовали максимальный блеск звезды ( $V_{max} = 6.^m68$ ), зарегистрированный в 1986г. (см. [321]). Для сравнения наших результатов с результатами Алексеева и Гершберга мы рассмотрели два случая.

Первый случай. Предположим, что в максимуме блеска фотосфера VY Ari полностью свободна от пятен, т.е. в качестве  $V_{max}^{abs}$  используем максимальный блеск звезды. Тогда, как обсуждалось выше, наша модель может дать только нижнюю оценку параметров запятненности. В 5 и 6 столбцах табл. 2.3 приведены наши оценки  $G_{max}$  и  $G_{min}$  для этого случая. Сравнивая наши значения для площадей запятненных областей со значениями Алексеева и Гершберга мож-

но убедиться, что оба метода дают очень близкие результаты не смотря на значительные отличия алгоритмов. Оценки температуры пятен тоже находятся в хорошем согласии. По нашим оценкам, температура ЗО на 1250 К ниже температуры фотосферы. По оценкам Алексеева и Гершберга, пятна холоднее фотосферы на 1350 К. Различие в оценке величины  $\Delta T$  может быть связано с тем обстоятельством, что при определении  $\Delta T$  мы исходили из разных предположений. Если Алексеев и Гершберг аппроксимировали распределение энергии в спектре фотосферы и пятна функцией Планка, то мы исходили из реального распределение энергии в спектре звезды и пятна.

Второй случай. Откажемся от предположения о том, что в максимуме блеска фотосфера VY Aгi полностью свободна от пятен. Попытаемся оценить минимальную запятненность VY Aгi, а значит и ее абсолютный максимум блеска, исходя из линейной зависимости между амплитудой периодического процесса в полосе  $V$  и амплитудой в полосе  $R$ . Следует заметить, что этот способ оценки  $V_{max}^{abs}$  дает уверенные результаты только в том случае, когда измеренная разность амплитуд периодического процесса превышает величину ошибок измерений (т.е., когда  $V_A - R_A > 0.^m04$ ). Верхние оценки площадей запятненных областей приведены в столбцах 7 и 8 табл. 2.3.

Таблица 2.3. Параметры запятненности VY Aгi

Алексеев и Гершберг [363]				Гранкин [373]			
				нижние оценки		верхние оценки	
Эпоха	$V_A$	$G_{max}$	$G_{min}$	$G_{max}$	$G_{min}$	$G_{max}$	$G_{min}$
1	2	3	4	5	6	7	8
1992	0.138	14.3	10.1	17.5	11.1	27.4	23.5
1993	0.136	15.4	11.4	17.9	12.6	28.2	24.9
1994	0.207	14.0	7.7	17.5	7.9	27.5	21.4

Тестирование показало, что оба метода дают достаточно близкие результаты несмотря на значительные отличия алгоритмов. Так, разница в оценке эффективной температуры пятен ( $\Delta T$ ) составила 100 К, а разница в оценке площади запятненной области, выраженная в процентах от полной поверхно-

сти звезды ( $\Delta G/G$ ), не превысила 2.5–3.5%. Результаты тестирования говорят о том, что описанная нами модель, не смотря на всю ее простоту, позволяет оценивать основные параметры пятен с хорошей степенью точности.

## 2.4. Параметры запятненных областей

Описанная выше методика была использована для определения параметров запятненных областей у нескольких молодых звезд: LkCa 4, V410 Tau, V819 Tau, V827 Tau, V830 Tau и V836 Tau ([144], [374], [373]). В качестве кривой распределения энергии спокойной фотосферы была использована реальная кривая распределения энергии звезды соответствующего спектрального класса. В качестве кривых распределения энергии ЗО были выбраны реальные кривые энергии звезд более поздних спектральных классов M0, M2, M4 и M5. В связи с этим, параметр  $\Delta T$  принимал только несколько конкретных значений. Параметр  $G_{max}$  варьировался на интервале от 0.0 до 0.9 с шагом 0.01.

Для вычисления средней температуры запятненной области была использована система уравнений (5), связывающая амплитуды периодического процесса в полосах  $V$  и  $R$  ( $V_A$  и  $R_A$ ). Рассмотрим процедуру вычисления температуры запятненной области на примере V410 Tau. Для каждого наблюдательного сезона строилась фазовая кривая блеска в полосе  $V$  и  $R$ , затем определялись значения максимального и минимального блеска в этих фотометрических полосах. После этого вычислялись амплитуды периодического процесса  $V_A = V_{min} - V_{max}$  и  $R_A = R_{min} - R_{max}$  и разница этих амплитуд  $V_A - R_A$  для каждого наблюдательного сезона. В итоге, была получена экспериментальная зависимость между  $V_A$  и  $V_A - R_A$  в приближении полинома 2-ой степени (см. рис. 2.8a).

При вычислении теоретических значений  $V_A$  и  $R_A$  в качестве кривых распределения энергии звезды и запятненных областей использовались кривые энергии звезд различных спектральных классов из работы [391]. В частности, для V410 Tau использовалась кривая распределения энергии звезды спектраль-

ного класса  $K3$  ( $T_{ph} = 4700\text{K}$ ), а для запятненных областей - кривые распределения энергии звезд более поздних спектральных классов, таких как  $M0$ ,  $M2$ ,  $M4$  и  $M5$ . Поэтому параметр  $\Delta T$ , характеризующий разницу между температурой фотосферы и температурой запятненной области, принимал только несколько конкретных значений: 800, 1150, 1450 и 1600 К. При вычислении системы уравнений (5) параметры  $G_{min}$  и  $G_{max}$  варьировались на интервале от 0.0 до 0.9 с шагом 0.01. Расчетные кривые  $V_A$ ,  $V_A - R_A$  для трех различных значений  $\Delta T = 1150, 1450$  и  $1600$  К представлены на рис. 2.8б тонкими непрерывными линиями. Экспериментальная зависимость  $V_A$ ,  $V_A - R_A$  для V410 Тау, вычисленная в приближении полинома второй степени, отмечена толстой штриховой линией. Сравнение экспериментальной и теоретической зависимостей между  $V_A$ ,  $V_A - R_A$  показало, что наилучшее согласие достигается при разности температур  $\Delta T = 1450$  К (рис. 2.8б).

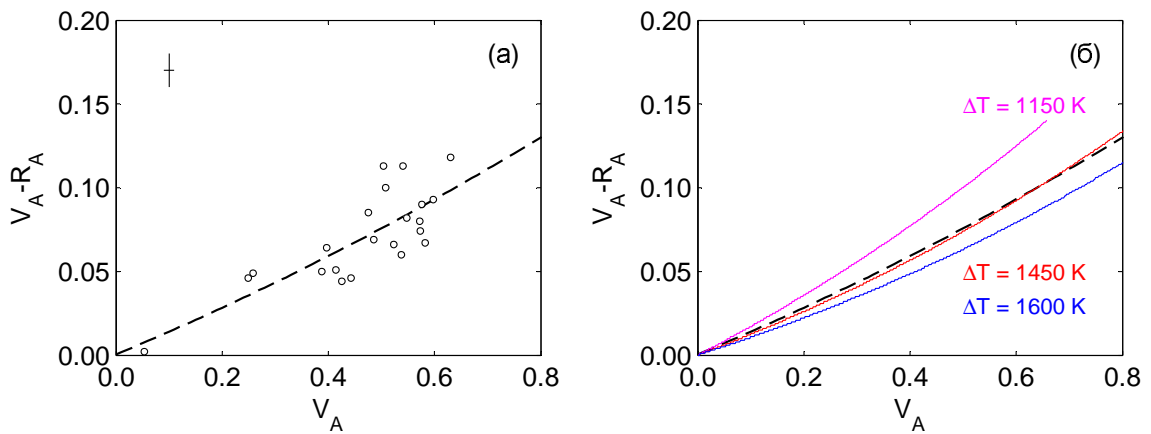


Рис. 2.8. Экспериментальная (а) и теоретическая зависимость (б) между амплитудой периодического процесса  $V_A$  и разницей амплитуд в полосах  $V$  и  $R$  для V410 Тау. Конкретные сезонные значения  $V_A$  и  $V_A - R_A$  представлены незаполненными кружками. Крестик в верхнем левом углу рис. 2.8а – бар ошибок. Экспериментальная зависимость представлена штриховой черной линией. Теоретические зависимости между  $V_A$  и  $V_A - R_A$  отмечены непрерывными линиями и вычислены для значений  $\Delta T = 1150$  (пурпурный), 1450 (красный) и 1600 К (синий).

Наше значение  $\Delta T$  для V410 Тау хорошо согласуется со значениями, полученными другими авторами (см. табл. 2.4). Используя описанную выше методи-

ку, мы определили параметр  $\Delta T$  и для нескольких других запятненных WTTS ([144], [373]).

Таблица 2.4. Оценки параметра  $\Delta T$  для V410 Тау

Сезон	$\Delta T$ , К	Авторы
январь 1986	1310	Bouvier & Bertout, 1989 [32]
1981–1988	1300	Herbst, 1989 [172]
1986–1987	1400	Vrba et al., 1988 [342]
1992–1993	1400	Petrov et al., 1994 [270]
1986–1997	1450	Гранкин, 1999 [374]

Чтобы проследить эволюцию значений  $G_{max}$  и  $G_{min}$  с течением времени были вычислены звездные величины максимума ( $V_{min}$ ) и минимума ( $V_{max}$ ) периодической кривой блеска для каждого наблюдательного сезона отдельно. Затем по этим величинам были определены значения  $\Delta V1 = V_{max} - V_{max}^{abs}$  и  $\Delta V2 = V_{min} - V_{max}^{abs}$ . Значение максимального блеска V410 Тау в полосе  $V$  ( $V_{max}^{abs}$ ) было определено также как и для VY Ari. Сезонные значения  $G_{max}$  и  $G_{min}$  вычислялись с помощью выражений (3) и (4) соответственно. Определенные таким образом верхние сезонные оценки параметров ЗО для V410 Тау приведены в табл. 2.5. Первые 7 столбцов содержат информацию о наблюдательном сезоне, среднем уровне блеска  $\bar{V}$ , амплитуде периодического процесса  $V_A$ , значениях  $\Delta V1$ ,  $\Delta V2$ ,  $G_{min}$  и  $G_{max}$ . Последние два столбца характеризуют степень неоднородности в распределении пятен  $\Delta G = (G_{max} - G_{min}) \times 100\%$  и общую площадь пятен  $S = 0.5 \times (G_{max} + G_{min}) \times 100\%$ .

Из табл. 2.5 видно, что в случае минимальной видимости пятен они могут охватывать от 0.29 до 0.49 видимой поверхности звезды (параметр  $G_{min}$ ), а в случае максимальной видимости пятен – 0.52–0.67 (параметр  $G_{max}$ ). При этом степень неоднородности распределения пятен по звездной поверхности меняется в пределах от 15% до 35%, а общая площадь запятненной поверхности составляет 44–53% от полной поверхности звезды. Усредненные по всем сезонам значения  $G_{min}$ ,  $G_{max}$ ,  $\Delta G$  и  $S$  равны 0.35, 0.63, 28% и 49% соответственно.

Таблица 2.5. Эволюция параметров запятненных областей V410 Tau

Сезон	$\bar{V}$	$V_A$	$\Delta V1$	$\Delta V2$	$G_{min}$	$G_{max}$	$\Delta G, \%$	$S, \%$
1986/87	10.91	0.523	0.444	0.967	0.38	0.66	28	52
1987/88	10.95	0.548	0.451	0.999	0.38	0.67	29	53
1988/89	10.94	0.414	0.498	0.912	0.41	0.64	23	53
1989/90	10.88	0.388	0.455	0.843	0.38	0.61	23	50
1990/91	10.89	0.397	0.500	0.897	0.41	0.63	22	52
1991/92	10.90	0.475	0.458	0.933	0.39	0.65	26	52
1992/93	10.85	0.538	0.376	0.914	0.33	0.64	31	49
1993/94	10.86	0.572	0.374	0.946	0.33	0.65	32	49
1994/95	10.80	0.582	0.329	0.911	0.29	0.64	35	47
1995/96	10.82	0.573	0.346	0.919	0.31	0.64	33	48
1996/97	10.87	0.541	0.405	0.946	0.35	0.65	30	50
1997/98	10.90	0.576	0.405	0.981	0.35	0.67	32	51
1998/99	10.82	0.630	0.345	0.975	0.31	0.66	35	49
1999/00	10.83	0.598	0.319	0.917	0.29	0.64	35	47
2000/01	10.83	0.504	0.377	0.881	0.33	0.62	29	48
2001/02	10.83	0.508	0.419	0.927	0.36	0.64	28	50
2002/03	10.87	0.486	0.394	0.880	0.34	0.62	28	48
2003/04	10.82	0.425	0.342	0.767	0.30	0.57	27	44
2004/05	10.82	0.443	0.361	0.804	0.32	0.59	27	46
2005/06	10.85	0.249	0.493	0.742	0.41	0.56	15	49
2006/07	10.88	0.258	0.465	0.723	0.39	0.55	16	47
2007/08	10.88	0.054	0.620	0.674	0.49	0.52	3	51

Совместный анализ вычисленных параметров ЗО и основных параметров периодической кривой блеска V410 Tau (см. табл. 2.5) привел к следующим результатам:

1. Имеется однозначная зависимость между амплитудой периодического процесса  $V_A$  и степенью неоднородности распределения пятен  $\Delta G$  (коэффициент корреляции  $k = 0.98$ ). При увеличении  $V_A$  от  $0.^m05$  до  $0.^m63$  степень неоднородности распределения пятен растет с 3% до 35% (рис. 2.9а). Напротив, амплитуда периодического процесса не зависит от изменения общей площади пятен  $S$  (рис. 2.9б).

2. В отличие от амплитуды периодического процесса, средний уровень блеска  $\bar{V}$  практически не зависит от степени неоднородности распределения пятен  $\Delta G$  (рис. 2.9в). В тоже время, между средним уровнем блеска и общей площадью пятен  $S$  наблюдается реальная зависимость с коэффициентом корреляции

$k = 0.89$ . При уменьшении  $\bar{V}$  с  $10.^m80$  до  $10.^m95$  общая площадь пятен растет с 47% до 53% (рис. 2.9г).

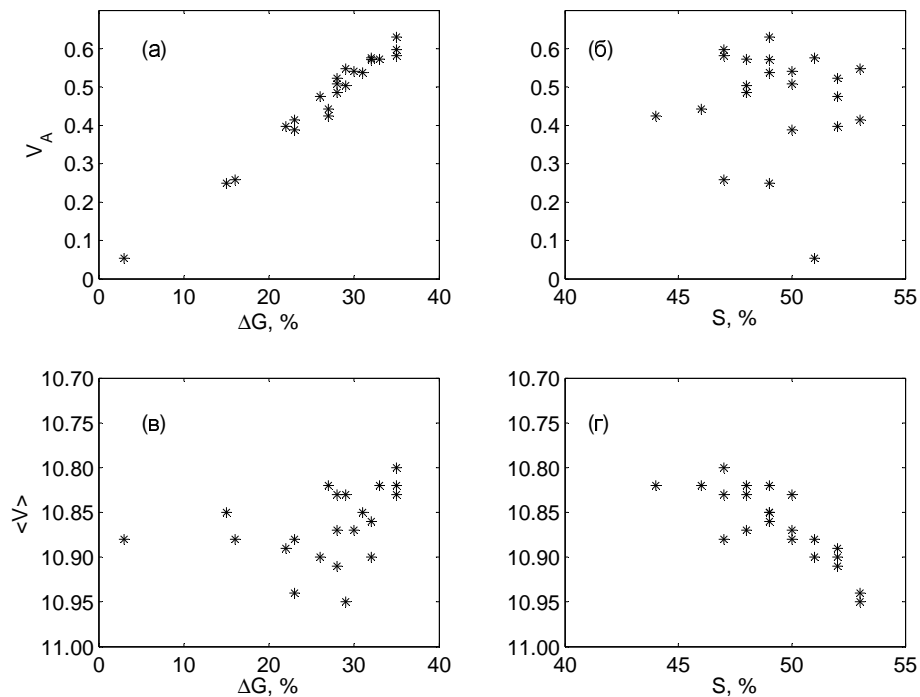


Рис. 2.9. Зависимости между параметрами фазовой кривой блеска (амплитудой и средним уровнем блеска) и параметрами запятненных областей ( $\Delta G$  и  $S$ ) для V410 Tau. Каждый символ соответствует отдельному наблюдательному сезону.

Аналогичные зависимости между вычисленными параметрами ЗО и основными параметрами периодической кривой блеска имеют место и в случае других молодых запятненных звезд, таких как: LkCa 4, V819 Tau, V827 Tau, V830 Tau и V836 Tau ([144], [373]). Таким образом, можно утверждать, что в случае молодых запятненных звезд амплитуда периодического процесса характеризует, в первую очередь, степень неоднородности распределения пятен по звездной поверхности, а изменение среднего уровня блеска зависит, прежде всего, от общей площади ЗО.

Средние значения параметров ЗО шести исследованных звезд и некоторые промежуточные данные, использованные при их вычислении, приведены в таблице 2.6. Из этой таблицы видно, что даже в случае минимальной видимости пятен, ЗО занимают от 30 до 79% видимой звездной поверхности, а средняя

температура ЗО на 750–1450 градусов ниже температуры фотосферы.

Таблица 2.6. Параметры запятненных областей шести WTTS

Звезда	$V_{max}$	$R_{max}$	$V_{max}^{abs}$	$R_{max}^{abs}$	$\overline{\Delta T}$	$\overline{G}_{min}$	$\overline{G}_{max}$	$\overline{\Delta G}$	$\overline{S}$
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
LkCa 4	12.29	10.99	12.08	10.81	1000	0.37	0.67	30	52
V410 Tau	10.56	9.58	10.24	9.30	1450	0.35	0.63	28	49
V819 Tau	13.08	11.57	12.00	10.84	750	0.79	0.87	8	83
V827 Tau	12.25	10.97	11.75	10.57	750	0.62	0.75	13	69
V830 Tau	11.98	10.79	11.79	10.64	900	0.30	0.47	17	39
V836 Tau	13.04	11.70	12.77	11.48	900	0.38	0.68	30	53

Независимое подтверждение для существования протяженных запятненных областей на поверхности LkCa 4 было сделано недавно благодаря анализу спектральных данных высокого разрешения, полученных с помощью Иммерсионного Дифракционного Инфракрасного Спектрографа (IGRINS), установленного на 2.7-м телескопе имени Смита в Обсерватории Макдональд ([144]). Для определения основных физических параметров LkCa 4 был использован метод, предложенный в работе [65]. Этот метод работает только со спектрами высокого разрешения с использованием сетки предвычисленных синтетических звездных спектров Phoenix, которые представлены в высоком спектральном разрешении для широкого диапазона длин волн. Наилучшее согласие между звездным и модельным спектром было получено в предположении, что имеется горячая составляющая (фотосфера) с температурой  $\sim 4100$  К, и прохладная составляющая (запятненная область) с температурой  $\sim 2750$  К, которая покрывает  $\sim 80\%$  видимой звездной поверхности. Следует отметить, что наша двухкомпонентная фотометрическая модель, описанная выше, дает очень близкие результаты: средняя температура фотосферы LkCa 4 равна  $\sim 4040$  К, а средняя температура ЗО  $\sim 3030$  К. При этом, ЗО охватывает от  $\sim 36\%$  до  $\sim 82\%$  видимой поверхности звезды в максимуме и минимуме блеска соответственно ([144]).

Высокий уровень запятненности шести избранных WTTS не является единственной их особенностью. Все эти объекты входят в группу из 7 наиболее ак-



тивных WTTS из нашего списка, чьи свойства будут подробно обсуждаться в следующей главе. Здесь стоит отметить только то, что физические параметры этих наиболее активных WTTS (спектральный класс, светимость, радиус, масса, возраст и период осевого вращения) очень схожи [375]. Помимо этого, они демонстрируют самые стабильные фазовые кривые блеска и самую сильную абсорбционную линию лития ( $EW(\text{Li}) > 0.54 \text{ \AA}$ ) среди WTTS ([377], [376]).

Анализ одновременных спектро-поляризметрических и фотометрических данных показал, что дифференциальное вращение V410 Tau, LkCa 4, V819 Tau и V830 Tau меньше дифференциального вращения Солнца в 7.9, 5.5, 3.3 и 3.1 раза, соответственно (см. [308], [73], [74]). Кроме того, поскольку эти объекты очень молоды (2.6–3.3 млн лет), они полностью конвективны и не имеют лучистого ядра. Таким образом, их активность нельзя объяснить в рамках теории магнитного динамо солнечного типа, когда генерирование магнитного поля происходит в тонком слое между лучистым ядром и внешней конвективной оболочкой. Использование техники томографии Зеемана–Доплера позволило определить силу и геометрию магнитных полей у этих объектов ([308], [73], [74]). Оказалось, что значительная доля энергии магнитного поля у этих звезд сосредоточена в полоидальном компоненте (от 50 до 90%). Этот результат является дополнительным аргументом в пользу того, что молодые и полностью конвективные звезды способны генерировать преимущественно полоидальные поля, тогда как более проэволюционировавшие звезды с лучистыми ядрами могут производить тороидальные и осесимметричные поля. Другими словами, тип динамо–механизма у молодых звезд зависит от их внутренней структуры и может отличаться от динамо–механизма солнечного типа ([300]). Поэтому, активность молодых звезд может отличаться от активности солнечного типа, характерной для более проэволюционировавших звезд. Согласно нашим результатам, наиболее яркими особенностями активности молодых звезд являются: феномен стабильности фазы минимума блеска, и высокая степень запятненности.

## 2.5. Выводы ко второй главе

В результате периодограммного анализа длительных фотометрических наблюдений 42 WTTS и 62 кандидатов в PMS звезды впервые обнаружены периодические изменения блеска у 22 кандидатов в PMS звезды и подтверждены или уточнены периоды для 30 WTTS и 19 кандидатов в PMS звезды. Показано, что периодические изменения блеска, обусловленные явлением вращательной модуляции, демонстрируют 30 WTTS и 39 кандидатов в PMS звезды.

Значения периодов вращения лежат в пределах от 0.5 до 10 сут. Около 83% звезд показывают периоды в пределах от 0.5 до 4.5 сут, и только 17% имеют довольно длинные периоды вращения в диапазоне от 5 до 10 сут.

Максимальные амплитуды периодических изменений блеска заключены в пределах от  $0.^m05$  до  $0.^m3$ , при среднем значении  $\sim 0.^m15$ . Только шесть WTTS показали рекордные амплитуды периодических изменений блеска, достигающие значений  $0.^m4 - 0.^m8$  в полосе  $V$ . Речь идет о LkCa 4 ( $0.^m79$ ), V410 Tau ( $0.^m63$ ), V836 Tau ( $0.^m62$ ), LkCa 7 ( $0.^m58$ ), V827 Tau ( $0.^m51$ ) и V830 Tau ( $0.^m45$ ). Эти шесть звезд демонстрируют феномен стабильности фазы минимума блеска на протяжении 5–20 лет наблюдений. Высказано предположение, что этот феномен связан с уровнем активности и эволюционным статусом таких объектов.

Все запятненные звезды выборки демонстрируют значительные изменения амплитуды и формы фазовых кривых блеска от сезона к сезону. Наиболее симметричная фазовая кривая блеска наблюдается в сезоны с максимальной амплитудой и наоборот. Три объекта (ТАР 26, V830 Tau и V410 Tau) показали в отдельные сезоны по два максимума и два минимума. При этом, амплитуда периодического процесса была минимальной. Такая форма фазовой кривой свидетельствует в пользу существования двух запятненных областей, смещенных на 180 градусов по долготе.

Выявлены различные типы зависимостей между сезонными вариациями амплитуды периодического сигнала и вариациями таких параметров как  $V_{min}$ ,

$V_{max}$  и  $V_{mean}$ . Показано, что фотометрическое поведение части объектов невозможно объяснить в рамках модели с одним высокоширотным пятном.

Обнаружены различия между долговременным фотометрическим поведением WTTS и кандидатов в PMS звезды. Если WTTS демонстрируют периодические изменения со средней частотой от 68 до 100%, то средняя частота появления периодических изменений у кандидатов в PMS звезды не превышает 50%, т.е. периодические изменения обнаруживаются в половине наблюдательных сезонов. Кроме того, кандидаты в PMS звезды не показывают феномен стабильности фазы минимума блеска, за исключением двух объектов. Возможно, что эти различия обусловлены разным возрастом WTTS и кандидатов в PMS звезды.

Использование простой фотометрической модели показало, что амплитуда периодического процесса характеризует степень неоднородности распределения пятен по звездной поверхности, а изменение среднего уровня блеска зависит от общей площади запятненных областей. Сделан важный вывод о том, что в состоянии максимального уровня блеска, группы пятен занимают от 30 до 79% видимой звездной поверхности, а средняя температура этих пятен на 750–1450 градусов ниже температуры фотосферы.

Наиболее активные и молодые WTTS с возрастом около 2–3 млн лет имеют следующие особенности: высокий уровень запятненности, многолетнюю стабильность фазовых кривых блеска, низкую степень дифференциального вращения (в 3–8 раз меньше чем у Солнца) и отсутствие лучистого ядра. Отмечено, что их активность трудно объяснить в рамках теории магнитного динамо солнечного типа, когда генерирование магнитного поля происходит в тонком переходном слое между лучистым ядром и внешней конвективной оболочкой.

## Глава 3

### Физические параметры молодых звезд

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором без соавторов, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 19 и 25 (в списке публикаций по теме диссертации).*

#### 3.1. К вопросу определения физических параметров

Особенности эволюции TTTS в течение первых нескольких миллионов лет определяются наличием сильных магнитных полей ( $\sim 2$  кГ) и присутствием околозвездных дисков. С одной стороны, магнитные поля и внешние глубокие конвективные оболочки протозвезд являются причиной для существования протяженных холодных пятен, горячих факельных полей, избыточной хромосферной и корональной эмиссии, кратковременных вспышек и других проявлений активности солнечного типа, которые чаще всего наблюдаются среди WTTS. С другой стороны, магнитные поля играют ключевую роль в сложных процессах взаимодействия между центральной звездой и окружающим ее диском, которые приводят к перераспределению углового момента системы звезда–диск и к развитию процессов магнитосферной аккреции, которые характерны в основном для CTTS. Современные модели магнитосферной аккреции показывают, что магнитное поле звезды активно воздействует на диск на расстоянии нескольких звездных радиусов от поверхности звезды. Вещество внутреннего диска, ионизованное звездным излучением, движется к звезде вдоль силовых линий магнитного поля со скоростью свободного падения, создавая горячие пятна на звездной поверхности. Некоторая часть ионизованного газа выбрасывается обратно, формируя ветер и джеты (см., например, обзор Петрова [387]).

Явления солнечной активности и процессы магнитосферной аккреции про-

изводят рентгеновскую, УФ, оптическую и ИК- эмиссию, которая изменяет форму непрерывного континуума и вуалирует фотосферные спектральные линии. Некоторые молодые системы, видимые в плоскости протопланетного диска, могут демонстрировать неправильные или квазипериодические ослабления блеска, обусловленные затмениями значительной части звездной поверхности деформированным краем внутреннего диска, как в случае с AA Тау и родственными объектами [2].

Все эти явления и процессы значительно усложняют задачу определения основных физических параметров молодых звезд (таких как светимость, радиус, масса, возраст, темп аккреции и т. п.) и их эволюционного статуса, которые очень важны для проверки моделей эволюции молодых звезд.

Попытки определить физические параметры нескольких десятков TTS в ОЗ Тельца-Возничего были предприняты в целом ряде работ, например [60], [323], [337], [198], [151], [143], [352], [105], [278], [106], [8], [174].

Все эти исследования были выполнены корректно и методично. Тем не менее различия в значениях некоторых физических параметров для одних и тех же звезд являются очень большими в указанных выше работах. Одна из основных причин этих различий заключается в сложности оценки межзвездного поглощения ( $A_V$ ). Хартиган и др. [151] отмечают, что главным источником неопределенности в оценках  $A_V$  является переменность звездного блеска, цвета и степени вуалирования некоторых TTS. В качестве примера они приводят звезду DR Тау, вуалирование которой изменяется между 6.4 и 20, а фотометрическая переменность в полосе V превышает одну звездную величину. Другой пример, это сильно вуалированная звезда DO Тау, у которой избыточный континуум доминирует над фотосферным потоком звезды. Авторы утверждают, что в полосе V вклад вуалирующего континуума достигает 80%. Таким образом, цвет этого объекта будет более синим, по сравнению с цветом такой же звезды без оптического вуалирования. Даже в случае TTS со слабой аккрецией наблюдается значительный разброс в оценках экстинкции. Например, для

слабовуалированной звезды DN Tau, Гульбринг и др. [143] приводят  $A_V \sim 0.2$ , Кенион и Хартманн [198] оценивают  $A_V \sim 0.5$ , а Хартиган и др. [151] получают значение  $A_V \sim 1.1$ .

Инглеби и др. [179] приводят литературные оценки экстинкции для 13 CTTS и отмечают, что значения  $A_V$  для одной и той же звезды различаются значительно у разных авторов. Для половины объектов из этой работы разброс в  $A_V$  достигает  $\pm 0.5$ , что может привести к неопределенности в один порядок при оценке темпа аккреции и некоторых других физических параметров CTTS.

Чтобы минимизировать неопределенности в спектральном классе, экстинкции и вуалировании CTTS, можно применить метод одновременной подгонки всех трех параметров. Недавно такая одновременная подгонка была применена для некоторых CTTS в ОЗ Тельца-Возничего ([99], [239], [174]). Тем не менее разброс в оценках  $A_V$  не только не уменьшился, но даже возрос до  $\pm 0.8$ . Для трех объектов (DF Tau, DO Tau и DG Tau) разброс в оценках  $A_V$  достиг значений  $\pm 1.2$ ,  $\pm 1.6$  и  $\pm 2.7$  соответственно. Херцег и Хилленбранд [174] справедливо заметили, что значительные неопределенности в оценках  $A_V$  и других параметров CTTS заставляют нас относиться с большим скептицизмом к способности использовать основные свойства CTTS для проверки теории образования и эволюции звезд на стадии до главной последовательности.

Тем не менее, существует возможность получить вполне реалистичные оценки  $A_V$  и других параметров TTS, если использовать долговременную однородную многоцветную фотометрию этих объектов. Анализ большого числа оценок блеска в нескольких полосах (например, в U, B, V и R) позволяет с высокой точностью определить значения максимального и минимального блеска, а также установить надежные зависимости между изменением блеска и показателями цвета. В свою очередь, знание этих параметров фотометрического поведения TTS дает возможность с хорошей точностью оценить избытки цвета, которые обусловлены либо процессами аккреции, либо наличием холодных протяженных пятен, либо переменной околосредней экстинкцией. Учет этих

избытков позволяет определить значения блеска и показателей цвета, которые соответствуют собственной фотосфере TTS, а значит, вычислить надежные значения  $A_V$  и других параметров молодых звезд.

## 3.2. Эффективная температура

Выборка, представленная в этой главе, включает 24 CTTS из таблицы 1.1, 30 WTTS из таблицы 1.2 и 60 кандидатов в PMS звезды из таблицы 1.3. Поскольку в таблице 1.1 представлены только те CTTS из нашей базы данных, которые наблюдались не менее четырех сезонов, эта выборка CTTS не является полной. Чтобы увеличить выборку CTTS мы добавили еще восемь объектов для которых у нас имеется фотометрия для 1–3 сезонов. Кроме того, мы нашли в литературе фотометрию еще для трех объектов. Таким образом, нам удалось увеличить выборку CTTS с надежной фотометрией до 35 объектов. Все эти объекты (35 CTTS, 30 WTTS и 60 кандидатов в PMS) принадлежат или находятся в направлении ОЗ Тельца-Возничего. Информация о спектральных классах CTTS была взята в основном из работы [106] и только в нескольких случаях из [99], [259], [140] и [184]. Значения спектральных классов кандидатов в PMS звезды приведены в работе [354]. Спектральные классы WTTS позаимствованы из работы [130].

Значения эффективной температуры были получены с помощью температурной калибровки между спектральным классом и  $T_{eff}$  для звезд главной последовательности из книги Токунага [330]. Перед выбором этой калибровки, автор диссертации проанализировал несколько различных температурных шкал звезд главной последовательности, приведенных в работах [25], [60], [67], [174], [198], [229] и [330]. Общий вид всех этих шкал показан на рис. 3.1, где приведена зависимость спектрального класса от  $T_{eff}$ . Детальное описание температурных калибровок и оценки их внутренних ошибок можно найти в работе [5]. Авторы этой работы показали, что систематические сдвиги между различными темпе-

ратурными шкалами могут достигать 160 – 210 К в спектральном диапазоне G4-G9 и 220 – 260 К для спектральных классов M4–M7. При этом, внутренние ошибки температурных шкал сопоставимы с этими систематическим сдвигами (см. табл. 2 в работе [5]).

Чтобы выбрать наиболее приемлемую калибровку из этих семи температурных шкал, были использованы экспериментальные данные о температурах и спектральных классах 43 карликов спектральных классов G0-M4.5 из работы Торрес и др. [332]. Поскольку эти звезды являются компонентами невзаимодействующих затменных систем, их основные физические параметры известны с точностью не хуже  $\pm 3\%$ . Авторы этой работы отмечают, что значения  $T_{eff}$  для этих звезд имеют типичные ошибки  $\sim 2\%$ .

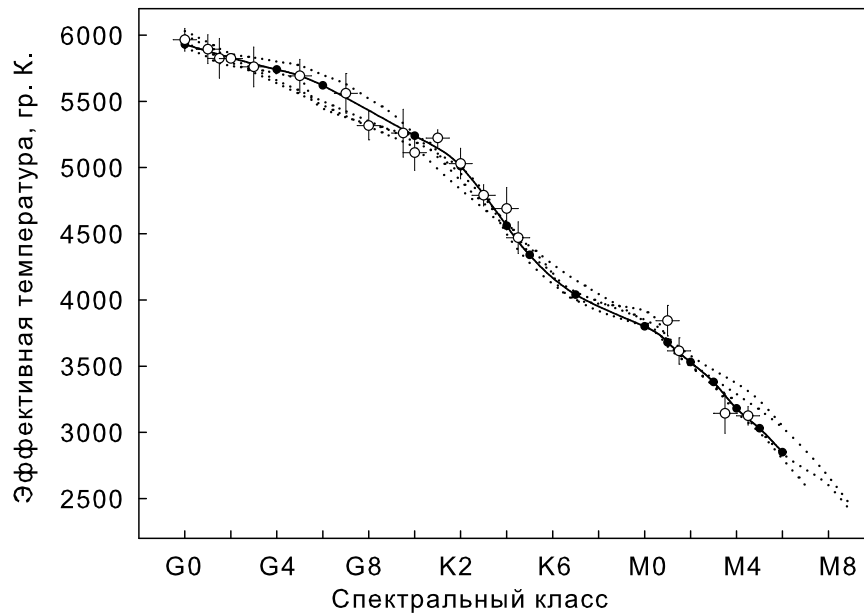


Рис. 3.1. Общий вид температурных шкал. Калибровка из работы Токунага [330] обозначена черными кружками, которые соединены непрерывной линией. Остальные калибровки показаны пунктиром. Белые кружки с барами ошибок – усредненные экспериментальные данные из статьи Торрес и др. [332].

Мы рассортировали эти 43 звезды согласно спектральным классам и вычислили средние значения  $T_{eff}$  для каждого подкласса отдельно. На рис. 3.1 эти средние значения  $T_{eff}$  обозначены белыми кружками. Дальнейший анализ по-



казал, что средние значения  $T_{eff}$ , вычисленные по экспериментальным данным из работы Торрес и др. [332], согласуются с температурной калибровкой Токунага [330] гораздо лучше, чем с другими калибровками. Действительно, разброс средних значений  $T_{eff}$  относительно калибровки Токунага [330] является минимальным, с ошибкой  $\pm 90$  К. На рис. 3.1 калибровка Токунага [330] обозначена черными кружками, которые соединены непрерывной линией. Температурные калибровки, упомянутые выше, представлены в табл. 3.1.

Таблица 3.1. Температурные калибровки

Сп. тип	СК79 <sup>a</sup>	B91 <sup>b</sup>	deJN87 <sup>c</sup>	KN95 <sup>d</sup>	L03 <sup>e</sup>	HN14 <sup>f</sup>	T00 <sup>g</sup>
G0	5902	6000	5943	6030		5930	5930
G1	5834	5917		5945			5876
G2	5768	5833	5794	5860		5690	5830
G3				5830			5786
G4			5636	5800			5740
G5	5662	5583	5554	5770		5430	5687
G6	5445	5500		5700			5620
G7				5630			5535
G8			5309	5520		5180	5438
G9				5410			5337
K0	5236	5167	5152	5250		4870	5240
K1	5105	5083	4989	5080		4790	5145
K2	4955	5000	4808	4900		4710	5010
K3	4775	4750	4688	4730		4543	4801
K4	4581	4500	4539	4590		4377	4560
K5	4395		4406	4350		4210	4340
K6	4198			4205			4166
K7	3999	4000	4150	4060		4020	4040
K8							3954
K9			3936				3883
M0	3917	3800	3837	3850		3900	3800
M1	3681	3650	3664	3720	3705	3720	3680
M2	3499	3500	3524	3580	3560	3560	3530
M3	3357	3350	3404	3470	3415	3410	3380
M4	3228	3150	3289	3370	3270	3190	3180
M5	3119	3000	3170	3240	3125	2980	3030
M6	2958	2800	3034	3050	2990	2860	2850
с.к.о.	$\pm 99$ К	$\pm 111$ К	$\pm 136$ К	$\pm 134$ К	$\pm 140$ К	$\pm 242$ К	$\pm 90$ К

**Примечание.** *a* – Коэн и Кухи [60]; *b* – Бессель, [25]; *c* – Де Ягер и Нойхойзен [67]; *d* – Кенион и Хартманн [198]; *e* – Луман и др. [229]; *f* – Херцег и Хилленбранд [174]; *g* – Токунага [330].

Если использовать температурную калибровку Токунага [330] и принять неопределенность спектральной классификации как  $\pm 1$  подкласс, то соответ-

ствующая неопределенность в  $T_{eff}$  составит:  $\pm 50$  К для звезд G1-G6,  $\pm 100$  К для G7-K1,  $\pm 195$  К для K2-K6,  $\pm 90$  К для K7-M0 и  $\pm 160$  К для M1-M6. В последней строке табл. 3.1 приведено значение среднего квадратичного отклонения, характеризующего разброс между экспериментальными данными из работы Торрес и др. [332] и температурной калибровкой, соответствующей данному столбцу. Курсивом обозначены значения, вычисленные нами методом сплайн-интерполяции.

### 3.3. Экстинкция

Как было отмечено в начале этой главы, СТТС имеют значительные избытки излучения в рентгеновской, УФ, оптической и ИК-области спектра, которые изменяют форму непрерывного континуума и усложняют задачу вычисления межзвездного поглощения  $A_V$ , а значит болометрической светимости  $L_{bol}$  и всех остальных звездных параметров. С одной стороны, показатели цвета  $U - B$  и  $B - V$  становятся более синими у СТТС из-за наличия горячих факельных полей, избыточной хромосферной эмиссии, кратковременных вспышек и горячих пятен, расположенных в основании аккреционных колонок. С другой стороны, показатели цвета становятся несколько краснее из-за присутствия протяженных холодных пятен, переменной околозвездной экстинкции, дополнительного излучения теплого диска, а в некоторых случаях – и из-за частичных затмений поверхности звезды деформированным краем внутреннего диска. Поэтому значения блеска и показатели цвета, соответствующие фотосфере СТТС, определить весьма проблематично (см., например, Петров и Козак [388]). Однако без знания этих величин невозможно оценить реальное значение  $A_V$ . Чтобы проиллюстрировать вышесказанное, мы представили на рис. 3.2 зависимость блеска в полосе  $V$  от показателя цвета  $V - R$  для одной WTTS (V827 Tau) и одной СТТС (DL Tau). Оба объекта имеют один и тот же спектральный класс K7 и  $T_{eff} = 4040$  К. Фотометрические данные обозначены серыми точками. Значение

показателя цвета  $(V - R)_o$  стандартной звезды соответствующего спектрального класса K7 отмечено вертикальной линией.

В случае V827 Tau (рис. 3.2а), основным источником фотометрической переменности блеска и цвета является наличие темных фотосферных пятен. Модельные расчеты показывают, что наблюдаемая зависимость блеска от показателя цвета лучше всего описывается темными пятнами с температурой на 1000 К ниже температуры фотосферы и которые охватывают около 67% полной поверхности звезды. Результаты моделирования представлены штрихпунктирной линией. Детальное описание модельных расчетов можно найти в работе Гранкина [373]. Поскольку в максимуме блеска видимая поверхность V827 Tau меньше всего покрыта пятнами, ее максимальный блеск и соответствующий ему показатель цвета, обозначенные большим белым кружком, больше всего соответствуют реальной фотосфере. Штриховая линия указывает уровень блеска, который соответствует реальной фотосфере звезды, наблюдаемой через поглощающие межзвездные облака ( $V'_{ph}$ ). Именно эти значения и используются для вычисления межзвездного покраснения  $A_V$  (черная стрелка) и определения блеска исправленного за покраснение  $V_{ph}^o$  (черный кружок).

В случае CTTS DL Tau (рис. 3.2б), изменения блеска и цвета обусловлены в первую очередь присутствием горячего пятна в основании аккреционной колонки. По этой причине реальной фотосфере будет соответствовать, в первом приближении, минимальный блеск и соответствующий ему цвет (белый кружок), когда горячее пятно находится на невидимой стороне звезды. Моделирование показало, что наблюдаемая зависимость блеска от показателя цвета лучше всего соответствует горячему пятну с температурой около 10000 К и площадью  $\sim 1.7\%$  от полной поверхности звезды (штрихпунктирная линия). Очевидно, что в случае CTTS для вычисления реалистичных оценок межзвездного поглощения (черная стрелка) следует использовать не максимальный блеск и соответствующий ему цвет (как в случае WTTS), а минимальный блеск и со-

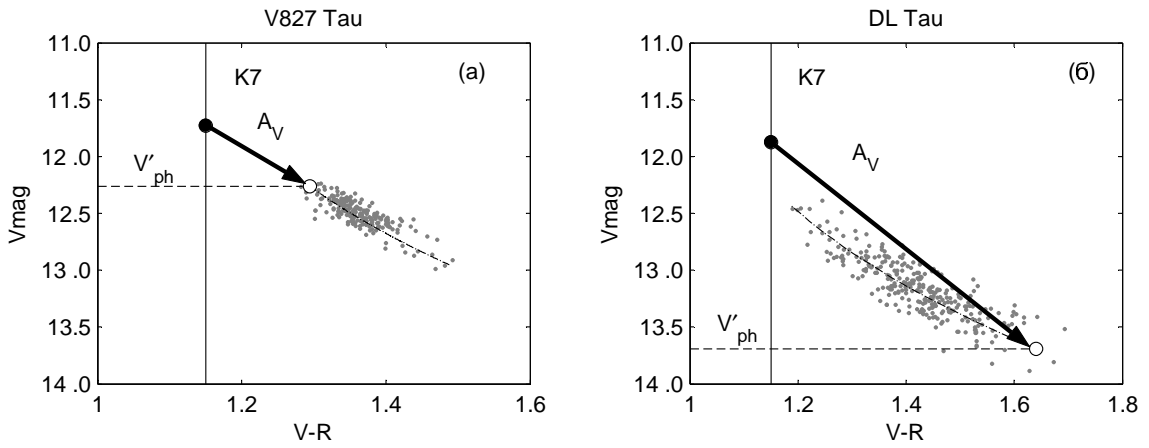


Рис. 3.2. Зависимость блеска от показателя цвета  $V-R$  для WTTS (а) и CTTS (б). Серые точки - фотометрические данные. Непрерывная вертикальная линия - цвет стандартной звезды-карлика K7 без межзвездной экстинкции. Большой белый кружок - предполагаемый блеск  $V'_{ph}$  и цвет  $(V-R)_{ph}$ , которые соответствуют реальной фотосфере звезды. Штриховая горизонтальная линия - уровень яркости  $V'_{ph}$ . Большой черный кружок - блеск и цвет звезды, исправленные за межзвездное покраснение. Черная стрелка - межзвездное покраснение  $A_V$ . Результаты моделирования, наилучшим образом описывающие фотометрическое поведение объектов, представлены штрихпунктирной линией. В случае WTTS V827 Тау, наблюдаемая зависимость блеска от показателя цвета описывается темными пятнами с температурой на 1000 К ниже температуры фотосферы и площадью 67% от полной поверхности звезды. Напротив, в случае CTTS DL Тау, наблюдаемую зависимость можно объяснить присутствием горячего пятна с температурой  $\sim 10000$  К и площадью  $\sim 1.7\%$  от полной поверхности звезды.

ответствующий ему цвет. Однако источником фотометрической переменности CTTS является не только горячее аккреционное пятно, но и переменная околозвездная экстинкция (как в случае AA Тау), темные пятна, горячие факельные поля и некоторые другие процессы и явления (см. выше). Поэтому выбор значения блеска ( $V'_{ph}$ ) и соответствующего ему показателя цвета, которые наиболее точно описывают реальную фотосферу CTTS и которые можно было бы использовать для определения реалистичного значения  $A_V$ , весьма неоднозначен. Ниже представлен следующий алгоритм для определения  $A_V$ .

Чтобы учесть возможный вклад излучения горячего пятна и факельных площадок, мы использовали многолетнюю однородную  $BVR$ -фотометрию из работы Гранкина и др. [133]. Анализ диаграмм цвет-величина показал, что все

CTTS из нашей выборки демонстрируют значительные избытки в синей области (оценки избытка цвета  $E_{U-B}$ ,  $E_{B-V} < 0$ ). На рис. 3.3а представлена зависимость блеска в полосе  $V$  от показателя цвета  $B - V$  для звезды CI Тау, которая демонстрирует признаки заметной аккреции. Значение показателя цвета  $(B - V)_o$  стандартной звезды соответствующего спектрального класса K7 отмечено вертикальной линией. Реальная зависимость блеска от показателя цвета отмечена штрихпунктирной линией. Из рисунка видно, что многие значения блеска и цвета расположены левее вертикальной линии, где значения  $E_{B-V} < 0$ . Очевидно, что эти значения блеска и цвета  $B - V$  обусловлены процессами аккреции и их нельзя использовать для оценки  $A_V$ . Тем не менее, мы можем предположить, что уровень блеска при котором исчезает синий избыток ( $E_{B-V} = 0$ ), соответствует нормальной фотосфере звезды, наблюдаемой сквозь межзвездные облака. Это уровень блеска ( $V'_{ph}$ ) отмечен горизонтальной штриховой линией и белым кружком.

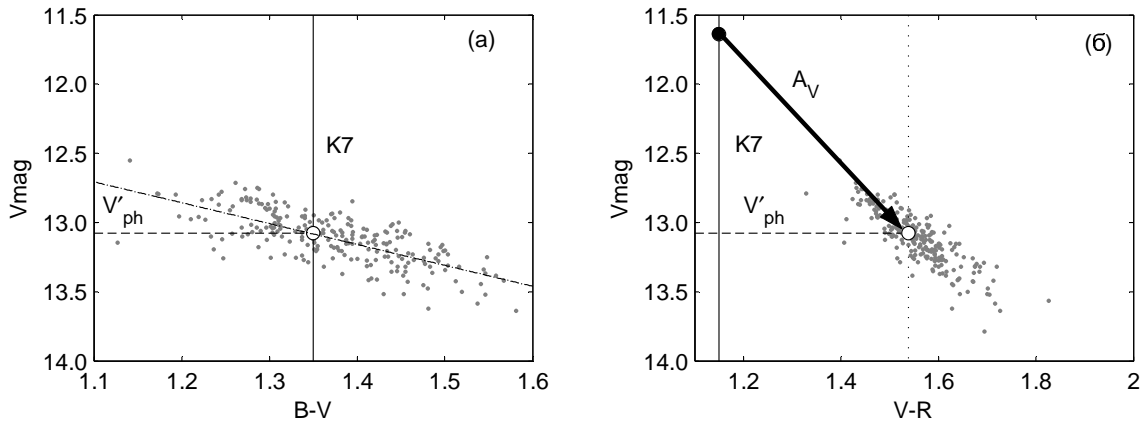


Рис. 3.3. (а) - Зависимость блеска CTTS CI Тау от показателя цвета  $B - V$ . Обозначения те же, что на рис. 3.2. Штрихпунктирная линия – линейное приближение фотометрических данных. Штриховая горизонтальная линия указывает уровень яркости исследуемой CTTS ( $V'_{ph}$ ), для которого избыток цвета  $E_{B-V} = 0$ . (б) - Зависимость блеска CTTS CI Тау от показателя цвета  $V - R$ . Обозначения те же, что на рис. 3.2. Пунктирная вертикальная линия указывает значение цвета  $(V - R)_{ph}$  исследуемой CTTS, которое соответствует величине  $V'_{ph}$ . Большой белый кружок соответствует яркости  $V'_{ph}$  и цвету  $(V - R)_{ph}$ , которые свободны от аккреционного избытка и которые используются для вычисления межзвездной экстинкции  $A_V$  (черная стрелка).

Зная верхний предел фотосферного блеска  $V'_{ph}$  и зависимость между изменением блеска и показателей цвета  $V - R$ , можно оценить избыток цвета  $E_{V-R}$ , который обусловлен только межзвездной экстинкцией (рис. 3.3б). Мы предлагаем использовать в качестве фотосферного показателя цвета  $(V - R)_{ph}$  такое значение, которое соответствует  $V'_{ph}$  (отмечено вертикальной пунктирной линией). Выбранное таким образом значение фотосферного блеска и соответствующего ему цвета  $(V - R)_{ph}$  отмечено белым кружком. Согласно предложенной методике, избыток цвета для CI Тау, обусловленный межзвездной экстинкцией, оценивается как  $E_{V-R} = 0.39$ . Окончательно межзвездная экстинкция вычислялась по хорошо известной формуле  $A_V = 3.7E_{V-R}$  для  $V$  и  $R$  полос фотометрической системы Джонсона [185].

Чтобы проверить надежность наших оценок экстинкции, мы сравнили их со значениями  $A_V$  из работ других авторов. Информация относительно опубликованных значений  $A_V$  была взята из 18 различных статей, ссылки на большинство из которых даны в начале этой главы. На рис. 3.4 мы сравниваем наши значения экстинкции [378] со значениями из нескольких литературных источников, с которыми наблюдается хорошее согласие. Наши значения  $A_V$  согласуются лучше всего с оценками из Коэна и Кухи [60], Стром и др. [323] и Кениона и Хартманна [198]. Эти авторы использовали для измерения экстинкции показатели цвета  $V - R$  или  $V - I$ . В качестве примера, сравнение наших значений  $A_V$  со значениями из работы Стром и др. [323] представлено на рис. 3.4а. Имеет место очень хорошее перекрытие между нашими значениями и результатами этих авторов, со сдвигом  $-0.08^m$  и стандартным отклонением  $0.48^m$ . Несколько хуже согласие с данными из Коэна и Кухи [60] (сдвиг  $-0.01^m$  и стандартное отклонение  $0.57^m$ ) и из Кениона и Хартманна [198] (сдвиг  $-0.06^m$  и стандартное отклонение  $0.57^m$ ).

Различия с оценками экстинкции из работ Ребулл и др. [278] и Фурлана и др. [106], полученными по данным ближней ИК-фотометрии (показатели цвета  $J - H$  или  $J - K$ ), являются более значительными и систематическими. Так,

средний сдвиг и стандартное отклонение наших значений  $A_V$  относительно значений Ребулл и др. [278] составляет  $+1.25^m$  и  $3.75^m$  соответственно. В случае сравнения наших значений  $A_V$  со значениями из работы Фурлана и др. [106] ситуация несколько лучше: средний сдвиг  $+0.59^m$  и стандартное отклонение  $1.08^m$ , см. рис. 3.4б. И в том и в другом случае анализ ближней ИК-фотометрии дает значительно более высокие оценки экстинкции, чем те, которые получаются в оптических длинах волн.

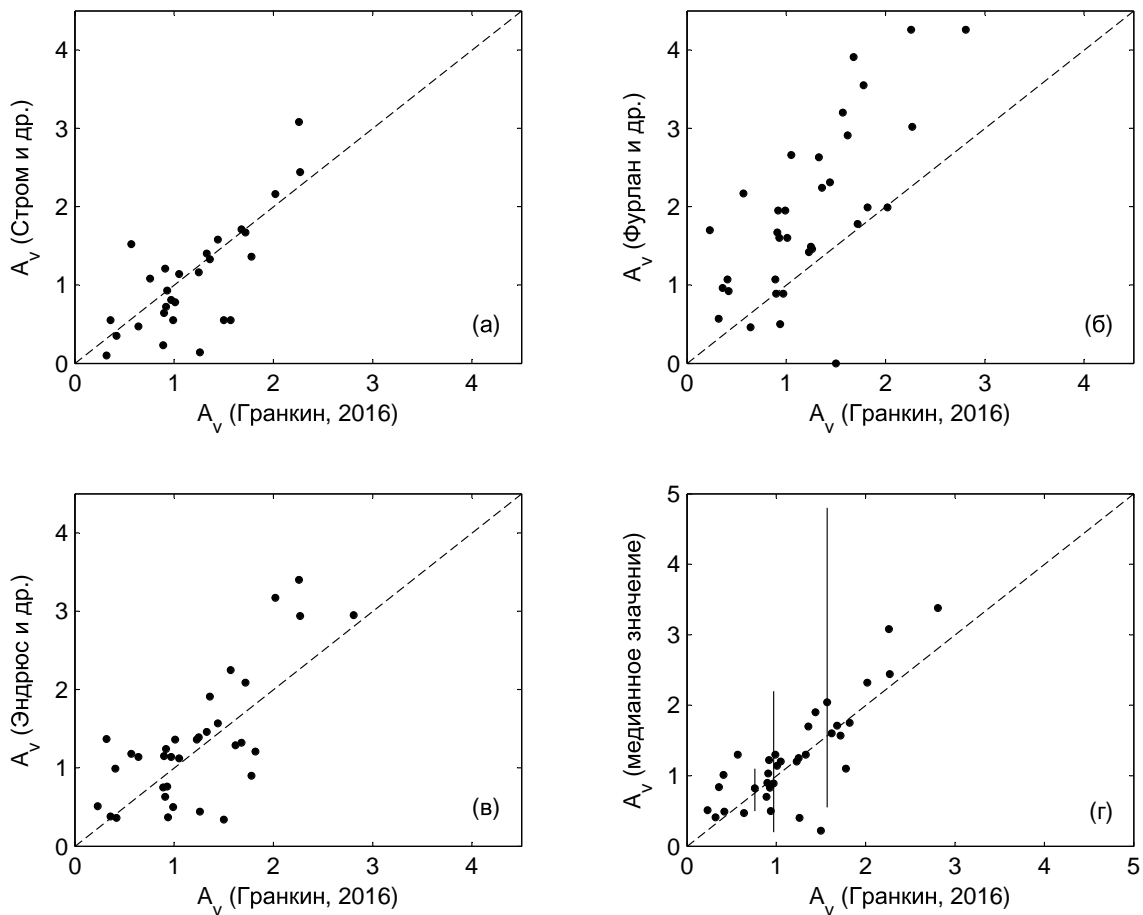


Рис. 3.4. Сравнение значений  $A_V$  из работы Гранкина [378] с аналогичными значениями из работы Стром и др. [323] (а), Фурлан и др. [106] (б), Эндрюс и др. [8] (в) и медианными значениями  $A_V$  (г). Три вертикальных отрезка на последнем графике показывают типичный разброс между максимальным и минимальным значениями  $A_V$  для трех различных объектов: DI Tau ( $\Delta A_V = 0.60^m$ ), DE Tau ( $\Delta A_V = 2.0^m$ ) и RY Tau ( $\Delta A_V = 4.3^m$ ). Несмотря на большие различия между индивидуальными литературными оценками  $A_V$ , медианные значения согласуются с нашими оценками экстинкции очень хорошо, со сдвигом  $+0.08^m$  и стандартным отклонением  $0.18^m$ .

Эндрюс и др. [8] применили метод оценки экстинкции и светимости, основанный на подгонке модельных спектральных шаблонов звездных фотосфер к реальным распределениям энергии в спектрах CTTS. Сравнение наших значений  $A_V$  со значениями из работы этих авторов представлено на рис. 3.4в. Согласие с нашими данными хорошее, со сдвигом  $+0.17^m$  и стандартным отклонением  $0.31^m$ . К сожалению, сравнение с другими работами показало, что различия в оценках  $A_V$  очень значительные. Так, анализ 12 работ показал, что максимальное и минимальное значение  $A_V$  для CW Тау различаются на  $5.1^m$  (от 1.8 до 6.9), для DG Тау, RY Тау, DO Тау и DD Тау различия достигают 4.4, 4.3, 4.2 и  $3.9^m$  соответственно. Для большинства остальных объектов из нашей выборки различия между максимальным и минимальным значениями  $A_V$  близки к  $2^m$ . Учитывая это обстоятельство, мы собрали все независимые определения  $A_V$  из литературы для наших объектов и вычислили медианные значения экстинкции. На рис. 3.4г представлено сравнение наших оценок экстинкции с этими медианными значениями  $A_V$ . В качестве примера, вертикальные отрезки показывают типичный разброс между максимальным и минимальными значениями  $A_V$  для трех объектов: DI Тау ( $\Delta A_V = 0.60^m$ ), DE Тау ( $\Delta A_V = 2.0^m$ ) и RY Тау ( $\Delta A_V = 4.3^m$ ). Несмотря на большие различия между индивидуальными литературными оценками  $A_V$ , медианные значения согласуются с нашими оценками экстинкции очень хорошо, со сдвигом  $+0.08^m$  и стандартным отклонением  $0.18^m$ . Таким образом, наша методика обеспечивает хороший способ для оценки надежных значений межзвездной экстинкции.

### 3.4. Светимость и радиус

Болометрическая светимость ( $L_{bol}$ ) была вычислена с использованием известной формулы:  $\log(L_*/L_\odot) = -0.4(V_{max} - A_V + BC + 5 - 5 \log r - 4.72)$ , где BC - болометрическая поправка из работы [152],  $r$  - среднее расстояние до ОЗ Тельца – Возничего (140 пс). В статье [375] обсуждались различные источ-



ники ошибок в оценках  $L_{bol}$ . Отметим только то, что наиболее существенные ошибки могут быть вызваны возможным присутствием вторичного компонента и неопределенностью принятого расстояния до ОЗ Тельца-Возничего.

В настоящее время известно около 70 кратных систем в ОЗ Тельца-Возничего [150]. В нашей выборке, состоящей из 35 СТТС и 28 WTTS, тринадцать СТТС и двенадцать WTTS являются компонентами двойных или кратных систем. Для большинства двойных систем отношение масс вторичного и первичного компонентов ( $M_s/M_p$ ) меньше 0.7. Это значит, что вторичный компонент имеет более поздний спектральный класс, а значит, меньшую  $T_{eff}$  и меньшую  $L_{bol}$ . Другими словами, разность блеска компонентов для них велика и суммарная светимость почти не изменится. Только для восьми двойных систем из нашей выборки отношение  $M_s/M_p > 0.81$ . Для этих объектов мы можем переоценивать  $L_{bol}$  в худшем случае в два раза, если предположить, что яркость компонентов у них почти одинаковая. Речь идет только о DD Тау, DF Тау, DK Тау, GG Тау, UX Тау, LkCa 3, LkCa 16 и V826 Тау.

Другая серьезная проблема может быть связана с неопределенностью в расстоянии. Согласно нескольким точным индивидуальным тригонометрическим параллаксам (ошибка порядка 0.4%), полученным в результате измерений VLBI ([224], [335], [333]), среднее расстояние до ОЗ Тельца-Возничего составляет  $d_{VLBI} = 140.6 \pm 13.6$  пс. Это значение находится в хорошем согласии с данными из астрометрического каталога GAIA DR2 [112]. Так, среднее расстояние до ОЗ Тельца-Возничего, вычисленное по индивидуальным параллаксам каталога GAIA DR2 для 57 TTS из нашей выборки, составило  $d_{GAIA} = 139.6 \pm 13.6$  пс. Таким образом, неопределенность расстояния  $\pm 14$  пс может привести к ошибке в  $\log L_{bol}$  порядка  $\pm 0.09$  dex только в том случае, когда мы имеем дело с СТТС и WTTS, так как их принадлежность ОЗ Тельца-Возничего не подвергается сомнениям. Более сложная ситуация имеет место в случае 62 кандидатов в PMS звезды из таблицы 1.3. Поскольку эволюционный статус этих объектов был до конца не ясен и активно обсуждался, их принадлежность к

ОЗ Тельца-Возничего еще не была доказана. В момент написания этой работы, из каталога Hipparcos были известны достаточно надежные параллаксы только для двух объектов: W96-06 и W96-50. Так, согласно данным спутника Hipparcos, расстояние до W96-06 (RXJ0406.7+2018) составляет 156 пс, а до W96-50 (RXJ0441.8+2658) только 115 пс. Это означает, что, в зависимости от принятого расстояния (140 или 156 пс в первом случае, и 140 или 115 пс во втором), относительная ошибка в определении  $L_{bol}$  может достигать нескольких десятков процентов. Неопределенность в расстоянии до наших кандидатов в PMS звезды может приводить к ошибке в  $\log L_{bol}$  порядка  $\pm 0.17$  dex.

Чтобы выявить объекты с заведомо заниженными значениями  $L_{bol}$ , мы использовали диаграмму  $T_{eff} - L_{bol}$ , которая представлена на рис. 3.5. Около 190 объектов из работы Торрес и др. [332] отмечены черными точками. Поскольку светимости этих 190 звезд известны с высокой точностью (не хуже  $\pm 0.05$  dex), мы сравнили их положение на диаграмме с положением WTTS из таблицы 1.2 (серые заполненные кружки) и положением кандидатов в PMS звезды из таблицы 1.3 (черные заполненные кружки). Большинство звезд из нашей выборки занимают ту же самую область на диаграмме, что и звезды из списка Торреса и др. [332]. Однако имеется шесть кандидатов в PMS звезды, которые расположены несколько ниже нижней огибающей основной зависимости. Мы обозначили их черными треугольниками (W96-19, W96-38, W96-49, W96-51, W96-61, W96-65). Скорее всего, эти объекты расположены заметно дальше 140 пс, поэтому оценки  $L_{bol}$  для них занижены. Следует отметить, забегая вперед, что это наше заключение было подтверждено спустя пять лет, сразу после опубликования каталога GAIA DR2. Согласно этому каталогу, все эти шесть объектов оказались на значительно более далеких расстояниях (от 312 до 680 пс), чем среднее расстояние до ОЗ Тельца-Возничего (140 пс).

Звездные радиусы были определены несколькими способами. Во-первых, мы оценили болометрические радиусы ( $R_{bol}$ ) с использованием значений  $T_{eff}$  и

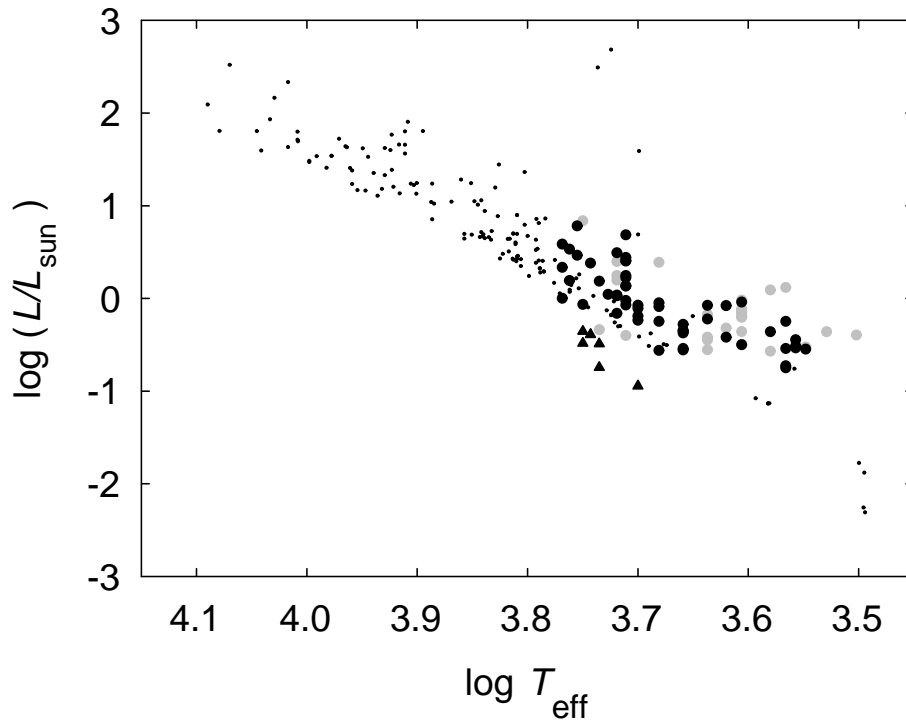


Рис. 3.5. Диаграмма эффективная температура - светимость. 190 объектов из работы Торрес и др. [332] отмечены черными точками. Серые и черные кружки это WTTS из таблицы 1.2, и кандидаты в PMS звезды из таблицы 1.3 соответственно. Объекты с заниженными значениями светимости обозначены черными треугольниками.

$L_{bol}$ . Во-вторых, мы использовали соотношение, приведенное в работе Кервелла и Фуке [200]. Эти авторы собрали существующие интерференционные наблюдения и широкополосную фотометрию ближайших карликов и субгигантов и получили эмпирическую зависимость между угловыми диаметрами и видимыми показателями цвета этих звезд. В частности, они показали, что угловой диаметр может быть вычислен с точностью не хуже 5%. Мы оценили звездные радиусы ( $R_{KF}$ ), используя калибровку Кервелла-Фуке, предполагая, что среднее расстояние до ОЗ Тельца-Возничего равно 140 пс. Значения  $R_{bol}$  в зависимости от  $R_{KF}$ , вычисленные для СТТС, представлены на рис. 3.6. Оценки радиусов СТТС находятся в хорошем согласии со средним отношением  $\langle R_{KF}/R_{bol} \rangle = 0.964 \pm 0.017$ .

Аналогичные оценки радиусов  $R_{bol}$  и  $R_{KF}$  были сделаны для WTTS и кандидатов в PMS звезды. Как и в случае с СТТС, эти оценки радиусов находятся в хорошем согласии с отношением  $\langle R_{KF}/R_{bol} \rangle = 1.004 \pm 0.012$  (см. рис. 3.7).

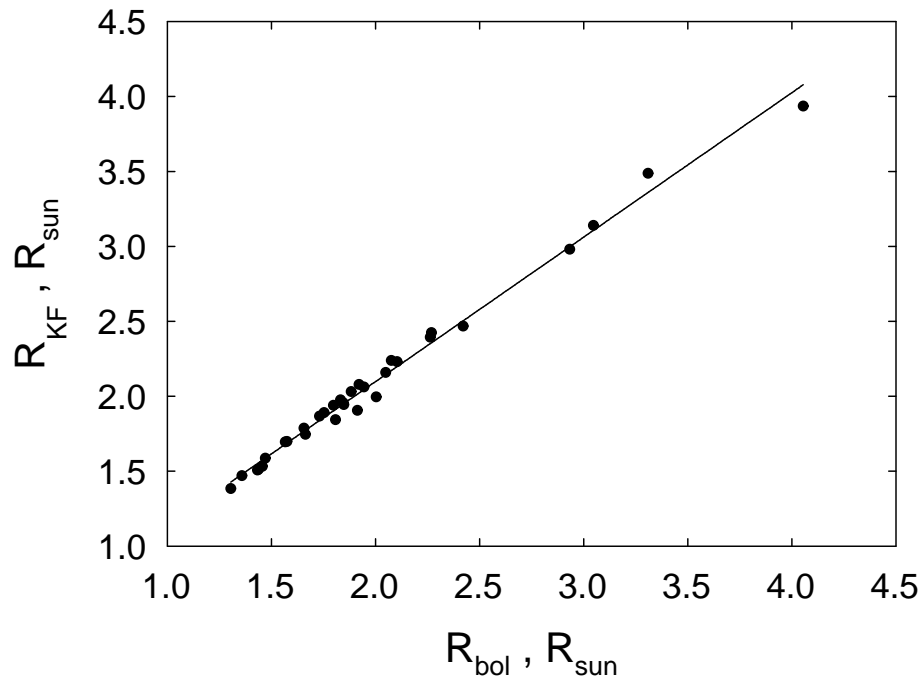


Рис. 3.6. Сравнение звездных радиусов  $R_{bol}$ , полученных с использованием  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$ , с радиусами  $R_{KF}$ , вычисленными из соотношения Кервелла-Фуке. Оценки радиусов CTTS находятся в хорошем согласии со средним отношением  $\langle R_{KF}/R_{bol} \rangle = 0.964 \pm 0.017$

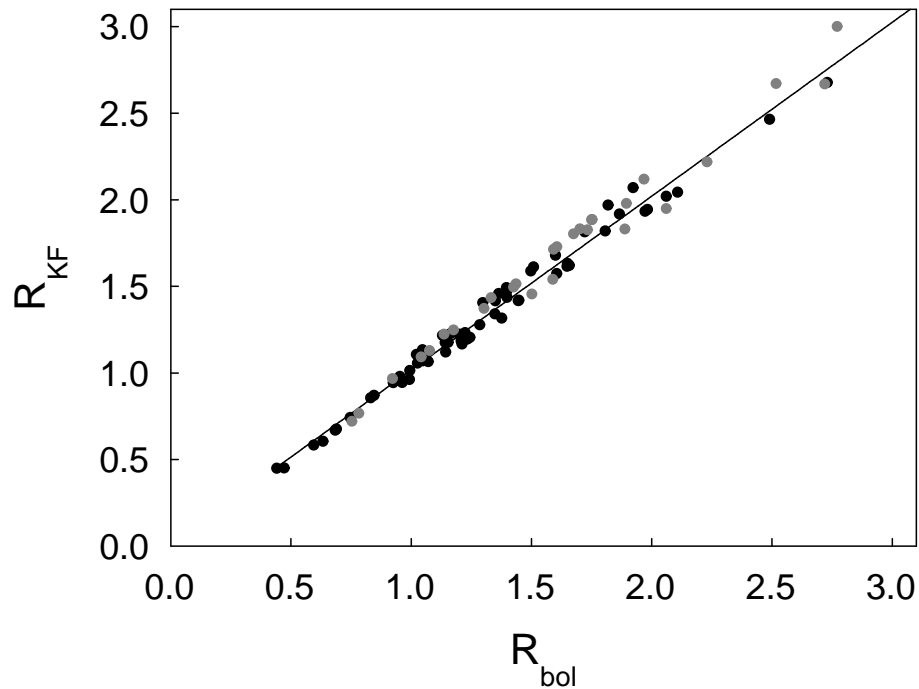


Рис. 3.7. Сравнение звездных радиусов  $R_{bol}$ , полученных с использованием  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$ , с радиусами  $R_{KF}$ , вычисленными из соотношения Кервелла-Фуке. Оценки радиусов WTTS (серые кружки) и кандидатов в PMS звезды (черные кружки) находятся в хорошем согласии со средним отношением  $\langle R_{KF}/R_{bol} \rangle = 1.004 \pm 0.012$

Поскольку среди WTTS и кандидатов в PMS звезды есть значительное число объектов с известными периодами вращения (см. таблицы 2.1 и 2.2), имеется еще одна возможность для независимой оценки звездных радиусов без использования данных о расстоянии,  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$ . Для звезд с измеренными значениями  $v \sin i$  и известными периодами вращения  $P_{rot}$  мы можем вычислить произведение радиуса звезды на  $\sin i$  как  $R \sin i = (P_{rot} \times v \sin i) / 2\pi$ . На рис. 3.8a сравниваются  $R_{bol}$  с  $R \sin i$ . Поскольку  $\sin i \leq 1$ , то должно выполняться соотношение:  $R \sin i \leq R_{bol}$ . Непрерывная линия соответствует условию  $R \sin i = R_{bol}$ . Из рисунка видно, что это условие выполняется для большинства звезд, за исключением двух кандидатов в PMS звезды (W96-52 и W96-55) и двух WTTS (V410 Tau и V836 Tau). Они располагаются значительно выше непрерывной линии и обозначены черными и серыми квадратами соответственно. Поскольку значения  $R \sin i$  известны с большей надежностью, чем значения  $R_{bol}$ , необходимо признать, что оценки  $R_{bol}$  для этих четырех звезд сильно занижены. Имеются две возможные причины для этого: либо расстояния до этих объектов больше 140 пс, либо значения  $V_{max}$ , используемые при вычислении  $R_{bol}$ , занижены. Если предположить, что эти звезды видны с экватора, то есть  $\sin i = 1$ , то минимально-допустимое расстояние до этих объектов не может быть меньше 225, 161, 165, и 168 пс соответственно. На рис. 3.8a стрелками отмечены ожидаемые положения этих звезд соответствующие минимально-допустимым расстояниям. Наше предположение блестяще подтвердилось для трех объектов через несколько лет, сразу после опубликования каталога GAIA. Так, по данным этого каталога, расстояние до W96-52, W96-55 и V836 Tau составляет 260.4, 184.8 и 169.5 пс соответственно. Согласно нашей методике, расстояния до этих объектов оценивались как  $\geq 225$ ,  $\geq 161$  и  $\geq 168$  пс соответственно [375].

Заниженное значение болометрического радиуса  $R_{bol}$  в случае V410 Tau нельзя объяснить значительно большим расстоянием, так как оно известно с хорошей точностью и не превышает  $137 \pm 17$  пс [24]. В таком случае, несоот-

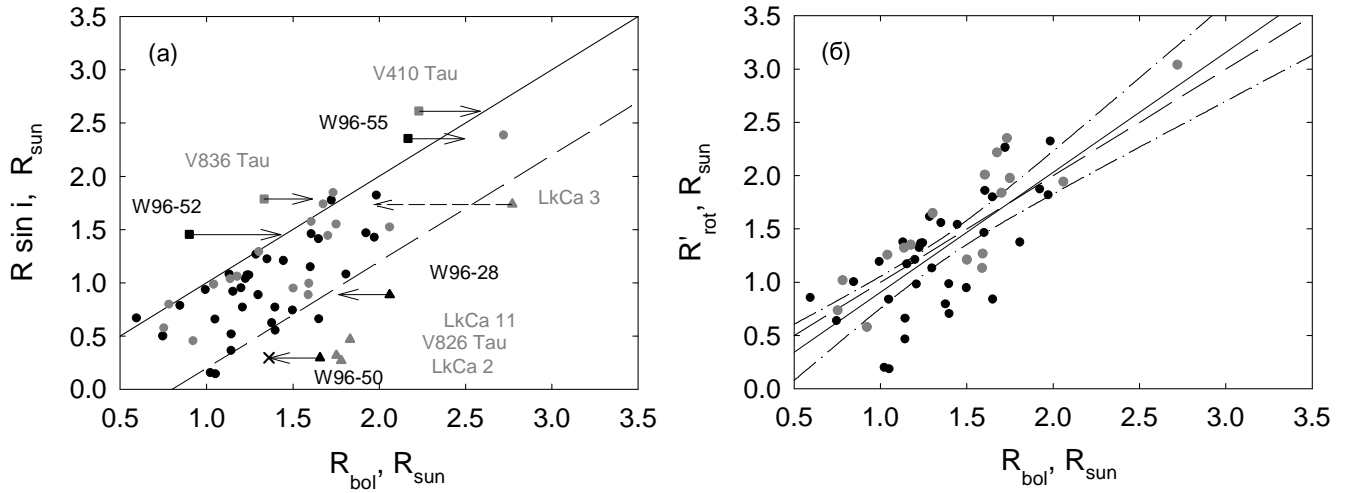


Рис. 3.8. Сравнение звездных радиусов  $R_{bol}$ , полученных с использованием  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$ , с оценкой  $R \sin i$  (а) и с оценкой  $R'_{rot}$  (б). Непрерывная линия соответствует условию  $R_{bol} = R \sin i$ . Штриховая линия – нижняя огибающая для WTTS, надежных членов ОЗ Тельца-Возничего. Серые и черные кружки - это WTTS и кандидаты в PMS звезды соответственно. Объекты с заниженными и с завышенными значениями  $R_{bol}$  обозначены квадратами и треугольниками соответственно. Косой крест – положение W96-50 для расстояния 115 пс. Горизонтальные стрелки – ожидаемые положения звезд (подробности в тексте).

ветствие между  $R_{bol}$  и  $R \sin i$  предполагает, что значение  $V_{max}$ , используемое при вычислении  $R_{bol}$ , является заниженным. Это может быть следствием того, что даже в самом ярком своем состоянии звезда имеет много пятен, которые покрывают до 30% ее видимой поверхности (см. главу 2 и таблицы 2.5 и 2.6). Другими словами, истинная “незапятненная” звездная величина этой звезды может быть ярче того значения ( $V_{max} = 10.^m57$ ), которое мы непосредственно определяем из наблюдений. В частности, автор диссертации оценил абсолютную незапятненную величину V410 Тау, которая оказалась на  $0.^m33$  ярче, чем зарегистрированная  $V_{max}$  [374]. В этом случае  $R_{bol} \simeq 2.6R_{\odot}$ , что соответствует значению  $R \sin i$  при среднем расстоянии 140 пс.

Имеется шесть других звезд для которых  $R_{bol}$  заметно больше, чем  $R \sin i$ . Они расположены значительно правее штриховой линии и обозначены черными (W96-28, W96-50) и серыми (LkCa 2, LkCa 3, LkCa 11 и V826 Тау) треугольниками. Штриховая линия является нижней огибающей для всех WTTS, которые

принадлежат ОЗ Тельца-Возничего. Вполне возможно, что оценки  $L_{bol}$  и  $R_{bol}$  завышены для этих объектов из-за переоценки расстояния или по причине присутствия неразрешенных компонентов. Согласно данным спутника Hipparcos, расстояние до звезды W96-50 составляет  $115 \pm 18$  пс. Если мы оценим  $R_{bol}$  для этого расстояния, то звезда сместится на графике влево, ближе к основной группе звезд (косой крест). Непрерывными стрелками отмечены ожидаемые положения W96-28 и W96-50 при уменьшении расстояния на 25 пс. Не исключено, что LkCa 2 и LkCa 11 также находятся на более близком расстоянии. С другой стороны, Келер и Лейнерт [206] сообщают, что W96-28 состоит из четырех компонентов. Аналогично, V826 Тау является двойной системой с одинаковыми по массе компонентами, а LkCa 3 относится к кратным системам. Поэтому величина  $R_{bol}$  у этих объектов может быть завышена из-за игнорирования вклада одного или нескольких достаточно ярких компонентов. В худшем случае, мы можем переоценивать светимость главного компонента в кратной системе в два раза. Штриховой стрелкой отмечено ожидаемое положение для LkCa 3 при уменьшении светимости основного компонента в два раза.

Есть еще один способ оценки точности значений звездных радиусов запятанных звезд. Для случайно ориентированной выборки звезд среднее значение угла наклона оси вращения  $\langle \sin i \rangle = \pi/4$ , и можно оценить радиус звезды как  $R'_{rot} = R \sin i / \langle \sin i \rangle = (2P_{rot} \times v \sin i) / \pi^2$ . На рис. 3.8б сопоставляются значения  $R_{bol}$  и  $R'_{rot}$ . Непрерывная линия показывает линейное приближение данных со средним отношением  $\langle R'_{rot} / R_{bol} \rangle = 1.125 \pm 0.096$ . Штрихпунктирные линии показывают 95% доверительную область для этой линейной зависимости. Штриховая линия соответствует условию  $R \sin i = R_{bol}$ . Мы исключили из анализа 16 звезд с ненадежными оценками  $L_{bol}$  и  $R_{bol}$ , которые обсуждались подробно выше. Из рисунка видно, что регрессионная зависимость проходит немного круче штриховой линии, которая соответствует условию  $R'_{rot} = R_{bol}$ . Это различие в наклонах может быть обусловлено систематической недооценкой  $R'_{rot}$  для звезд с небольшим углом наклона, когда  $\sin i \ll \pi/4$ .

Чтобы выявить звезды с заниженными значениями  $R'_{rot}$ , мы использовали диаграмму  $T_{eff} - R'_{rot}$  (см. рис. 3.9). Приблизительно 190 объектов из работы Торреса и др. [332] отмечены черными точками. Поскольку радиусы этих объектов известны с высокой точностью (не хуже  $\pm 3\%$ ), мы сравнили их положение на диаграмме с положением звезд из нашей выборки. Большая часть наших объектов занимает ту же самую область на диаграмме, что и звезды из списка Торреса и др. [332]. Они обозначены черными и серыми кружками. Однако имеется восемь кандидатов в PMS звезды и две WTTS, которые расположены заметно ниже основной зависимости (W96-06, W96-30, W96-31, W96-46, W96-58, W96-62, W96-70, W96-76, TAP 40 и TAP 49). Мы отметили их черными и серыми треугольниками. Эти звезды имеют небольшой угол наклона оси вращения к лучу зрения (от 8 до  $30^\circ$ ), поэтому оценки  $R'_{rot}$  для них явно занижены. Вполне возможно, что для некоторых из этих объектов заниженные оценки  $R'_{rot}$  могут быть следствием ошибок в определении периодов вращения.

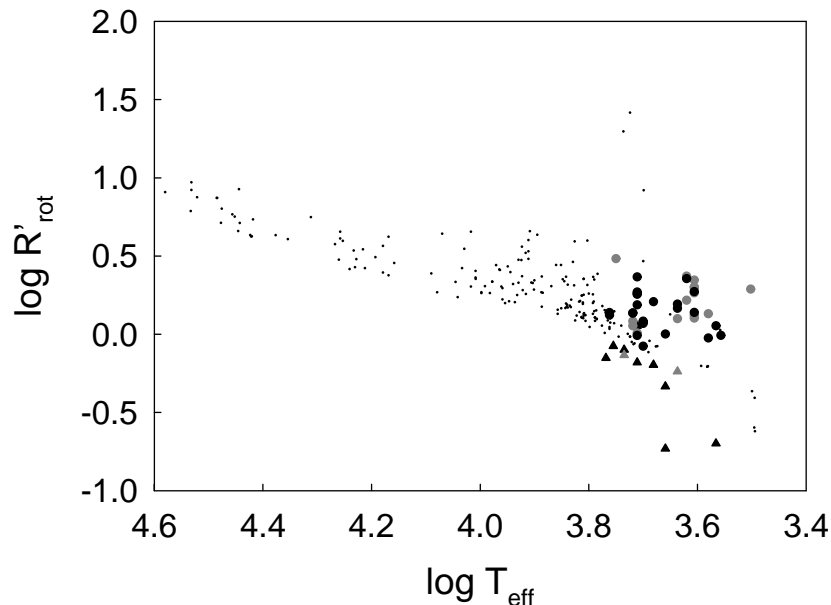


Рис. 3.9. Диаграмма  $T_{eff} - R'_{rot}$ . Около 190 объектов из работы Торреса и др. [332] отмечены черными точками. Все кандидаты в PMS звезды обозначены черным цветом, а WTTS – серым. Звезды с надежными значениями  $R'_{rot}$  обозначены кружками, а объекты с заниженными значениями  $R'_{rot}$  – треугольниками.



Таким образом, мы смогли выделить среди кандидатов в PMS звезды 24 объекта с надежными оценками  $R'_{rot}$  и с известными периодами вращения. Заметим, что эти оценки совершенно не зависят от расстояния. Поэтому мы попытались оценить среднее расстояние до этих 24 звезд, используя оценки  $R'_{rot}$ . Сначала мы вычислили светимость этих звезд, с помощью значений  $R'_{rot}$ ,  $T_{eff}$  и закона Стефана-Больцмана. Затем, мы оценили расстояние до каждой звезды, на основе данные о  $V_{max}$  и  $A_V$ . Наконец, мы вычислили среднее расстояние до этих 24 звезд, используя оценки индивидуальных расстояний. Оказалось, что среднее расстояние до этих звезд составляет  $143 \pm 26$  пс, и находится в очень хорошем согласии с принятым расстоянием до ОЗ Тельца – Возничего. Следовательно, можно утверждать, что использование расстояния  $r = 140$  пс является вполне обоснованным при вычислении основных физических параметров кандидатов в PMS звезды из таблицы 1.3.

### 3.5. Масса и возраст

Чтобы определить массу и возраст звезд нашей выборки, мы использовали сетку эволюционных треков из работы Сисс и др. [307], рассчитанную для PMS звезд, которые находятся на стадии до главной последовательности. Диаграмма Герцшпрунга-Рессела (ГР) для 35 CTTS представлена на рис. 3.10а. Для сравнения, на рис. 3.10б показана диаграмма ГР для 30 WTTS. Шесть WTTS с ненадежными значениями  $L_{bol}$  (LkCa 2, LkCa 3, LkCa 11, V410 Tau, V826 Tau и V836 Tau) отмечены серыми квадратами (см. предыдущий раздел).

Неточности оценок массы и возраста обусловлены неопределенностью значений  $T_{eff}$  и  $L_{bol}$ , принятых в этой работе, и зависят от положения объекта на диаграмме ГР. Для звезд, расположенных на конвективных треках, ошибка в определении массы составляет  $\pm 0.1 M_{\odot}$ , а для объектов на радиативных треках  $\pm 0.2 M_{\odot}$ . Относительная ошибка в определении возраста порядка  $\pm 1 - 4$  млн лет. Непрерывные линии – эволюционные треки, вычисленные с  $Y=0.277$  и

$Z=0.02$ , для звезд с массами 0.2, 0.25, 0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7, 0.8, 0.9, 1.0, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.5, 1.6, 1.7, 1.8, 1.9, 2.0, 2.5 и  $2.7 M_{\odot}$ . Штриховые линии – изохронны для возрастов  $10^6$ ,  $10^7$  и  $10^8$  лет.

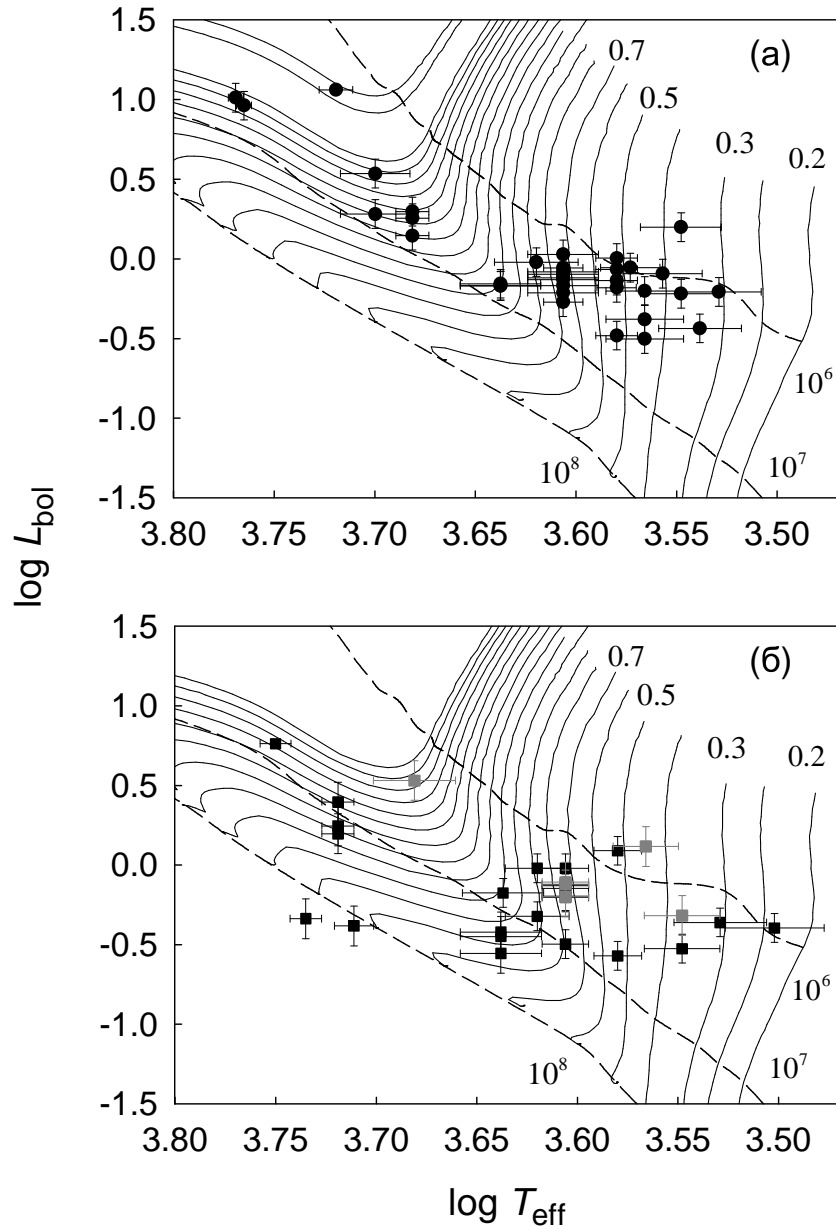


Рис. 3.10. Диаграмма ГР для 35 СТТС (а) и 30 WTTS (б). Черные кружки – СТТС, черные квадраты – WTTS и серые квадраты – шесть WTTS с ненадежными значениями  $L_{bol}$ . Величины ошибок показывают неопределенность в  $\pm 1\sigma$  для  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$ . Непрерывные линии – эволюционные треки, вычисленные с  $Y = 0.277$  и  $Z = 0.02$ , для звезд с массами 0.2, 0.25, 0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7, 0.8, 0.9, 1.0, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.5, 1.6, 1.7, 1.8, 1.9, 2.0, 2.5 и  $2.7 M_{\odot}$ . Штриховые линии – изохронны для возрастов  $10^6$ ,  $10^7$  и  $10^8$  лет.

Из рис. 3.10 видно, что большинство CTTS и WTTS занимают одну и ту же область диаграммы ГР, которая соответствует возрастам от 1 до 10 млн лет и диапазону масс от 0.3 до 1.1  $M_{\odot}$ . Только 3 WTTS и 7 CTTS находятся на эволюционных треках, соответствующих более массивным PMS с массами от 1.4 до 2.0  $M_{\odot}$ . Следует отметить, что сама звезда Т Тау – прототип TTS, является наиболее массивной среди нашей группы TTS, поскольку находится на самом верху диаграммы ГР, между треками, которые соответствуют PMS с массами 2.5 и 2.7  $M_{\odot}$ .

Среди подгруппы WTTS имеется пять объектов с возрастом 10–30 млн лет (LkCa 19, TAP 9, TAP 26, TAP 35 и TAP 40) и два объекта с возрастом порядка 100 млн лет (TAP 4 и TAP 49). Их эволюционный статус будет обсуждаться позднее.

На рис. 3.11 представлена диаграмма ГР для 60 кандидатов в PMS звезды. Эти объекты имеют массы в диапазоне от 0.4  $M_{\odot}$  до 2.2  $M_{\odot}$  и возраст от 1.5 до 100 млн лет. Звезды с возрастом от 1 до 10 млн лет обозначены кружками (21 из 60), звезды с возрастом от 11 до 100 млн лет отмечены квадратами (29 из 60). Десять объектов с ненадежными значениями  $L_{bol}$  обозначены треугольниками. Шесть из них лежат на диаграмме ГР ниже главной последовательности. Их оптические спектры показывают линию  $H_{\alpha}$  в поглощении, и они являются карликами спектральных классов G6–G8. Выше отмечалось, что они должны быть расположены на расстояниях не ближе 200–280 пс.

Все основные физические параметры 35 CTTS, 24 WTTS и 50 кандидатов в PMS звезды и промежуточные данные, использованные для их вычисления, приведены в табл. 3.2, 3.3 и 3.4 соответственно. Звезды без надежных данных о светимости, радиусе, массе и возрасте представлены в табл. 3.5. Первые три таблицы имеют одинаковую структуру. В первой и второй колонках представлены имя и спектральный класс объекта. Для большинства CTTS данные о спектральных классах взяты из работы Фурлана и др., [106], и только для семи CTTS из других источников: Фишера и др., [99], Гюделя и др., [140], Нгуена и

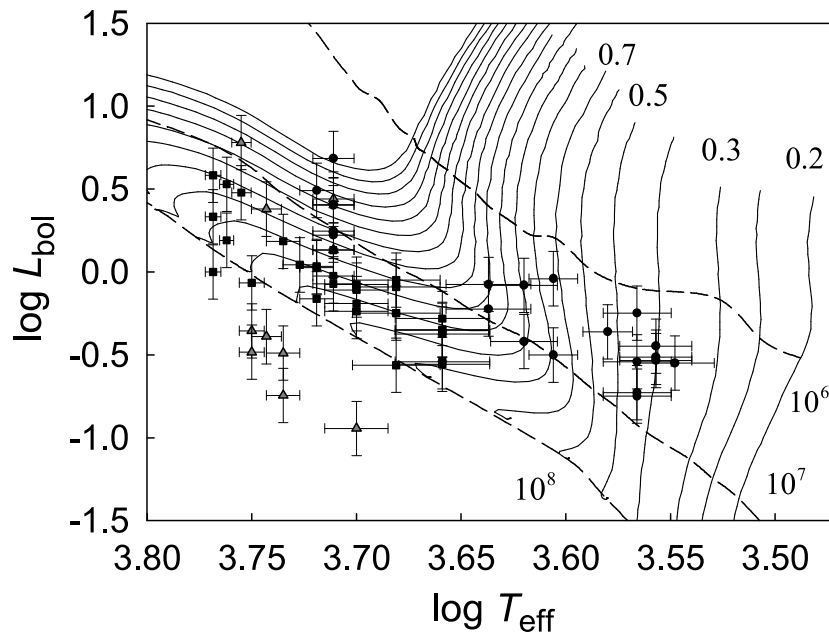


Рис. 3.11. Диаграмма ГР для 60 кандидатов в PMS звезды. Черные кружки – объекты с возрастом меньше 10 млн лет, черные квадраты – звезды с возрастом от 11 до 100 млн лет, серые треугольники – объекты с ненадежными значениями  $L_{bol}$ . Остальные обозначения такие же как на рис. 3.10.

др., [259] и Джонс-Крулла и др., [184]. Спектральные классы WTTS и кандидатов в PMS звезды взяты из работ Гранкина и др. [130] и Вихманна и др. [355] соответственно. В третьей колонке приведены значения  $T_{eff}$ , которые взяты из последней колонки таблицы 3.1. В 4 и 5 колонках представлены значение  $v \sin i$  и ссылка на источник. В шестой и седьмой колонках приведены значения блеска ( $V'_{ph}$ ) и показателя цвета, которые наиболее точно соответствуют реальной фотосфере звезды. Методика определения этих двух параметров подробно описана в разделе 3.3. В 8, 9 и 10 колонках приведены значения  $E_{V-R}$ ,  $A_V$  и В.С. соответственно. Они необходимы для вычисления основных физических параметров: светимости и радиуса, значения которых представлены в колонках 11 и 12 соответственно. Наконец, в последних двух колонках (13 и 14) приведены оценки массы и возраста, полученные с использованием одной и той же сетки эволюционных треков из работы Сисс и др. [307].

Как уже было отмечено ранее, все вычисления делались в предположении, что среднее расстояние до ОЗ Тельца-Возничего составляет 140 пс. Только

Таблица 3.2. Основные параметры CTTS

Имя	Сп. тип	$T_{eff}$ К	$v \sin i$ км $c^{-1}$	ссылка	$V'_{ph}$	V-R	$E_{V-R}$	$A_V$	B.C.	$L_{bol}$ $L_{\odot}$	R $R_{\odot}$	M $M_{\odot}$	t, $10^6$ лет
AA Tau	K7	4040	12.8	1	12.94	1.40	0.25	0.92	-0.89	0.54	1.47	0.77	2.09
BP Tau	K7	4040	13.1	1	12.38	1.39	0.24	0.89	-0.89	0.88	1.88	0.75	3.16
CI Tau	K7	4040	13.0	1	13.08	1.54	0.39	1.44	-0.89	0.76	1.75	0.74	2.49
CW Tau	K3	4801	33.0	1	12.14	1.35	0.53	1.95	-0.41	1.85	1.94	1.50	4.90
CX Tau	M2.5	3455	19.8	1	13.72	1.65	0.10	0.36	-1.82	0.37	1.66	0.34	1.66
CY Tau	M1	3680	10.6	1	13.66	1.74	0.34	1.26	-1.45	0.63	1.92	0.45	1.31
DD Tau	M3.5	3280	11.5	2	14.83	2.13	0.48	1.78	-2.08	0.62	2.26	0.27	0.29
DE Tau	M1.5	3605	9.7	1	13.23	1.71	0.26	0.97	-1.58	0.81	2.27	0.41	0.99
DF Tau	M2	3530	20.0	3	12.65	1.77	0.27	0.99	-1.71	1.58	3.31	0.37	0.13
DG Tau A	K6	4166	21.7	4	12.88	1.51	0.44	1.62	-0.76	0.95	1.85	0.87	2.41
DH Tau	M1	3680	10.9	1	13.73	1.56	0.16	0.57	-1.45	0.31	1.36	0.45	2.92
DI Tau	M0	3800	10.5	4	12.84	1.49	0.21	0.76	-1.17	0.66	1.84	0.53	1.52
DK Tau	K7	4040	17.5	1	12.88	1.51	0.36	1.33	-0.89	0.83	1.83	0.74	2.22
DL Tau	K7	4040	19.0	1	13.69	1.64	0.49	1.82	-0.89	0.61	1.57	0.75	3.39
DM Tau	M1	3680	4.0	1	14.35	1.81	0.41	1.50	-1.45	0.42	1.57	0.45	2.01
DN Tau	M0	3800	12.3	1	12.38	1.39	0.11	0.42	-1.17	0.73	1.94	0.53	1.35
DO Tau E <sup>a</sup>	M0	3800	11.1	5				2.27	-1.17	1.01	2.25	0.52	0.97
DR Tau	K5	4340	5.0	6	12.72	1.32	0.33	1.23	-0.62	0.68	1.43	1.10	7.06
DS Tau	K5	4340	10.0	3	12.42	1.24	0.25	0.93	-0.62	0.68	1.44	1.10	7.06
GG Tau A	K7	4040	11.5	1	12.18	1.40	0.25	0.91	-0.89	1.07	2.08	0.72	1.62
GI Tau	K7	4040	12.7	1	13.03	1.52	0.37	1.36	-0.89	0.74	1.73	0.74	2.57
GK Tau	K7	4040	18.7	4	12.59	1.42	0.27	1.01	-0.89	0.80	1.80	0.74	2.33
GM Aur	K7	4040	14.8	1	12.08	1.24	0.09	0.32	-0.89	0.68	1.66	0.75	2.89
HP Tau AB <sup>b</sup>	K3	4801	15.4	4				2.26	-0.41	1.40	1.77	1.39	6.90
HQ Tau	K2	5010	48.0	1	12.23	1.50	0.76	2.81	-0.30	3.43	2.42	1.88	4.02
IP Tau	M0	3800	12.3	1	13.05	1.34	0.06	0.23	-1.17	0.33	1.30	0.54	3.77
IQ Tau <sup>b</sup>	M0.5	3740	14.4	1				1.25	-1.17	0.88	2.20	0.51	1.06
RW Aur	K3	4801	18.0	7	11.16	1.06	0.24	0.87	-0.41	1.69	1.85	1.50	6.09
RY Tau	G1	5876	48.0	1	9.55	0.94	0.42	1.57	-0.06	10.28	3.05	1.93	5.93
SU Aur	G2	5830	59.0	1	9.01	0.77	0.24	0.90	-0.07	9.18	2.93	1.88	6.40
T Tau <sup>c</sup>	K0	5240	20.1	4	9.83	1.11	0.47	1.72	-0.19	11.51	4.05	2.64	2.06
UX Tau A	K2	5010	20.0	3	10.68	0.91	0.17	0.64	-0.30	1.91	1.81	1.55	8.62
UY Aur	M0	3800	23.8	1	12.84	1.56	0.28	1.05	-1.17	0.86	2.10	0.52	1.13
V1079 Tau	K5	4340	13.9	1	11.87	1.10	0.11	0.41	-0.62	0.70	1.46	1.10	6.78
XZ Tau	M2	3530	15.0	2	14.39	1.95	0.45	1.68	-1.71	0.61	2.05	0.37	1.19

**Ссылки.** 1 – Нгуен и др. [259]; 2 – Нгуен и др. [258]; 3 – Джонс-Крулл и др. [184]; 4 – Гюдель и др. [140];

5 – Хартманн и Стауффер [156]; 6 – Петров и др. [267]; 7 – Гам и др. [111].

**Примечание.** а –  $A_V$  и  $L_{bol}$  из Гульбринга и др., [143]; б –  $A_V$  и  $L_{bol}$  из Гюделя и др. [140]; с – светимость, радиус, масса и возраст вычислялись для расстояния 147.6 пс (согласно работе Лойнарда и др., [224]).

в нескольких отдельных случаях были приняты немного другие значения расстояний. В частности, для двух наших объектов известны очень точные индивидуальные тригонометрические параллаксы, полученные в результате изме-

рений VLBI ([224], [334]). Согласно этим измерениям, расстояния до Т Тау и HDE 283572 составляют  $147.6 \pm 0.6$  и  $128.5 \pm 0.6$  пс соответственно. Именно эти значения расстояний и были использованы при вычислении параметров этих двух звезд. Кроме того, в случае объекта ТАР 57NW, мы приняли расстояние в 149 пс с той целью, чтобы значение угла наклона оси вращения к лучу зрения ( $\sin i = (v \sin i)/V_{eq}$ ) не превышало единицу. В качестве значения экваториальной скорости мы использовали величину  $V_{eq} = (2\pi R)/P_{rot}$ , где  $R$  – радиус звезды в км., а  $P_{rot}$  – период осевого вращения в секундах. Значение  $v \sin i$  известно из спектральных наблюдений. Именно это расстояние и было принято для ТАР 57NW в нашей работе в 2013 году ([375]). Позднее, после опубликования каталога GAIA, выяснилось, что наша оценка расстояния до ТАР 57NW в 149 пс практически совпадает с оценкой GAIA:  $148.6 \pm 2.6$  пс. Две звезды в таблице 3.3 значительно старше остальных объектов. Поскольку их возраст превышает 70 млн лет, они не могут быть классифицированы как WTTS. Судя по всему, они относятся к подгруппе PTTS.

Отдельно следует остановиться на 16 звездах с ненадежными физическими параметрами, которые представлены в таблице 3.5. В отличие от трех предыдущих таблиц, в таблице 3.5 присутствует еще один дополнительный столбец с оценкой расстояния. Эти объекты можно разделить на несколько групп. К первой группе относятся шесть объектов которые располагаются значительно ниже ГП и, следовательно, имеют заниженные оценки  $L_{bol}$ . На рис. 3.11 они обозначены серыми треугольниками, а в таблице 3.5 они отмечены индексом „а“. С большой долей вероятности они находятся на значительно бóльших расстояниях чем ОЗ Тельца–Возничего и принадлежат к объектам „дальнего фона“. Чтобы минимизировать ошибки при вычислении основных параметров этих звезд мы изменили расстояния до этих объектов таким образом, чтобы они попали на НГП. Эти значения приведены в таблице 3.5 в качестве нижних оценок расстояний для которых вычислялись светимости, радиусы, массы и возраст звезд этой группы.

Вторая группа из четырех звезд имеет заниженные значения  $R_{bol}$  (и, следовательно, заниженные значения  $L_{bol}$ ). Они отмечены серыми и черными квадратами на рис. 3.8а. Т.е. для них выполняется неравенство  $R_{bol} < R \sin i$ . Выше подробно обсуждались две основные причины для выполнения этого неравенства: недооценка расстояний до этих объектов или заниженные значения максимального блеска. В первом случае объекты могут принадлежать к „дальному фону“, во втором случае – иметь очень сильно запятненные фотосферы. Выше было показано, что для трех объектов из этой группы (W96-52, W96-55 и V836 Тау) имеет место первая причина, а для V410 Тау – вторая причина.

Таблица 3.3. Основные параметры WTTS

Имя	Сп. тип	$T_{eff}$ К	$v \sin i$ км $c^{-1}$	ссылка	$V'_{ph}$	V-R	$E_{V-R}$	$A_V$	В.С.	$L_{bol}$ $L_{\odot}$	R $R_{\odot}$	M $M_{\odot}$	t, $10^6$ лет
Анон 1	M0	3800			13.374	1.814	0.53	1.98	-1.17	1.23	2.52	0.52	0.81
HD283572 <sup>a</sup>	G6	5620	79.0	1	8.914	0.673	0.12	0.46	-0.10	5.79	2.50	1.74	7.23
LkCa 1	M4	3180	30.9	1	13.681	1.700	0.00	0.00	-2.24	0.40	2.06	0.24	0.37
LkCa 4	K7	4040	26.1	2	12.083	1.269	0.12	0.44	-0.89	0.76	1.75	0.75	2.50
LkCa 5	M2	3530	37.0	2	13.476	1.500	0.00	0.00	-1.71	0.30	1.44	0.37	2.26
LkCa 7	K7	4040	12.9	3	12.144	1.268	0.12	0.44	-0.89	0.71	1.70	0.74	2.70
LkCa 14	K5	4340	21.9	2	11.641	1.025	0.03	0.13	-0.62	0.67	1.43	1.09	7.00
LkCa 16	K7	4040	6.9	3	12.335	1.405	0.26	0.94	-0.89	0.96	1.97	0.72	1.81
LkCa 19	K0	5240	20.1	1	10.807	0.851	0.21	0.78	-0.19	1.76	1.59	1.34	12.80
LkCa 21	M3	3380	46.0	1	13.451	1.648	0.05	0.18	-1.92	0.44	1.89	0.31	1.40
ТАР 4	K1	5145	83.9	4	12.164	0.804	0.12	0.46	-0.25	0.40	0.78	0.89	73.00
ТАР 9	K5	4340	36.0	1	12.122	0.990	0.00	0.00	-0.62	0.38	1.08	0.95	16.60
ТАР 26	K5	4340	70.0	5	12.194	0.990	0.00	0.00	-0.62	0.36	1.04	0.93	18.60
ТАР 35	K0	5240	17.6	1	10.174	0.647	0.01	0.03	-0.19	1.57	1.50	1.28	14.50
ТАР 40	K5	4340	14.8	1	12.535	1.011	0.02	0.08	-0.62	0.28	0.92	0.86	26.20
ТАР 41	K6	4166	27.0	6	12.028	1.073	0.00	0.01	-0.76	0.48	1.30	0.92	8.14
ТАР 45	K7	4040	5.3	4	13.135	1.299	0.15	0.55	-0.89	0.32	1.14	0.79	10.00
ТАР 49	G8	5438	8.8	1	12.575	0.890	0.31	1.15	-0.13	0.46	0.75	0.95	100.0
ТАР 50	K0	5240			10.091	0.759	0.12	0.44	-0.19	2.49	1.89	1.54	8.70
ТАР 57 <sup>b</sup>	K6	4166	10.0	7	11.530	1.106	0.04	0.13	-0.76	0.95	1.85	0.88	2.43
V819 Тау	K7	4040	9.1	1	12.796	1.405	0.26	0.94	-0.89	0.62	1.59	0.76	3.30
V827 Тау	K7	4040	20.9	1	12.242	1.311	0.16	0.60	-0.89	0.76	1.75	0.74	2.50
V830 Тау	K7	4040	29.1	3	11.933	1.177	0.03	0.10	-0.89	0.64	1.61	0.75	3.13
VY Тау	M0	3800	10	8	13.541	1.413	0.13	0.49	-1.17	0.27	1.18	0.54	5.10

**Ссылки.** 1 – Нгуен и др. [259]; 2 – Хартманн и др. [157]; 3 – Кларк и Бувье [54]; 4 – Сарторетти и др. [296]; 5 – Маззароти и др. [237]; 6 – Вальтер и др. [348]; 7 – Стеффен и др. [315]; 8 – Хартманн и Стауффер [156].

**Примечание.** а – для расстояния 128.5 пс (согласно работе Торрес и др., [334]); б – для расстояния 149 пс (пояснения в тексте).

Таблица 3.4. Основные параметры кандидатов в PMS

Имя W96	Сп. тип	$T_{eff}$ К	$v \sin i$ км $c^{-1}$	ссылка	$V'_{ph}$	V-R	$E_{V-R}$	$A_V$	B.C.	$L_{bol}$ $L_{\odot}$	R $R_{\odot}$	M $M_{\odot}$	t, $10^6$ лет
1	K1	5145	79	1	10.144	0.804	0.12	0.46	-0.25	2.55	1.98	1.60	7.24
2	K3	4801	112	1	11.616	0.943	0.14	0.53	-0.41	0.81	1.28	1.15	14.60
3	K2	5010	17	1	11.229	0.740	0.00	0.00	-0.30	0.64	1.05	0.98	28.40
4	K1	5145	25	1	10.327	0.745	0.06	0.24	-0.25	1.76	1.65	1.40	10.50
5	G3	5786	67	1	9.310	0.558	0.03	0.10	-0.08	3.39	1.81	1.38	14.40
6	G1	5876	26	1	9.667	0.517	0.00	0.00	-0.06	2.15	1.40	1.22	21.20
7	K7	4040	44	1	11.834	1.256	0.11	0.39	-0.89	0.91	1.92	0.73	1.96
8	K3	4801	24	1	11.482	0.800	0.00	0.00	-0.41	0.56	1.07	1.00	23.50
10	K1	5145	23	1	10.494	0.713	0.03	0.12	-0.25	1.35	1.44	1.28	14.60
11	M1	3680	73	1	13.266	1.403	0.00	0.01	-1.45	0.29	1.30	0.45	3.27
12	M1.5	3605	7	1	13.420	1.478	0.03	0.10	-1.58	0.31	1.40	0.40	2.45
13	K6	4166	12	1	12.526	1.142	0.07	0.27	-0.76	0.38	1.16	0.91	11.00
14	G9	5337	-		11.960	1.003	0.39	1.46	-0.16	1.10	1.21	1.09	23.40
15	G1	5876	9	1	10.947	0.638	0.12	0.44	-0.06	1.00	0.95	1.20	100
18	K0	5240	30	1	10.557	0.640	0.00	0.00	-0.19	1.08	1.24	1.12	22.40
23	K4	4560	9	1	12.478	0.941	0.04	0.15	-0.52	0.29	0.85	0.83	37.95
27	K2	5010	29	1	11.192	0.786	0.05	0.17	-0.30	0.78	1.15	1.07	22.70
29	K0	5240	55	1	11.293	1.148	0.51	1.88	-0.19	3.10	2.11	1.67	7.01
30	G5	5687	48	1	9.343	0.540	0.00	0.00	-0.09	3.01	1.76	1.35	14.60
31	G8	5438	43	1	10.277	0.623	0.04	0.16	-0.13	1.53	1.38	1.20	18.70
32	K0	5240	20	2	10.704	0.675	0.04	0.13	-0.19	1.06	1.23	1.11	22.40
36	K1	5145	25	1	10.761	0.680	0.00	0.00	-0.25	0.95	1.21	1.10	21.40
37	M2	3530	11	1	13.712	1.548	0.05	0.18	-1.71	0.28	1.40	0.37	2.38
39	G6	5620	-		12.051	0.911	0.36	1.34	-0.10	0.86	0.96	1.10	100
40	M1.5	3605	6	1	13.374	1.511	0.06	0.23	-1.58	0.36	1.51	0.40	2.02
41	K4	4560	10	1	13.135	1.232	0.33	1.23	-0.52	0.42	1.03	0.95	23.00
44	K2	5010	16	1	12.141	0.955	0.22	0.80	-0.30	0.58	0.99	0.95	32.30
45	M1	3680	8	1	13.788	1.418	0.02	0.07	-1.45	0.19	1.05	0.44	5.66
46	K3	4801	10	1	13.234	1.061	0.26	0.97	-0.41	0.27	0.75	0.84	>100
47	K1	5145	24	1	10.792	0.855	0.18	0.65	-0.25	1.67	1.60	1.38	11.60
48	K5	4340	24	1	11.397	1.027	0.04	0.14	-0.62	0.84	1.60	1.10	4.91
53	M1	3680	7	1	12.526	1.401	0.00	0.00	-1.45	0.56	1.82	0.45	1.44
54	K1	5145	80	1	9.490	0.815	0.14	0.50	-0.25	4.83	2.73	2.05	3.83
56	M0	3800	10	1	12.802	1.355	0.08	0.28	-1.17	0.44	1.50	0.53	2.49
57	K0	5240	27	1	12.362	0.995	0.36	1.31	-0.19	0.69	0.99	0.96	35.20
58	K1	5145	55	1	11.166	0.757	0.08	0.29	-0.25	0.85	1.14	1.05	25.10
59	M1.5	3605	17	1	13.893	1.592	0.14	0.53	-1.58	0.29	1.36	0.40	2.60
60	K4	4560	-		13.281	1.148	0.25	0.92	-0.52	0.28	0.83	0.82	43.90
62	K4	4560	9	1	12.000	0.940	0.04	0.15	-0.52	0.44	1.05	0.98	22.00
63	K6	4166	26	1	11.626	1.128	0.06	0.21	-0.76	0.83	1.72	0.89	3.13
64	K4	4560	6	1	12.054	0.958	0.06	0.21	-0.52	0.45	1.06	0.98	21.20
66	G1	5876	81	1	9.192	0.558	0.04	0.14	-0.06	3.83	1.87	1.40	14.20
67	K3	4801	19	1	11.153	0.846	0.05	0.17	-0.41	0.89	1.35	1.20	13.00
68	K7	4040	9.7	2	12.595	1.150	0.00	0.00	-0.89	0.31	1.13	0.80	10.20
70	M1	3680	9	1	14.234	1.524	0.12	0.46	-1.45	0.18	1.02	0.44	6.00
71	G3	5786	15	1	10.293	0.595	0.06	0.24	-0.08	1.55	1.22	1.16	25.40
73	K1	5145	42	1	10.200	0.816	0.14	0.50	-0.25	2.52	1.97	1.60	7.24
74	K2	5010	33	1	10.995	0.756	0.02	0.06	-0.30	0.84	1.20	1.10	20.10
75	K5	4340	8	1	11.841	1.047	0.06	0.21	-0.62	0.60	1.35	1.06	8.23
76	K4	4560	15	1	11.685	0.903	0.00	0.01	-0.52	0.52	1.14	1.05	16.40

Ссылки. 1 – Вихманн и др. [355]; 2 – Нгуен и др. [259].



Таблица 3.5. Звезды с ненадежными физическими параметрами

Имя	Сп. тип	$T_{eff}$ К	$v \sin i$ км $c^{-1}$	d пс	$V'_{ph}$	V-R	$E_{V-R}$	$A_V$	B.C.	$L_{bol}$ $L_{\odot}$	R $R_{\odot}$	M $M_{\odot}$	t, $10^6$ лет
W96-19 <sup>a</sup>	G6	5620	31 <sup>1</sup>	> 210	12.347	0.795	0.25	0.91	-0.10	>0.99	>1.03	>1.1	~ 100
W96-38 <sup>a</sup>	G6	5620	58 <sup>2</sup>	> 240	13.079	0.906	0.36	1.32	-0.10	>0.96	>1.02	>1.1	~ 100
W96-49 <sup>a</sup>	G8	5438	34 <sup>1</sup>	> 210	13.060	0.919	0.34	1.26	-0.13	>0.73	>0.95	>1.0	~ 100
W96-51 <sup>a</sup>	G7	5535	29 <sup>1</sup>	> 200	12.831	0.917	0.35	1.29	-0.12	>0.83	>0.98	>1.05	~ 100
W96-61 <sup>a</sup>	K2	5010	47 <sup>1</sup>	> 265	14.108	1.009	0.27	1.00	-0.30	>0.41	>0.83	>0.90	~ 100
W96-65 <sup>a</sup>	G8	5438	–	> 280	13.714	0.923	0.34	1.27	-0.13	>0.72	>0.94	>1.02	~ 100
W96-52 <sup>b</sup>	K1	5145	65 <sup>1</sup>	> 225	12.594	1.003	0.32	1.20	-0.25	>1.36	>1.44	>1.25	~ 15
W96-55 <sup>b</sup>	G5	5687	114 <sup>1</sup>	> 161	9.334	0.659	0.12	0.44	-0.09	>6.03	>2.49	>1.70	~ 8
V836 Tau <sup>b</sup>	K7	4040	12 <sup>3</sup>	> 168	13.060	1.372	0.22	0.82	-0.89	>0.63	>1.60	>0.75	~ 3.2
V410 Tau <sup>c</sup>	K3	<i>4550</i>	71 <sup>6</sup>	~ 140	<i>10.236</i>	<i>0.935</i>	0.14	0.50	-0.41	~ 2.82	~ 2.66	~ 1.5	~ 1.6
W96-28 <sup>d</sup>	K1	5145	14 <sup>1</sup>	~ 140	<i>12.980</i>	1.225	0.55	2.02	-0.25	~ 0.79	~ 1.10	~ 1.00	~ 28
LkCa 3 <sup>d</sup>	M1	3680	12 <sup>4</sup>	~ 140	<i>12.730</i>	1.500	0.10	0.37	-1.45	~ 0.66	~ 1.96	~ 0.45	~ 1.3
V826 Tau <sup>d</sup>	K7	4040	4.2 <sup>7</sup>	~ 140	<i>12.820</i>	1.265	0.12	0.43	-0.89	~ 0.38	~ 1.24	~ 0.70	~ 0.70
W96-50 <sup>e</sup>	G7	5535	25 <sup>1</sup>	~ 115	9.613	0.567	0.00	0.00	-0.12	~ 1.61	~ 1.20	~ 1.2	~ 20
LkCa 2 <sup>e</sup>	K7	4040	<11 <sup>5</sup>	~ 56	12.206	1.311	0.16	0.60	-0.89	~ 0.12	~ 0.71	~ 0.7	~ 38
LkCa 11 <sup>e</sup>	M2	4040	15.3 <sup>5</sup>	~ 43	13.104	1.540	0.04	0.15	-1.71	~ 0.05	~ 0.56	~ 0.30	~ 20

**Ссылки.** 1 – Вихманн и др. [355]; 2 – Нгуен и др. [259]; 3 – Маззароти и др. [237]; 4 – Нгуен и др. [258].

5 – Хартманн и др. [157]; 6 – Хартманн и Стауффер [156]; 7 – Кларк и Бувье [54].

**Примечание.** a – лежит ниже НПП; b – значение  $R_{bol} < R \sin i$  из-за заниженного расстояния; c – значение  $R_{bol} < R \sin i$  из-за заниженной оценки  $V'_{ph}$ ; d – значение  $R_{bol} > R \sin i$  из-за наличия второго яркого компонента; e – значение  $R_{bol} > R \sin i$  из-за завышенного расстояния.

Чтобы минимизировать ошибки при вычислении основных параметров для первых трех объектов пришлось увеличить расстояние таким образом, чтобы выполнялось равенство  $R_{bol} = R \sin i$ . Они отмечены в таблице 3.5 индексом „b“. Для V410 Tau проводилась коррекция значений максимального блеска и показателя цвета таким образом, чтобы они соответствовали фотосфере полностью свободной от холодных пятен. Подробно эта процедура описана в работах [373], [374] и [144]. Уточненные значения  $V'_{ph}$  и  $V - R$  выделены курсивом. Значение температуры взято из работы [264]. Звезда отмечена индексом „c“.

Третья группа из шести звезд имеет завышенные значения  $R_{bol}$ , т.е. для них выполняется неравенство  $R_{bol} > R \sin i$ . Они отмечены серыми и черными треугольниками на рис. 3.8а. Величина  $R_{bol}$  у этих объектов может быть завышена по двум причинам: либо из-за переоценки расстояния, либо из-за присутствия второго яркого компонента. Поэтому мы разделили эту группу на

две подгруппы: три звезды относящиеся к кратным системам (W96-28, LkCa 3, V826 Tau) и три звезды находящиеся на более близком расстоянии (W96-50, LkCa 2 и LkCa 11). Объекты одной подгруппы отмечены индексом „d“, объекты другой подгруппы – индексом „e“. Чтобы уменьшить ошибки при вычислении основных параметров для трех объектов подгруппы „d“, которые принадлежат к кратным системам, мы уменьшили максимальный блеск  $V'_{ph}$  главного компонента. Это модифицированное значение отмечено в таблице 3.5 курсивом.

Оставшиеся три объекта, отмеченные в таблице 3.5 индексом „e“, имеют завышенные значения  $R_{bol}$  из-за переоценки расстояния. Если в случае W96-50 расстояние известно достаточно надежно из данных спутника Hipparcos и составляет 115 пс, то в случае LkCa 2 и LkCa 11 ситуация более неопределенная. Нижнюю границу расстояния для этих объектов можно определить из выполнения условия  $R_{bol} = R \sin i$ , когда мы видим звезду с экватора ( $\sin i = 1$ ). Это условие выполняется, если расстояние до LkCa 2 и LkCa 11 не меньше 23.4 и 35.8 пс соответственно. Верхнюю границу расстояния можно оценить, если предположить, что эти объекты должны находится на нижней огибающей для членов ОЗ Тельца-Возничего, обозначенной на рис. 3.8а штриховой линией. Тогда, максимальные расстояния для этих объектов не должны превышать 88 ( $R_{bol} = 1.12$ ) и 97 ( $R_{bol} = 1.27$ ) пс соответственно. В любом случае, все оценки расстояний до этих объектов заметно меньше, чем расстояние до ОЗ Тельца-Возничего. С большой вероятностью мы можем отнести их к объектам „переднего фона“. Оценка физических параметров для LkCa 2 и LkCa 11 проводилась для расстояния, вычисленного как среднее значение между минимальной и максимальной оценкой расстояний, приведенных выше. Для W96-50 использовалось расстояние, полученное из данных спутника Hipparcos.

Следует отметить, что имеется еще одна возможность проверки надежности наших определений физических параметров исследуемых звезд. Она появилась сравнительно недавно, сразу после опубликования астрометрического каталога GAIA DR2 [112], в котором можно найти индивидуальные параллаксы

для 32 CTTS и 23 WTTS из нашей выборки. Чтобы осуществить такую проверку, мы вычислили светимости 55 звезд нашей выборки с использованием индивидуальных расстояний, вычисленных из параллаксов GAIA, и сопоставили их с нашими определениями светимости. На рис. 3.12 сравниваются светимости 55 звезд выборки, полученные с использованием индивидуальных расстояний GAIA, с нашими значениями светимости, приведенными в табл. 3.2 и 3.3.

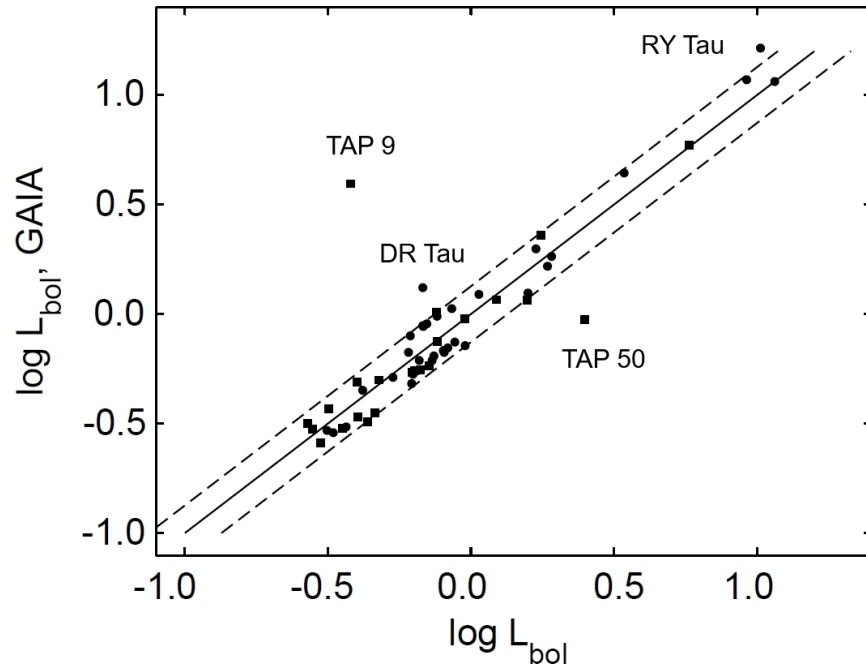


Рис. 3.12. Сравнение звездных светимостей, полученных с использованием индивидуальных расстояний GAIA, с нашими значениями светимостей, приведенными в табл. 3.2 и 3.3. Черные кружки – CTTS, черные квадраты – WTTS. Непрерывная линия соответствует условию равенства светимостей. Штриховые линии очерчивают полосу неопределенности  $\pm 0.09$  dex для наших значений  $L_{bol}$ .

Из этого рисунка видно, что определенные нами светимости для подавляющего числа CTTS и WTTS хорошо согласуются со светимостями, которые были вычислены на основании индивидуальных расстояний GAIA, в пределах полосы ошибок  $\pm 0.09$  dex, которая обусловлена естественным разбросом в расстояниях до членов ОЗ Тельца–Возничего в пределах  $\pm 14$  пс. Исключение составляют только 4 объекта: TAP 9, RY Tau, DR Tau и TAP 50, расстояния до которых равны 451, 177, 196 и 86 пс соответственно.

### 3.6. Выводы к третьей главе

Тестирование семи различных температурных шкал показало, что температурная калибровка Токунага [330] лучше всех согласуется с экспериментальными данными о температурах 43 карликов спектральных классов G0–M4.5 из работы Торрес и др. [332] с очень надежными значениями  $T_{eff}$ . Если принять неопределенность спектральной классификации как  $\pm 1$  подкласс, то соответствующая ошибка в  $T_{eff}$  составит:  $\pm 50$  К для звезд G1–G6,  $\pm 100$  К для G7–K1,  $\pm 195$  К для K2–K6,  $\pm 90$  К для K7–M0 и  $\pm 160$  К для M1–M6.

Предложена оригинальная методика для определения надежных значений межзвездной экстинкции на основе высокоточных однородных многолетних фотометрических данных. Ключевым моментом в этой методике является определение значений блеска и показателя цвета спокойной фотосферы с учетом причин фотометрической переменности конкретной молодой звезды. Полученные с помощью этой методики значения  $A_V$  согласуются лучше всего с литературными оценками из работ Коэна и Кухи [60], Стром и др. [323] и Кениона и Хартманна [198]. Напротив, значительные систематические различия наблюдаются для значений  $A_V$  из работ Ребулл и др. [278] и Фурлана и др. [106], где экстинкция вычислялась с использованием ближней ИК-фотометрии.

Анализ возможных ошибок в определении значений звездной светимости показал, что реальный разброс расстояний до ОЗ Тельца–Возничего ( $\pm 14$  пс) может привести к ошибке в значении  $\log L_{bol}$  порядка  $\pm 0.09$  dex для объектов типа WTTS и CTTS. Неопределенность в расстоянии для 60 кандидатов в PMS звезды приводит к ошибке в  $\log L_{bol}$  порядка  $\pm 0.17$  dex. Среди 60-ти кандидатов в PMS звезды выявлено шесть объектов „дальнего фона“ с заведомо заниженными оценками  $L_{bol}$ .

Оценки звездных радиусов получены с помощью трех различных методов: с использованием  $L_{bol}$  и  $T_{eff}$  ( $R_{bol}$ ), с применением отношения Кервелла и Фуке ( $R_{KF}$ ) и с использованием соотношения между  $P_{rot}$  и  $v \sin i$  ( $R'_{rot}$ ). Пока-

зано, что оценки  $R_{bol}$  и  $R_{KF}$  находятся в очень хорошем согласии. Выявлено десять кандидатов в PMS звезды с ненадежными оценками  $R_{bol}$ . С большой долей вероятности среди них имеется один объект „дальнего фона“ и два объекта „ближнего фона“.

Показано, что для звезд с известными периодами вращения  $P_{rot}$  и значениями  $v \sin i$  оценки  $R_{bol}$  и  $R'_{rot}$  находятся в очень хорошем согласии со средним отношением  $\langle R'_{rot}/R_{bol} \rangle = 1.125 \pm 0.096$ . Выявлено десять звезд с небольшими углами наклона ( $\sin i \ll \pi/4$ ), для которых оценки  $R'_{rot}$  являются явно заниженными. Для 24 кандидатов в PMS звезды с надежными оценками  $R'_{rot}$  вычислены индивидуальные расстояния. Показано, что среднее расстояние до этих объектов составляет  $143 \pm 26$  пс, что находится в очень хорошем согласии с принятым расстоянием до ОЗ Тельца - Возничего.

Для всех звезд с надежными данными о светимости (35 CTTS, 24 WTTS и 50 кандидатов в PMS звезды) определены звездные массы и возраст. Показано, что большинство CTTS и WTTS имеют сходные массы (от 0.2 до 2.0  $M_{\odot}$ ) и возраст ( $\sim 1$ –10 млн лет). Однако, среди подгруппы WTTS выявлено пять звезд с возрастом 10–30 млн лет и две звезды с возрастом  $\sim 100$  млн лет. Их эволюционный статус обсуждается в следующей главе. Среди 50 кандидатов в PMS звезды с надежными данными о светимости имеется 21 объект с возрастом от 1 до 10 млн лет и 29 объектов с возрастом от 11 до 100 млн лет.

На основе однородных долговременных фотометрических данных определены надежные значения эффективной температуры, межзвездной экстинкции, светимости, радиуса, массы и возраста для 35 CTTS, 24 WTTS и 50 кандидатов в PMS звезды, которые принадлежат или находятся в направлении ОЗ Тельца–Возничего. Для почти шести десятков объектов этой выборки были определены периоды вращения. Несомненный интерес представляет уточнение эволюционного статуса этих объектов и исследование возможной связи между их вращением, массой и возрастом. Речь об этом пойдет в следующей главе.

## Глава 4

### Эволюционный статус звезд выборки

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором без соавторов, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 19 и 20 (в списке публикаций по теме диссертации).*

#### 4.1. Введение

Согласно работе Кениона и др. [197], наиболее полная выборка PMS звезд в ОЗ Тельца–Возничего содержит 383 объекта. Эта выборка представлена инфракрасными объектами или протозвездами, которые являются оптически невидимыми из-за сильного поглощения в окружающих газопылевых облаках, звездами типа Т Тельца (TTS) и коричневыми карликами. В свою очередь, подгруппа TTS включает в себя как CTTS с сильными эмиссионными линиями и значительными инфракрасными и ультрафиолетовыми избытками, так и WTTS со слабыми эмиссионными линиями и незначительными ИК и УФ избытками или вовсе без них. Судя по всему, CTTS находятся на стадии активного взаимодействия со своими аккреционными дисками, тогда как у WTTS диски либо отсутствуют, либо не являются аккреционными. Перечисленные объекты формируют грубую возрастную последовательность с протозвездами, как самыми молодыми объектами, и WTTS - как самыми старыми. Наиболее молодые протозвезды концентрируются в самых плотных частях молекулярных облаков, CTTS расположены как в самих облаках, так и в узких темных полосах, которые соединяют наиболее крупные облака. WTTS демонстрируют меньшую концентрацию к облакам и могут быть несколько старше, чем CTTS.

В 90-х годах прошлого века было предпринято несколько исследований с целью поиска новых кандидатов в PMS звезды среди множества рентгеновских источников, расположенных в направлении на ОЗ Тельца–Возничего (напри-

мер, [223], [231], [257], [354]). Эти исследования позволили выявить значительную популяцию кандидатов в PMS звезды, которые широко рассеяны по ОЗ Тельца–Возничего и за ее пределами. Поскольку молодые звезды демонстрируют небольшие изменения своих рентгеновских свойств в течение первых 100 млн лет эволюции, рентгеновских данных недостаточно, чтобы отличить PMS звезды с возрастом 3–50 млн лет от звезд главной последовательности нулевого возраста (ZAMS) с возрастом около 100 млн лет. Таким образом, выборка рентгеновски-активных звезд может быть сильно „загрязнена“ объектами поля, и для идентификации новых PMS звезд требуются дополнительные фотометрические и спектральные наблюдения.

В частности, используя данные из обзора космической рентгеновской обсерватории ROSAT и спектральные данные, Вихман и др. [354] исследовали область размером около 280 кв. градусов в ОЗ Тельца–Возничего. В результате этой работы было идентифицировано 76 кандидатов в PMS звезды (далее „список Вихмана“). Эти авторы использовали следующие критерии для классификации звезд как PMS: наличие абсорбционной линии лития Li I 6707 Å с эквивалентной шириной  $\geq 100 \text{ mÅ}$  и спектральный класс F или позднее. Большинство звезд из списка Вихмана (72 объекта) были классифицированы авторами как WTTS на основе обнаружения слабой эмиссии или абсорбции в линии  $H_\alpha$  ( $EW(H_\alpha) \leq 10\text{Å}$ ). Остальные кандидаты в PMS звезды с сильной эмиссией в линии  $H_\alpha$  были классифицированы как CTTS.

Мартин и Магаццу [234] не согласились с критериями классификации, принятыми Вихманом и др. [354]. Они отметили, что обнаружение лития у звезды позднего спектрального класса является необходимым, но не достаточным условием для того, чтобы рассматривать ее как WTTS, так как PTTS, звезды прошедшие стадию TTS, и мало-массивные члены молодых рассеянных скоплений с возрастaми 30–200 млн лет также показывают сильную линию лития (см. [233]). Мартин и Магаццу [234] использовали спектры с более высоким разрешением для 35 звезд из списка Вихмана, чтобы измерить эквивалентные ширины

линии лития и пересмотреть эволюционный статус этих звезд. Они показали, что их выборка является смесью молодых (11 TTTS и 8 PTTS) и более старых звезд ZAMS. Вихман и др. [355] предприняли еще одно детальное исследование 58 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана, основанное на эшелле-спектроскопии с высоким разрешением и данных о собственных движениях. Они нашли, что около 60% звезд этой выборки могут быть классифицированы как PMS, в то время как остальные звезды, вероятно, принадлежат ZAMS. Вихман и др. [355] пришли к выводу, что PMS звезды, вероятно, связаны с ОЗ Тельца–Возничего, в то время как звезды ZAMS могут представлять популяцию более старых звезд Пояса Гулда. Тем не менее, ни один объект из работы Вихмана и др. [355] не был включен в список признанных членов ОЗ Тельца–Возничего, опубликованный Кенионом и др. [197].

В результате осуществления долговременной фотометрической программы ROTOR на Майданакской обсерватории в Узбекистане были получены сотни оценок блеска и цвета для 35 СТТС, 30 WTTS и 60 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана (см. гл. 1–3.). Поскольку большинство СТТС и WTTS являются признанными членами ОЗ Тельца–Возничего (см. Кенион и др. [197]), мы будем называть далее эти звезды „хорошо известными PMS звездами“ в отличие от 60 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана, поскольку они не были включены в список признанных PMS звезд ОЗ Тельца–Возничего, опубликованный Кенионом и др. [197].

В предыдущих главах были проанализированы однородные долговременные фотометрические наблюдения 65 хорошо известных PMS звезд (35 СТТС и 30 WTTS) из ОЗ Тельца–Возничего и 60 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана. Для большинства из них удалось определить надежные значения светимостей, радиусов, масс, возрастов и периодов вращения (см. гл. 2–3).

В настоящей главе уточняется эволюционный статус как звезд из списка Вихмана, так и хорошо известных PMS звезд. Кроме того, анализируется связь между периодом вращения, массой и возрастом для звезд нашей выборки.



## 4.2. Литературные данные

Для уточнения эволюционного статуса звезд из списка Вихмана и последующего сравнения их физических свойств со свойствами WTTS были собраны дополнительные данные о собственных движениях, эквивалентных ширинах линии  $H_\alpha$  и  $Li\ I$  (6707 Å) и рентгеновских светимостях как самих кандидатов в PMS звезды, так и WTTS. Собственные движения взяты из работы Дюкуран и др. [84]. Данные об эквивалентной ширине линии  $Li\ I$  (6707 Å) и линии  $H_\alpha$  скомпилированы из следующих работ: Басри, Мартин, Берту [13], Гомес и др. [118], Хартманн и др. [157], Хербиг и др. [171], Магатцу и др. [232], Мартин и Магатцу [234], Мартин и др. [235], Нгуйен и др. [259], Стром и др. [323], Вальтер и др. [348], Вихман и др. [355]. Данные о рентгеновской светимости взяты из работ Гюделя и др. [140] и Штелцер и др. [318]. Литературные данные собраны в двух таблицах с одинаковой структурой. В таблице 4.1 представлены данные для тех объектов, которые не имеют надежной информации о светимости, радиусе, массе или возрасте. В таблице 4.2 содержатся литературные данные для объектов с надежными физическими параметрами. В первом столбце приведено имя звезды. Во втором и третьем столбце представлены собственные движения. Медианные значения эквивалентной ширины линии  $Li\ I$  (6707 Å) и линии  $H_\alpha$  приведены в четвертом и пятом столбцах. Средние рентгеновские светимости представлены в последнем шестом столбце.

Таблица 4.1. Литературные данные для звезд с ненадежными физическими параметрами

W96	$\mu_\alpha \cos \delta$ мас/год	$\mu_\delta$ мас/год	$W(Li)$ Å	$W(H_\alpha)$ Å	$L_X, 10^{30}$ эрг с <sup>-1</sup>	W96/имя	$\mu_\alpha \cos \delta$ мас/год	$\mu_\delta$ мас/год	$W(Li)$ Å	$W(H_\alpha)$ Å	$L_X, 10^{30}$ эрг с <sup>-1</sup>
19	1	-9	0.17	2.10	0.53	61			0.19	2.80	0.37
28	11	-27	0.40	0.40		65				3.80	0.31
38	3	-7		2.10	0.41	LkCa 2	76	-73	absent	-2.05	
49	4	-5	0.14	2.55	0.53	LkCa 3	6	-21	0.56	-2.70	0.68
50	-2	-21	0.23	2.88	0.7	LkCa 11	108	-38	absent	-5.00	
51	2	-15		1.80	0.22	V410 Tau	6	-31	0.54	-2.25	2.40
52	-2	7		1.00	0.52	V826 Tau	13	-22	0.62	-3.30	1.35
55	12	-18	0.36	1.40	3.66	V836 Tau	11	-10	0.57	-7.70	0.74

Таблица 4.2. Литературные данные для звезд основной выборки

W96	$\mu_\alpha \cos \delta$ мас/год	$\mu_\delta$ мас/год	$W(Li)$ Å	$W(H\alpha)$ Å	$L_X, 10^{30}$ эрг с <sup>-1</sup>	W96/имя	$\mu_\alpha \cos \delta$ мас/год	$\mu_\delta$ мас/год	$W(Li)$ Å	$W(H\alpha)$ Å	$L_X, 10^{30}$ эрг с <sup>-1</sup>
01	2	-11	0.26	0.38	2.94	60	-17	4	0.10	1.50	0.37
02	3	-14	0.45	-0.25	1.06	62	0	-18	0.40	-0.05	0.72
03	16	-20	0.22	0.70	2.31	63	9	-20	0.58	-0.50	1.11
04	4	-17	0.35	0.64	4.58	64	-2	-17	0.31	-0.29	1.11
05	6	-15	0.25	2.77	3.46	66	-1	-18		2.44	4.37
06	7	-15	0.21	3.28	3.14	67	0	-17	0.25	0.60	0.97
07	7	-21	0.59	-4.60	3.54	68	11	-27		0.10	0.48
08	18	-53	0.26	-0.20	2.31	70	12	-18	0.30	-7.00	1.45
10	20	-32	0.41	1.00	3.21	71	0	-18	0.20	2.71	0.74
11	3	-11	0.30	-3.70	1.35	73	11	-17	0.45	0.30	0.94
12	30	-43	0.26	-1.80	0.74	74	2	-18	0.43	-0.10	3.49
13	-1	-18	0.41	-0.35	1.33	75	8	-25	0.44	0.03	
14	8	-16	0.17	1.10	0.82	76	12	-18	0.40	-0.06	3.3
15	16	-40	0.16	2.60	0.4	Anon 1	8	-24	0.48	-2.50	1.45
18	1	-14	0.27	1.88	2.46	TAP 31	8	-27		1.01	9.12
23	-7	-22	0.37	-0.57	0.47	LkCa 1	16	-29	0.56	-3.40	0.11
27	8	-16	0.36	0.75	2.93	LkCa 4	8	-24	0.61	-4.05	0.91
29	2	-25	0.34	1.35	4.99	LkCa 5	7	-33	0.55	-3.90	0.34
30	1	-17	0.16	2.73		LkCa 7	5	-31	0.59	-3.70	0.83
31	29	-28	0.14	1.20	3.53	LkCa 14	4	-21	0.60	-0.90	1.07
32	3	-14		1.39	1.87	LkCa 16	10	-17	0.44	-4.00	1.12
36	-5	-12	0.24	0.66	0.2	LkCa 19	3	-19	0.47	-0.50	5.50
37	8	-16	0.54	-1.80	0.21	LkCa 21	12	-30	0.75	-5.50	1.82
39	-13	-6	<0.05	2.30	1.02	TAP 4	25	-41	0.35	-0.10	
40	13	-23	0.49	-2.50	3.88	TAP 9	20	-48	0.34	-1.60	0.78
41	0	-11	0.36	0.51	0.62	TAP 26	9	-15	0.57	-1.05	0.89
44	7	-3	0.35	0.24	0.44	TAP 35	2	-15	0.28	1.35	2.57
45	-8	-16	0.25	-1.30	0.7	TAP 40	10	-28	0.15	-0.29	0.38
46	7	-11	0.38	-0.50	0.29	TAP 41	11	-18	0.66	-0.53	0.95
47	14	-19	0.42	-0.07	1.24	TAP 45	16	-13	0.60	-0.70	0.35
48	17	-46	0.50	-0.39	2.72	TAP 49	0	-7	0.27	0.90	0.05
53			<0.07	0.00	0.95	TAP 50	-51	-12		-0.60	
54	7	-23	0.19	-2.10	2.49	TAP 57	2	-26	0.58	-1.05	0.78
56	41	-15	<0.05	-0.90	0.71	V819 Tau	9	-32	0.62	-2.50	0.79
57	-4	-9	0.20	1.85	0.91	V827 Tau	8	-15	0.57	-2.95	1.95
58	1	-18	0.28	1.40	2.14	V830 Tau	-8	-28	0.68	-2.00	1.91
59	16	-23	0.47	-5.00	0.9	VY Tau	12	-20	0.52	-4.90	0.98

### 4.3. Собственные движения

На рис. 4.1 представлены 87 объектов из нашей выборки, для которых в работе Дюкуран и др. [84] имеются данные о собственных движениях. Хорошо известные PMS и кандидаты в PMS звезды обозначены серым и черным

цветом соответственно. Объекты с надежными физическими параметрами, приведенные в табл. 4.2, отмечены кружками, объекты без надежных параметров, представленные в табл. 4.1, обозначены квадратами. Для анализа собственных движений объектов нашей выборки, мы привлекли дополнительные данные о собственных движениях 123 признанных членов ОЗ Тельца–Возничего из той же самой статьи Дюкуран и др. [84]. На графике они обозначены крестиками. Используя эти данные, мы вычислили среднее значение и стандартное отклонение для собственных движений признанных членов ОЗ Тельца–Возничего:

$$\mu_{\alpha} \cos \delta = 5.83 \pm 5.91 \text{ мас/год},$$

$$\mu_{\delta} = -19.52 \pm 7.58 \text{ мас/год}.$$

Большой эллипс на рис. 4.1 ограничивает область размером  $3\sigma$  вокруг этого среднего значения. Из рисунка видно, что большинство звезд нашей выборки находится внутри этого эллипса, т.е. их собственные движения соответствуют собственным движениям признанных членов ОЗ. Вместе с тем, имеется несколько объектов, как среди звезд нашей выборки, так и среди признанных членов ОЗ, собственные движения которых значительно отличаются от среднего собственного движения ОЗ. Среди признанных членов ОЗ из списка Кениона следует отметить 7 объектов: НВС 355, НВС 358, НВС 360, НВС 361, НВС 362, НВС 375, и НВС 418. В нашем списке имеется 13 таких объектов: W96-52, W96-39, W96-31, W96-56, W96-12, W96-08, W96-15, W96-48, ТАР 4, ТАР 9, ТАР 50, LkCa 2 и LkCa 11. Пять звезд из этих 13 объектов (W96-08, W96-15, W96-48, ТАР 4 и ТАР 9) имеют собственные движения близкие к собственным движениям членов Плеяд (обведены маленьким серым кругом). Аналогичные выводы о кинематических свойствах этих пяти звезд нашей выборки делают Фринк и др. [104]. В частности, они отмечают, что W96-08, W96-15, W96-48, ТАР 4 и ТАР 9 являются кинематическими членами Плеяд.

Подробное кинематическое исследование ОЗ Тельца–Возничего предприняли Берту и Женова [24]. В том числе, они определили кинематические параллаксы для 15 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана и нашли, что 8 из

этих 15 кандидатов являются членами ОЗ (W96-05, W96-06, W96-27, W96-32, W96-37, W96-62, W96-71, W96-74), а 7 других — нет (W96-01, W96-07, W96-14, W96-29, W96-54, W96-58, W96-67). Однако, все эти 15 звезд имеют собственные движения очень близкие к среднему собственному движению ОЗ (отклонения от среднего значения для них меньше  $1\sigma$ ), поэтому мы считаем, что все 15 звезд являются возможными членами ОЗ Тельца–Возничего. Следует отметить, что собственные движения 10 объектов из нашей выборки, для которых нет надежных данных о светимости, радиусе, массе и возрасте, хорошо согласуются со средним собственным движением ОЗ в пределах  $3\sigma$  (см. табл. 4.1). Исключение составляют только четыре звезды: W96-52, ТАР 50, LkCa 2 и LkCa 11. Причем, три объекта (ТАР 50, LkCa 2 и LkCa 11) имеют настолько значительные собственные движения, что они выходят за пределы рис. 4.1.

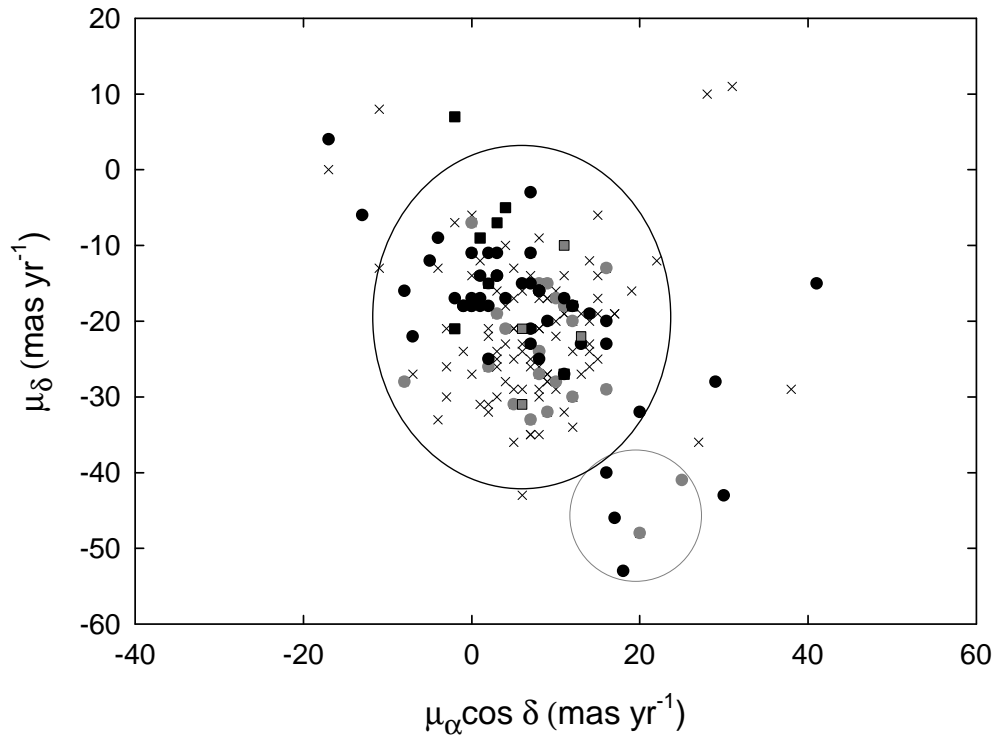


Рис. 4.1. Собственные движения 24 хорошо известных PMS и 49 кандидатов в PMS звезды (серые и черные кружки соответственно). Большой эллипс ограничивает область размером  $3\sigma$  вокруг среднего значения собственных движений 123 признанных членов ОЗ Тельца–Возничего из списка Кениона и др. [197] (крестики). Центр малого серого круга соответствует среднему собственному движению Плеяд. 14 звезд без надежных данных о физических параметрах обозначены серыми (6 PMS) и черными (8 кандидатов в PMS) квадратами.

#### 4.4. Эквивалентная ширина линии лития

На рис. 4.2 представлена зависимость эквивалентной ширины лития от эффективной температуры для объектов нашей выборки и звезд, которые принадлежат скоплению Плеяды. Данные о  $EW(\text{Li})$  для звезд из скопления Плеяды взяты из работы Содерблома и др. [312]. 22 известных PMS и 47 кандидатов в PMS звезды из нашей выборки, для которых удалось найти данные о  $EW(\text{Li})$ , обозначены серыми и черными кружками соответственно. Звезды скопления Плеяды представлены крестиками. Штриховая кривая является верхней огибающей для выборки звезд из Плеяд. Она используется как граница между PMS звездами и звездами ZAMS (возраст  $\sim 100$  млн лет). Если объект нашей выборки расположен выше огибающей штриховой линии, мы считаем, что он является достаточно молодым объектом, с возрастом менее 100 млн лет.

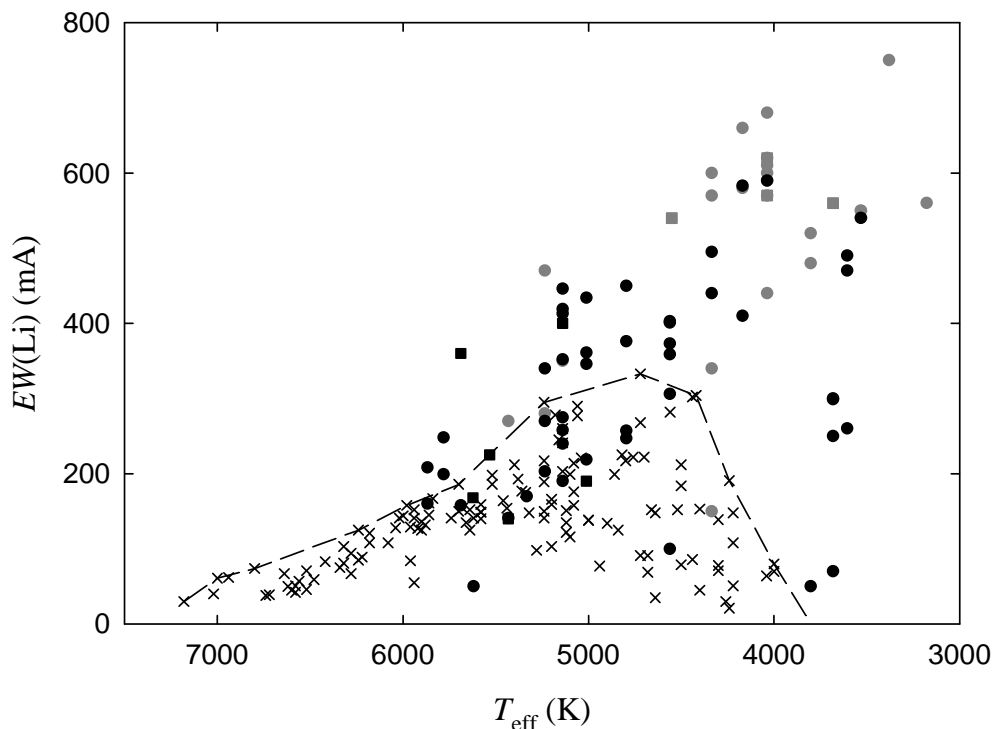


Рис. 4.2.  $EW(\text{Li})$  в сравнении с  $T_{\text{eff}}$  для Плеяд (крестики), 22 хорошо известных PMS (серые кружки) и 47 кандидатов в PMS (черные кружки). 10 объектов без надежных данных о светимости, радиусе, массе и возрасте обозначены серыми (4 PMS) и черными (6 кандидатов в PMS) квадратами. Штриховая кривая - верхняя огибающая для выборки звезд из Плеяд.

Из рисунка видно, что 17 звезд из нашей выборки лежат в той области диаграммы, где расположены звезды Плеяд. Вместе с тем, значительная часть объектов (52 из 69) находится в области молодых PMS звезд. В дополнение к основной группе из 69 звезд, мы отметили еще 10 объектов без надежных данных о светимости, радиусе, массе и возрасте (см. табл. 4.1), для которых известны значения  $EW(Li)$ . Они обозначены серыми (4 PMS звезды) и черными (6 кандидатов в PMS звезды) квадратами. Четыре звезды из этой группы расположены в области относительно старых звезд скопления Плеяды (W96-19, W96-49, W96-50 и W96-61). Кроме того, у двух объектов (LkCa 2 и LkCa 11) линия лития не обнаружена совсем.

## 4.5. Возраст

В предыдущей главе были сделаны оценки возраста звезд выборки с использованием эволюционных треков из работы Сисс и др. [307]. На рис. 4.3 показана гистограмма распределения по возрастам для хорошо известных PMS звезд выборки (рис. 4.3а) и для кандидатов в PMS звезды (рис. 4.3б). Мы исключили из рассмотрения четыре объекта с возрастaми более 70 млн лет (W96-15, W96-39, W96-46 и ТАР 4). Эволюционный статус этих четырех объектов обсуждается в следующем разделе.

Из рисунка видно, что возраст хорошо известных PMS звезд в среднем меньше, чем возраст кандидатов в PMS звезды. Распределение по возрастам для известных PMS достаточно остроконечное, с максимумом около 2 млн лет. Примерно половина известных PMS объектов имеет возраст около 2 млн лет, остальные звезды имеют возраст в диапазоне 4–18 млн лет. Распределение для кандидатов в PMS более широкое с тремя невысокими пиками около 2, 14 и 22 млн лет. В следующем разделе уточняется эволюционный статус звезд выборки с использованием данных о возрасте, эквивалентной ширине линии лития и собственных движениях.

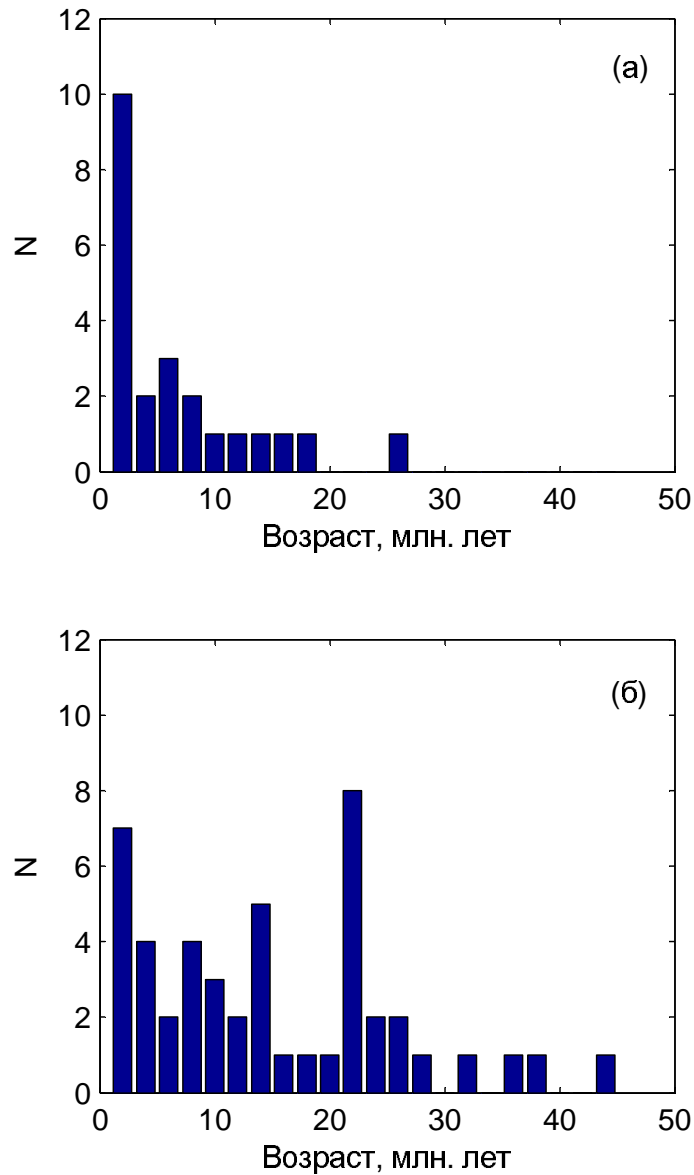


Рис. 4.3. Распределение возрастов для хорошо известных PMS звезд (а) и для кандидатов в PMS объекты из списка Вихмана (б).

#### 4.6. Эволюционный статус кандидатов в PMS звезды

Как было показано в предыдущем разделе, молодые объекты с возрастом 1–10 млн лет имеются как в группе известных PMS звезд, так и в группе кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана. Есть все основания предполагать, что такие молодые объекты являются членами ОЗ Тельца–Возничего. Однако в обеих группах присутствует достаточно много объектов с возрастом 10–20 млн

лет, а в группе кандидатов в PMS звезды есть и более старые объекты с возрастом 20–45 млн лет. Чтобы классифицировать исследуемые объекты и уточнить их эволюционный статус, мы привлекли данные не только о возрасте, но и о собственном движении, эквивалентной ширине линии лития и линии  $H_{\alpha}$ .

В результате анализа имеющихся данных была предложена следующая система классификации. Все объекты выборки с возрастом до 10 млн лет мы классифицируем как кандидаты в WTTS, а объекты с возрастом 11–50 млн лет - как кандидаты в PTTS. Объект имеет очень надежный эволюционный статус WTTS или PTTS если: (1) он демонстрирует достаточно сильную линию лития (расположен на рис. 4.2 выше области, которую занимают члены Плеяд), (2) его линия  $H_{\alpha}$  находится в эмиссии, (3) его собственное движение соответствует собственному движению ОЗ Тельца–Возничего. Мы обозначаем такой объект как “wtts+” или “ptts+”, в зависимости от возраста.

Если один из параметров не удовлетворяет описанным выше требованиям, или для него нет данных, мы считаем, что такой объект имеет достаточно надежный эволюционный статус WTTS или PTTS и обозначаем его как “wtts” или “ptts”, в зависимости от возраста. Если любые два параметра не удовлетворяют описанным выше требованиям, или для них нет данных, мы считаем, что такой объект имеет ненадежный эволюционный статус и обозначаем его как “wtts?” или “ptts?”. Если ни один из параметров, кроме возраста, не удовлетворяет описанным выше требованиям, или нет данных для всех этих параметров, кроме возраста, мы считаем, что такой объект имеет очень ненадежный эволюционный статус и обозначаем его как “wtts??” или “ptts??”.

Прежде чем делать выводы относительно эволюционного статуса кандидатов в PMS звезды из нашей выборки, предложенная схема классификации была проверена на группе хорошо известных PMS звезд нашей выборки. Все 24 хорошо известные PMS звезды входят в каталог Хербига и Белл [170] и были классифицированы как молодые объекты со слабыми эмиссионными линиями (WTTS). Согласно предложенной нами схеме классификации, 15 хорошо



известных PMS объектов являются очень надежными WTTS (“wtts+”) и 2 объекта отмечены как возможные WTTS (“wtts?”). Два объекта классифицированы как очень надежные PTTS (“ptts+”), 2 объекта отмечены как надежные PTTS (“ptts”), один объект является возможным PTTS (“ptts?”), один объект (ТАР 4) относится к Плеядам и один может принадлежать НГП (см. обсуждение ниже).

Таким образом, 15 хорошо известных PMS звезд из нашей выборки являются очень надежными WTTS (“wtts+”) и 2 звезды - очень надежными PTTS (“ptts+”). Если обратиться к наиболее полному списку молодых звезд в ОЗ Тельца–Возничего, опубликованному в работе Кениона и др. [197], то можно отметить, что почти все объекты, которые мы относим к очень надежным WTTS и очень надежным PTTS, присутствуют в этом списке, за исключением только одного объекта, ТАР 41. Другими словами, предложенная здесь схема классификации дает надежные результаты для объектов нашей выборки с известным эволюционным статусом, и мы можем применить эту классификацию к группе кандидатов в PMS звезды из нашей выборки, эволюционный статус которых активно обсуждался в недавних работах (см. введение к этой главе).

Согласно предложенной схеме классификации, 30% (15 из 50) кандидатов в PMS объекты являются надежными WTTS (“wtts+” и “wtts”) и 32% (16 из 50) кандидатов в PMS объекты являются надежными PTTS (“ptts+” и “ptts”). Остальные 38% (19 из 50) имеют ненадежный эволюционный статус. Таким образом, можно утверждать, что 62% кандидатов в PMS объекты из списка Вихмана являются надежными PMS звездами (WTTS и PTTS) с возрастом 1–40 млн лет, которые с высокой степенью вероятности могут быть членами ОЗ Тельца–Возничего. В общем, наши выводы согласуются с выводами Вихмана и др. [355] за некоторыми исключениями. Так, среди 29 общих звезд, обозначенных Вихманом и др. [355] как PMS, мы классифицировали 28 объектов как надежные WTTS и PTTS. Противоречивую классификацию имеет только один объект – W96-15. В отличие от Вихмана и др. [355], мы считаем, что он принадлежит НГП. Похожие выводы можно сделать и о тех объектах, которые были

классифицированы как звезды со спорным эволюционным статусом. Так, среди 15 общих звезд, которые обозначены Вихманом и др. [355] как объекты ZAMS, мы классифицировали 12 звезд как ненадежные WTTS и PTTS. Противоречивую классификацию имеют только три объекта: W96-07, W96-29 и W96-54. В отличие от Вихмана и др. [355], мы классифицировали эти три звезды как надежные WTTS. Наша классификация этих трех звезд согласуется с классификацией Мартина и Магатцу [234] и Берту и Женова [24].

Результаты предложенной классификации исследуемых объектов представлены в табл. 4.3. Несколько объектов не попадают в рамки предложенной схемы из-за большого возраста ( $>70$  млн лет). Речь идет о W96-15, W96-39, W96-46, ТАР 4 и ТАР 49. Возраст первых трех объектов близок к 100 млн лет. Без всяких сомнений они принадлежат к звездам НГП. Мы обозначили их статус как „НГП“. ТАР 4 имеет собственное движение и возраст как у звезд из скопления Плеяды. Кроме того, эта звезда расположена в пространстве близко к Плеядам и характеризуется очень быстрым вращением ( $P=0.482$  сут.). Мы обозначили ее эволюционный статус как „Плеяды“. Последняя звезда из этой группы, ТАР 49, хоть и имеет собственное движение согласующееся с собственным движением ОЗ Тельца–Возничего и абсорбционную линию лития, тем не менее у нее наблюдается линия  $H_{\alpha}$  в абсорбции и она имеет очень большой возраст. Не исключено, что этот объект классифицирован нами неправильно из-за ошибки в расстоянии.

Подобную классификацию мы предприняли и для звезд с ненадежными физическими параметрами из таб. 3.5. Литературные данные о их собственных движениях, эквивалентных ширинах линии лития и  $H_{\alpha}$  можно найти в таблице 4.1. Результаты классификации этих объектов представлены в таблице 4.4. Несмотря на то, что почти половина звезд имеет ненадежный эволюционный статус (10 из 16), шесть объектов можно классифицировать достаточно уверенно как 5 WTTS и 1 PTTS.

Подводя итоги, можно утверждать, что среди звезд нашей выборки есть

Таблица 4.3. Эволюционный статус звезд основной выборки

W96	с.д.	Li	H $\alpha$	$t$ , млн л.	статус	W96/имя	с.д.	Li	H $\alpha$	$t$ , млн л.	статус
01	+	-	-	7.24	wttts?	60	+	-	-	43.90	ptts?
02	+	+	+	14.60	ptts+	62	+	+	+	22.00	ptts+
03	+	-	-	28.40	ptts?	63	+	+	+	3.13	wttts+
04	+	+	-	10.50	ptts	64	+	-	+	21.20	ptts
05	+	+	-	14.40	ptts	66	+	-	-	14.20	ptts?
06	+	+	-	21.20	ptts	67	+	-	-	13.00	ptts?
07	+	+	+	1.96	wttts+	68	+	-	-	10.20	ptts?
08	Плеяды	-	+	23.50	ptts?	70	+	+	+	6.00	wttts+
10	+	+	-	14.60	ptts	71	+	+	-	25.40	ptts
11	+	+	+	3.27	wttts+	73	+	+	-	7.24	wttts
12	-	+	+	2.45	wttts	74	+	+	+	20.10	ptts+
13	+	+	+	11.00	ptts+	75	+	+	-	8.23	wttts
14	+	-	-	23.40	ptts?	76	+	+	+	16.40	ptts+
15	Плеяды	-	-	100	НГП	Anon 1	+	+	+	0.81	wttts+
18	+	-	-	22.40	ptts?	TAP 31	+	-	-	7.23	wttts?
23	+	+	+	37.95	ptts+	LkCa 1	+	+	+	0.37	wttts+
27	+	+	-	22.70	ptts	LkCa 4	+	+	+	2.50	wttts+
29	+	+	-	7.01	wttts	LkCa 5	+	+	+	2.26	wttts+
30	+	-	-	14.60	ptts?	LkCa 7	+	+	+	2.70	wttts+
31	-	-	-	18.70	ptts??	LkCa 14	+	+	+	7.00	wttts+
32	+	-	-	22.40	ptts?	LkCa 16	+	+	+	1.81	wttts+
36	+	-	-	21.40	ptts?	LkCa 19	+	+	+	12.80	ptts+
37	+	+	+	2.38	wttts+	LkCa 21	+	+	+	1.40	wttts+
39	-	-	-	100	НГП	TAP 4	Плеяды	+	+	73.00	Плеяды
40	+	+	+	2.02	wttts+	TAP 9	Плеяды	+	+	16.60	ptts
41	+	+	-	23.0	ptts	TAP 26	+	+	+	18.60	ptts+
44	+	+	-	32.30	ptts	TAP 35	+	-	-	14.50	ptts?
45	+	+	+	5.66	wttts+	TAP 40	+	-	+	26.20	ptts
46	+	+	+	>100	НГП	TAP 41	+	+	+	8.14	wttts+
47	+	+	+	11.60	ptts+	TAP 45	+	+	+	10.00	wttts+
48	Плеяды	+	+	4.91	wttts	TAP 49	+	+	-	100.0	НГП
53	-	+	-	1.44	wttts?	TAP 50	-	-	+	8.70	wttts?
54	+	-	+	3.83	wttts	TAP 57	+	+	+	2.43	wttts+
56	-	+	+	2.49	wttts	V819 Tau	+	+	+	3.30	wttts+
57	+	-	-	35.20	ptts?	V827 Tau	+	+	+	2.50	wttts+
58	+	-	-	25.10	ptts?	V830 Tau	+	+	+	3.13	wttts+
59	+	+	+	2.60	wttts+	VY Tau	+	+	+	5.10	wttts+

56 PMS звезд с надежным эволюционным статусом (35 WTTS и 21 PTTS). Для 41 объекта из этой группы известны периоды осевого вращения. Вместе с тем, имеется 29 звезд с ненадежным эволюционным статусом, за исключением трех объектов НГП и одного объекта из Плеяд. Вихман и др. [355] предположили, что объекты с ненадежным эволюционным статусом могут представлять популяцию

более старых звезд Пояса Гурда.

Таблица 4.4. Эволюционный статус звезд с ненадежными физическими параметрами

W96	с.д.	Li	H $\alpha$	$t$ , млн л.	статус	W96/имя	с.д.	Li	H $\alpha$	$t$ , млн л.	статус
19	+	-	-	$\sim 100$	ptts?	61		-	-	$\sim 100$	ГП?
28	+	+	-	$\sim 28$	ptts	65			-	$\sim 100$	ГП?
38	+		-	$\sim 100$	ptts?	LkCa 2	-	-	+	$\sim 38$	ptts?
49	+	-	-	$\sim 100$	ptts?	LkCa 3	+	+	+	$\sim 1.3$	wttst+
50	+	-	-	$\sim 20$	ptts?	LkCa 11	-	-	+	$\sim 20$	ptts?
51	+		-	$\sim 100$	ptts?	V410 Tau	+	+	+	$\sim 1.6$	wttst+
52	-		-	$\sim 15$	ptts??	V826 Tau	+	+	+	$\sim 0.70$	wttst+
55	+	+	-	$\sim 8$	wttst	V836 Tau	+	+	+	$\sim 3.2$	wttst+

Тем не менее, автор диссертации отмечает в работе [376], что многие свойства звезд, которые не имеют надежного эволюционного статуса в рамках предложенной схемы классификации, очень схожи со свойствами PMS звезд с надежным эволюционным статусом. Большинство звезд с ненадежным эволюционным статусом расположены в направлении на ОЗ Тельца–Возничего, их собственные движения соответствуют собственным движениям признанных членов этой ОЗ. Все эти звезды были обнаружены благодаря своей повышенной рентгеновской светимости (см. табл. 4.1 и 4.2), которая свидетельствует о наличии активности солнечного типа. Полтора десятка звезд с ненадежным эволюционным статусом демонстрируют явление пятенной вращательной модуляции, так же как и четыре десятка звезд из группы надежных членов ОЗ Тельца–Возничего. Используя известные периоды вращения и данные фотометрии, мы оценили среднее расстояние до этих 15 звезд с использованием методики, описанной в работе [375]. Оно составляет  $110 \pm 33$  пс и неплохо согласуется со средним расстоянием до ОЗ Тельца–Возничего ( $\simeq 140$  пс). Все эти обстоятельства позволяют рассматривать две подгруппы звезд (с надежным и ненадежным эволюционным статусом) как одну объединенную группу из семи десятков достаточно молодых (с возрастом от 1 до 45 млн лет) магнитно-активных звезд, которые не достигли ГП и расположены в направлении на ОЗ Тельца–Возничего. В следующем разделе

анализируется возможная связь между периодом вращения, массой и возрастом этих магнитно-активных PMS звезд.

## 4.7. Период вращения, масса и возраст WTTS и PTTS

Поскольку магнитно-активные звезды в направлении на ОЗ Тельца–Возничего имеют различные массы, интересно исследовать возможную связь между периодом вращения и массой. Данные о периодах вращения, массах и возрастах приведены в таблицах 2.1, 2.2, 3.3, 3.4 и 3.5. Анализировались объекты с возрастом не старше 40 млн лет и расстояние до которых  $\simeq 140$  пс. Выборка звезд с известными периодами вращения была разделена на четыре подгруппы в зависимости от массы. При этом соблюдалось условие того, чтобы во всех подгруппах было примерно одинаковое количество объектов. На рис. 4.4 представлены гистограммы распределения по периодам вращения для каждой подгруппы звезд отдельно. Из рисунка видно, что звезды с наименьшими массами ( $0.24 < M < 0.8M_{\odot}$ ) демонстрируют периоды вращения во всем диапазоне обнаруженных периодов. Звезды второй подгруппы ( $0.8 < M < 1.0M_{\odot}$ ) имеют преимущественно короткие периоды вращения, не более 4 суток. Только три звезды из этой подгруппы показывают периоды в диапазоне от 4 до 10 суток. В третьей подгруппе ( $1.0 < M < 1.2M_{\odot}$ ) имеется только одна звезда с периодом больше 4 суток. Наконец, относительно массивные звезды ( $1.2 < M < 1.9M_{\odot}$ ) демонстрируют только короткие периоды вращения, не более 3 суток. Таким образом, звезды с короткими периодами вращения присутствуют во всех четырех подгруппах независимо от массы. Напротив, количество звезд с длинными периодами вращения ( $P_{rot} > 4$  суток) заметно уменьшается по мере увеличения массы объектов. По этой причине, более массивные PMS звезды из нашей выборки вращаются в среднем быстрее, чем менее массивные. Средние значения периодов вращения для четырех подгрупп по мере увеличения массы следующие: 4.13, 3.06, 2.16 и 1.97 суток соответственно.

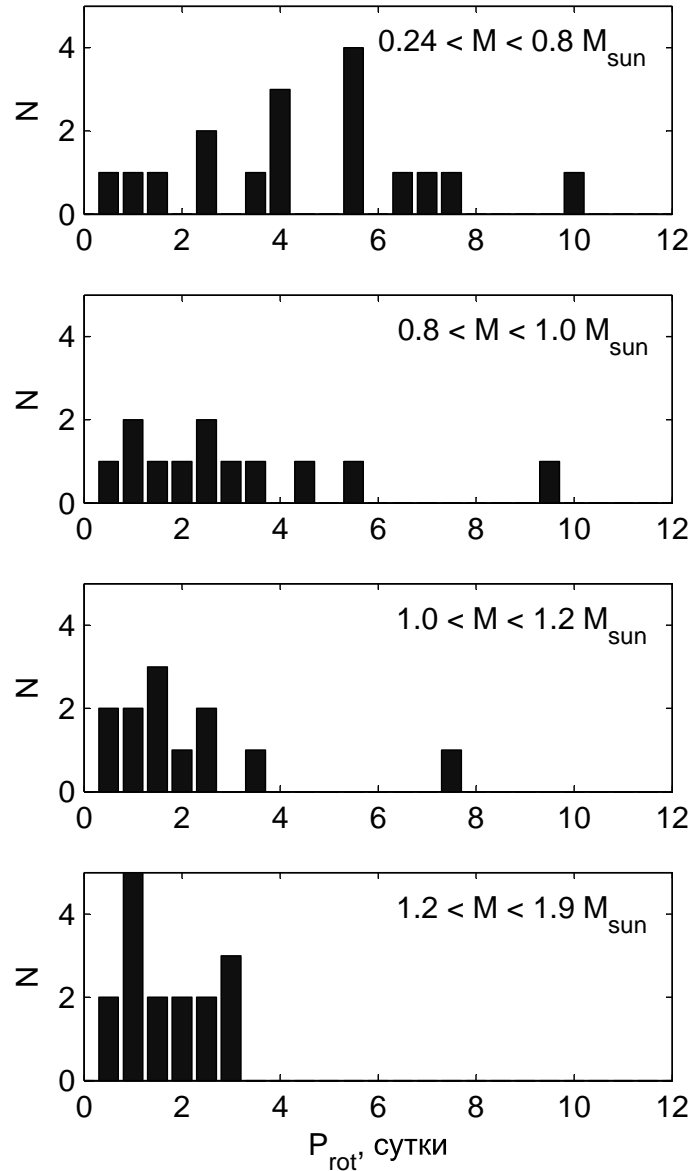


Рис. 4.4. Гистограммы распределения периодов вращения для четырех различных по массе подгрупп PMS звезд.

На рис. 4.5 представлены гистограммы распределения периодов вращения для двух различных по возрасту подгрупп магнитно-активных звезд: для 28 WTTS ( $t < 10$  млн лет) и для 28 PTTS ( $t > 10$  млн лет). Из рисунка видно, что более молодые PMS звезды (WTTS) имеют как короткие периоды вращения ( $P < 6$  суток), так и длинные периоды, в диапазоне от 6 до 10 суток. Напротив, более старые PMS звезды (PTTS) с возрастом более 10 млн лет демонстрируют только короткие периоды вращения. Другими словами, относительно старые

PMS звезды с возрастом более 10 млн лет вращаются быстрее, чем самые молодые звезды с возрастом менее 10 млн лет. Этот результат находится в хорошем согласии с теоретическими моделями, которые предсказывают увеличение скорости вращения (уменьшение периода вращения) при движении PMS звезд к НПП. В следующем разделе подробно обсуждается эволюция углового момента вращения магнитно-активных звезд нашей выборки.

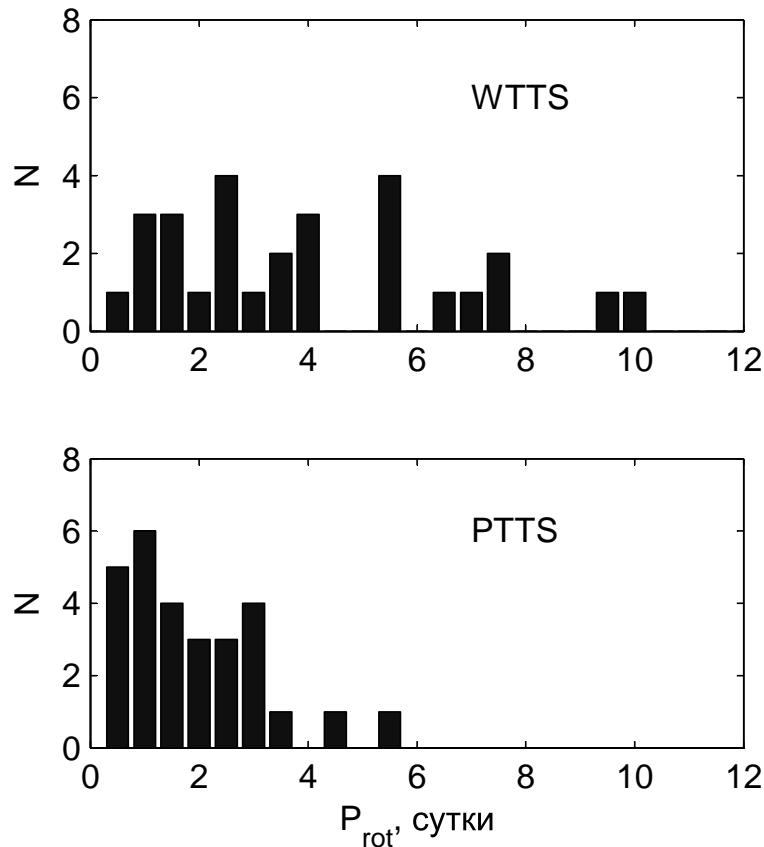


Рис. 4.5. Распределение периодов вращения для 28 WTTS ( $t < 10$  млн лет) и для 28 PTTS ( $t > 10$  млн лет).

#### 4.8. Эволюция углового момента вращения

Ускорение вращения звезд солнечного типа на PMS радиационных треках, как считается, происходит в результате уменьшения момента инерции. Как только стадия PMS заканчивается, момент инерции в дальнейшем практически не меняется, и замагниченный ветер тормозит звезду во время ее эволюции на ГП.

В течение первых 5-10 млн лет эволюции основной причиной потери углового момента PMS звезд считается взаимодействие между звездой и протопланетным диском. Точный механизм, ответственный за потерю углового момента, все еще активно обсуждается. В настоящее время рассматриваются два наиболее вероятных механизма: отвод углового момента за счет звездного ветра (см., например, [238]) и активное взаимодействие между магнитным полем звезды и ионизованным газом во внутренних областях протопланетного диска (см., например, [205]; [61]).

Для эффективного тестирования тех или иных моделей эволюции углового момента предпочтительнее использовать периоды вращения, чем скорости вращения на экваторе. Поскольку периоды вращения измеряются непосредственно, то они точнее, чем скорости вращения, на которые влияет эффект проекции.

Помимо периодов вращения звезд нашей выборки, мы использовали данные о периодах вращения для карликов солнечного типа (с массами 0.9-1.1  $M_{\odot}$ ) в скоплениях IC 2602 (возраст 30 млн лет), Альфа Персея (50 млн лет), Плеяды (100 млн лет) и Гиады (700 млн лет) из работы [272]. Зависимость периода вращения от возраста для звезд нашей выборки и для карликов перечисленных выше скоплений представлена на рис. 4.6. Для интерпретации наблюдательных данных была применена простая модель, которую мы уже использовали в нашей работе [39]. Эта модель описывает предполагаемую эволюцию периода вращения звезды солнечной массы при ее эволюции от стадии TTS до возраста Солнца. При вычислении этой модели были сделаны следующие допущения:

- 1) Начальный период вращения 8 суток, как это наблюдается у многих молодых звезд типа Т Тельца.
- 2) Твердотельное вращение звезды ( $d\Omega/dr = 0$ ) в течение PMS и MS эволюции.
- 3) Наличие магнитосферного взаимодействия между звездой и диском: все время, пока звезда окружена диском, она эволюционирует с постоянной угловой скоростью ( $d\Omega/dt = 0$ , т.е.  $V(t) = V_o R(t)/R_o$ ).



4) Эволюция углового момента звезды под воздействием звездного ветра после потери диска: закон торможения  $dJ/dt \propto \Omega^2$  для быстро-вращающихся звезд ( $>8 \text{ км с}^{-1}$ ) и  $dJ/dt \propto \Omega^3$  для медленно-вращающихся звезд ( $\leq 8 \text{ км с}^{-1}$ ).

В настоящее время часто предполагается, что молодые звезды эволюционируют на своих конвективных треках без ускорения вращения в течение всего времени, пока они остаются во взаимодействии с протопланетными дисками. Каждая штриховая кривая, показанная на рис. 4.6, начинается в определенный момент времени PMS эволюции звезды: отправная точка кривой соответствует возрасту, когда магнитосферная связь между диском и звездой прекращается. После этого звезда начинает вращаться свободно, оставаясь под воздействием лишь тормозящего ветра, который уносит некоторую часть углового момента.

Первая штриховая кривая на рис. 4.6 начинается в возрасте 0.4 млн лет. В это время звезда солнечной массы находится чуть ниже так называемой линии рождения, в той области диаграммы ГР, где фактически наблюдаются СТТС (см, например, [198]). Начальные точки остальных штриховых линий, показанных на рис. 4.6, соответствуют возрасту 0.7, 1.0, 1.5, 3.0, 5.0, 10., 30 и 50 млн лет соответственно.

Наблюдается большой разброс периодов вращения для всех возрастов как для WTTS, так и для PTTS. Согласно предложенной модели, этот разброс можно объяснить различным временем активного взаимодействия между звездой и диском. Большинство звезд нашей выборки лежат выше трека, соответствующего возрасту 0.7 млн лет и ниже трека, соответствующего возрасту 10 млн лет. Именно в пределах этого временного интервала происходит активное взаимодействие между звездой и протопланетным диском.

Таким образом, наблюдаемое ускорение вращения от молодых WTTS к PTTS в пределах временной шкалы от 1 до 40 млн лет хорошо объясняется быстрым уменьшением момента инерции, в то время как потери углового момента являются умеренными. Следует отметить, что существуют и другие модели, основанные на совершенно иных идеях, которые также предсказывают ускоре-

ние вращения для звезд на PMS радиационных треках ([312]; [199]; [62]). Эти модели основаны на идее так называемого насыщенного динамо, предполагающего отсутствие активного взаимодействия между ядром и оболочкой, вместо однородного внутреннего вращения.

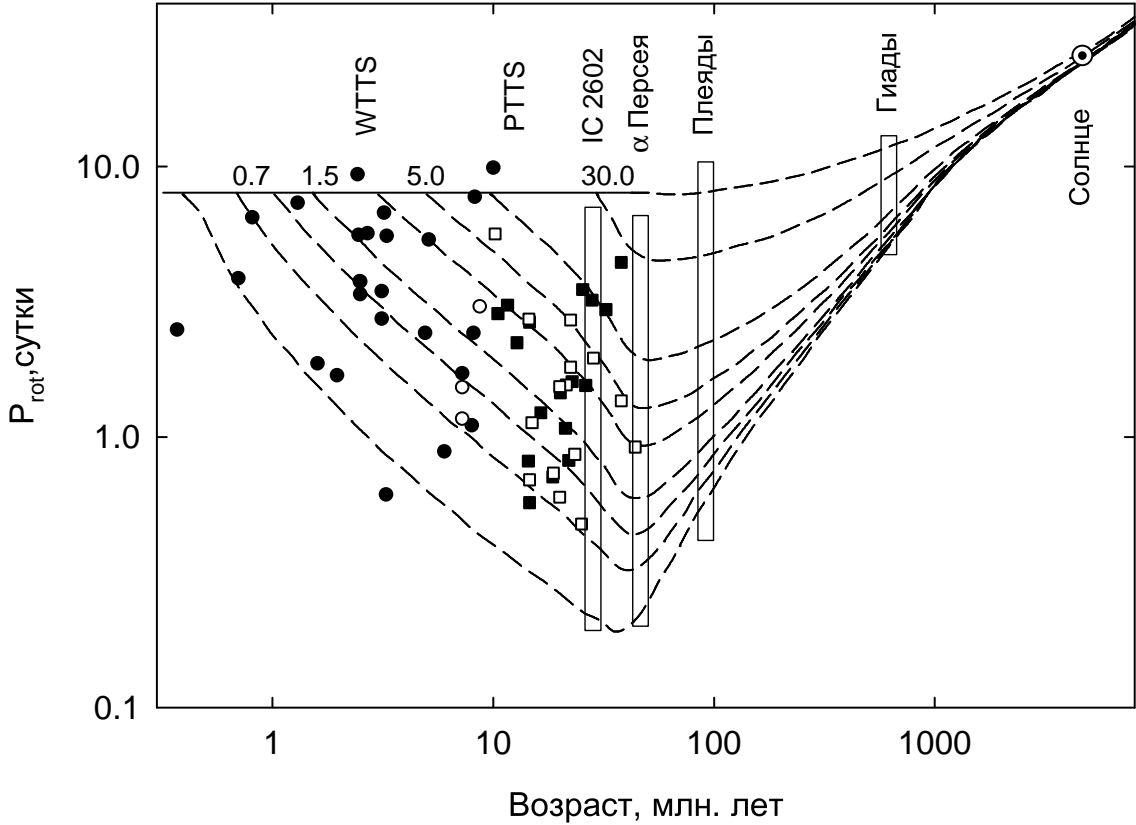


Рис. 4.6. Зависимость периода вращения от возраста. WTTS с надежным и не надежным эволюционным статусом обозначены черными и белыми кружками соответственно. PTTS с надежным и не надежным эволюционным статусом отмечены черными и белыми квадратами соответственно. Светлые прямоугольники - положение карликов скоплений различного возраста. Верхняя непрерывная горизонтальная линия вычислена для звезды, вращающейся с постоянным периодом 8 суток и взаимодействующей с протопланетным диском в течение всей стадии PMS (в течение 50 млн лет). Каждая штриховая линия показывает эволюцию периода вращения звезды в зависимости от того конкретного момента времени, когда теряется магнитосферная связь с диском. Они соответствуют следующим моментам времени: 0.4, 0.7, 1.0, 1.5, 3.0, 5.0, 10., 30 и 50 млн лет.

## 4.9. Эволюционный статус CTTS and WTTS

Основные физические параметры 35 CTTS и 35 WTTS были определены в 3 главе (см. таб. 3.2, 3.3 и 3.4). Выборка WTTS была расширена за счет нескольких новых объектов с надежным эволюционным статусом из списка Вихмана, которые обозначены в таблицах 4.3 и 4.4 символами “wtts+” и “wtts”. Поскольку для определения этих физических параметров использовалась одна и та же база фотометрических данных и применялась одинаковая методика, систематические ошибки в значениях этих параметров должны быть минимальными для двух выборок молодых звезд. Поэтому представляет значительный интерес сравнение параметров и эволюционного статуса CTTS и WTTS из ОЗ Тельца–Возничего.

Хорошо известно, что основное отличие CTTS от WTTS заключается в том, что CTTS имеют аккреционные диски, в то время как WTTS лишены таких дисков, по крайней мере, их внутренних областей. По этой причине WTTS должны вращаться быстрее и быть несколько старше, чем CTTS. Если это предположение верно и WTTS действительно являются более старыми объектами, то их светимости и радиусы должны быть меньше, чем светимости и радиусы CTTS. Чтобы проверить это предположение, мы построили соответствующие гистограммы.

На рис. 4.7 показаны гистограммы распределения светимостей и радиусов как для CTTS (рис. 4.7а и 4.7в), так и для WTTS (рис. 4.7б и 4.7г). И в той и в другой выборке звезд имеется несколько объектов со светимостями  $> 1.5L_{\odot}$ . Если пренебречь этими объектами и подобрать наилучшие Гауссианы для звезд со светимостями в диапазоне от 0.18 до  $1.23L_{\odot}$ , то мы получим, что средняя светимость CTTS ( $0.70L_{\odot} \pm 0.20L_{\odot}$ ) незначительно больше, чем средняя светимость WTTS ( $0.56L_{\odot} \pm 0.27L_{\odot}$ ). Соответственно, для подавляющего большинства объектов с радиусами в диапазоне от 1 до  $2.5R_{\odot}$  мы получаем, что средний радиус CTTS ( $1.83R_{\odot} \pm 0.29R_{\odot}$ ) немного больше среднего радиуса

WTTS ( $1.59R_{\odot} \pm 0.30R_{\odot}$ ).

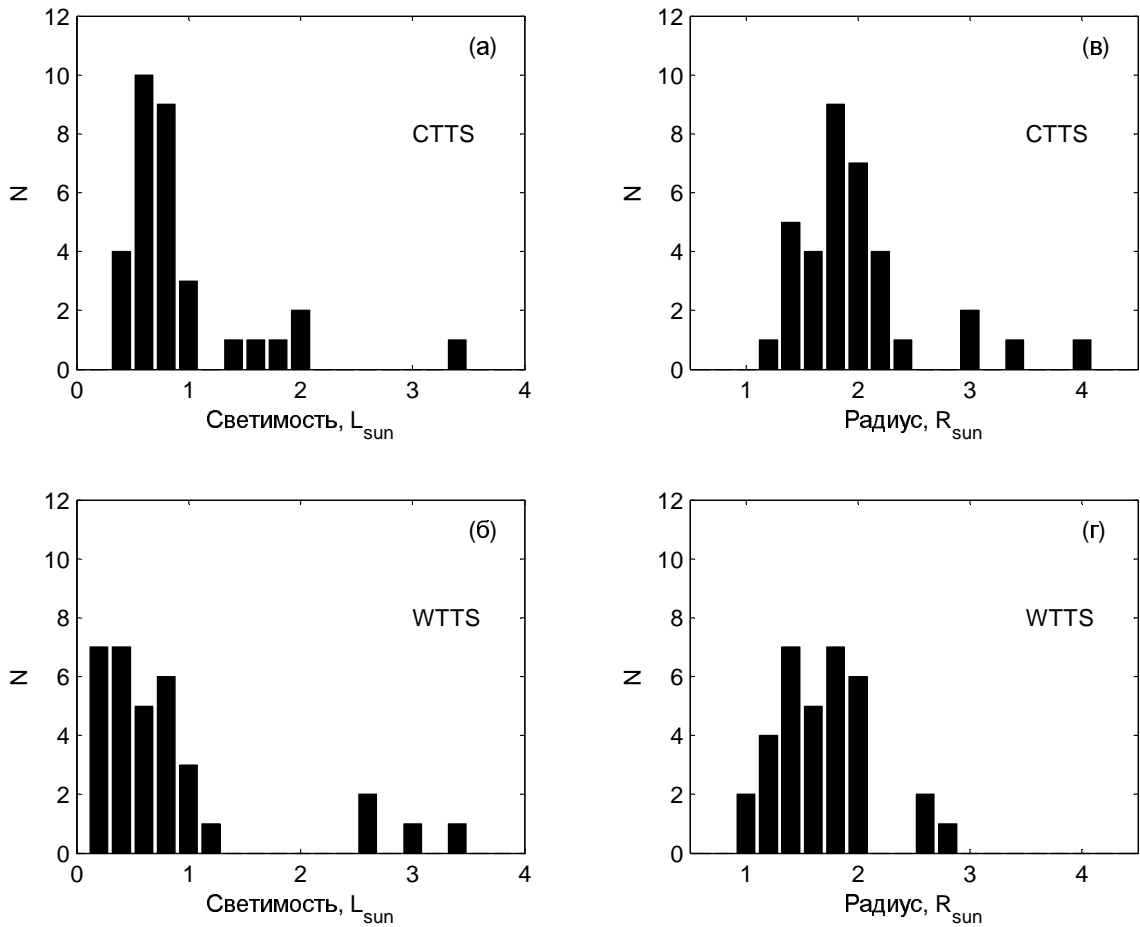


Рис. 4.7. Распределение светимостей (а, б) и радиусов (в, г) CTTS и WTTS.

Гистограммы распределения возрастов и масс для CTTS и WTTS представлены на рис. 4.8. Из рисунка следует, что распределения по возрастам и массам для обеих подгрупп имеют сложную форму, и их нельзя классифицировать как простые унимодальные (в этом случае они должны были бы иметь один ярко выраженный пик), или как однородные (в этом случае гистограммы содержали бы в каждом интервале примерно равное количество значений). Гистограммы распределения возрастов и масс, представленные на рис. 4.8, по своей форме ближе всего к бимодальным. К сожалению, мы не можем ничего сказать о достоверности бимодальной формы распределений по малой выборке данных (35 CTTS и 35 WTTS). Достоверность определения формы или вида сложного распределения, в том числе и бимодального, требует существенно

большого объема исходных данных: от 400 до 2000 значений (см., например, [383]). Тем не менее, анализ рис. 4.8а,б показывает, что распределение по возрастам имеет бимодальную структуру для обеих подгрупп: молодые звезды с возрастом 1–4 млн лет и объекты с возрастом 5–10 млн лет.

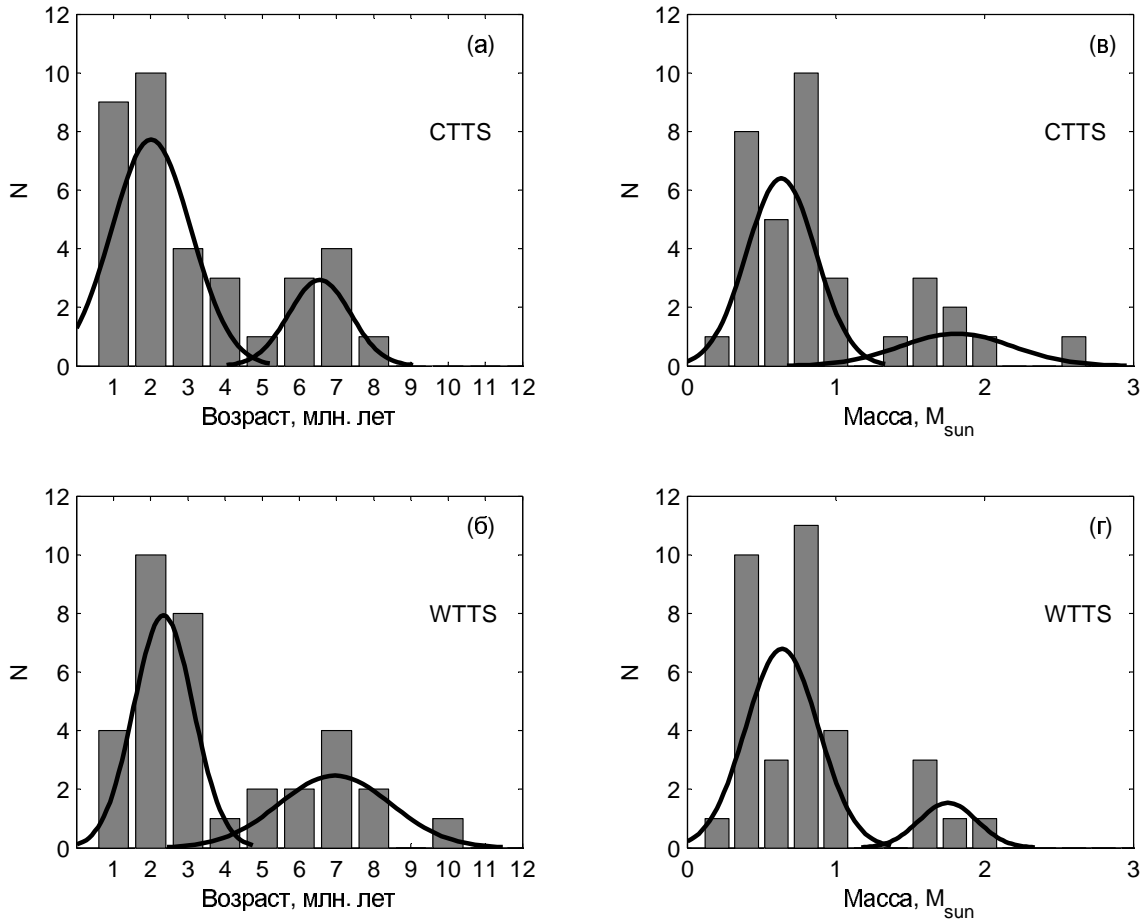


Рис. 4.8. Распределение возрастов (а, б) и масс (в, г) CTTS и WTTS. Описание в тексте.

Приближение с использованием двух Гауссиан дает два максимальных значения около  $1.9 \pm 0.9$  и  $6.1 \pm 1.3$  млн лет для CTTS и  $2.3 \pm 0.8$  и  $7.0 \pm 1.5$  млн лет для WTTS. Таким образом, средний возраст более старой подгруппы CTTS на 0.9 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS. При этом средний возраст более молодой подгруппы CTTS на 0.4 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS. Поскольку различие средних возрастов более молодых подгрупп CTTS и WTTS меньше величины относительной ошибки определения возраста (см. предыдущий раздел), мы оце-

нили достоверность этого различия на основе  $t$ -критерия Стьюдента. А именно, достоверность вычислялась по доверительному интервалу и по величине наименьшей существенной разности (НСР). Оба метода показали, что различие средних возрастов более молодых подгрупп CTTS и WTTS статистически не существенно при 90% уровне доверия.

Вполне возможно, что бимодальный характер распределения по возрастам обусловлен эффектами селекции наших данных. Необходимо проанализировать более представительную выборку WTTS и CTTS. Если распределение по возрастам носит действительно бимодальный характер, появятся основания утверждать, что процесс звездообразования в ОЗ Тельца–Возничего был скорее циклическим, чем непрерывным.

Приближение с использованием двух Гауссиан для распределения CTTS и WTTS по массам позволяет выделить две подгруппы: подгруппу звезд с массами 0.2–1.1  $M_{\odot}$  и подгруппу звезд с массами 1.4–2.6  $M_{\odot}$  (см. рис. 4.8в,г соответственно). Средние массы этих двух подгрупп  $0.63 \pm 0.23$  и  $1.81 \pm 0.38 M_{\odot}$  в случае CTTS и  $0.64 \pm 0.23$  и  $1.75 \pm 0.19 M_{\odot}$  в случае WTTS. Можно утверждать, что распределения по массам для CTTS и WTTS практически совпадают.

Выше было отмечено, что мы не можем определить достоверность бимодальной формы распределения по возрасту и массе ввиду ограниченного объема выборки. Тем не менее, наши данные о распределении по массам находятся в соответствии с результатами исследований начальной функции масс (НФМ) в ОЗ Тельца–Возничего. В отличие от других хорошо изученных областей звездообразования, НФМ для ОЗ Тельца–Возничего имеет необычный избыток звезд с массами 0.6–0.8  $M_{\odot}$  и явный дефицит объектов с массами заметно большими, чем 1  $M_{\odot}$  (см., например, [228]). Недавние гидродинамические моделирования показали, что своеобразная форма НФМ может быть прямым следствием необычных свойств первичных ядер, из которых формировались небольшие группы протозвезд в ОЗ Тельца–Возничего ([121]). Примерно 50% молодых звезд, сформированных в первичном ядре, изгоняются из него и фор-

мируют широкую популяцию мало–массивных звезд и коричневых карликов с плоской НФМ. Остальные объекты образуют кратные системы в пределах первоначальных ядер, постепенно накапливают вещество и образуют популяцию звезд промежуточных масс, НФМ которых имеет пик около  $0.6\text{--}0.8 M_{\odot}$ .

Чтобы сравнить вращение CTTS и WTTS, мы отобрали объекты с известными периодами вращения (Артеменко и др. [369]; Гранкин [375]) с возрастом  $< 4$  млн лет и с массами, лежащими в диапазоне  $0.2\text{--}1.1 M_{\odot}$ . В результате выборка CTTS содержит 17 объектов, а выборка WTTS – 15 объектов. Распределение периодов вращения CTTS и WTTS представлено на рис. 4.9а,б соответственно. Из рисунка следует, что большая часть CTTS (12 из 17) имеет периоды вращения в диапазоне от 5.5 до 8.1 суток, три объекта вращаются с периодами 3.2–4.6 суток, и только две звезды имеют периоды больше 10 суток. Напротив, среди WTTS есть только 4 объекта с периодами в диапазоне от 5.5 до 8.1 суток, и 60% звезд имеют периоды вращения в диапазоне от 0.6 до 3.8 суток. Статистический анализ показал, что средние значения периодов вращения CTTS и WTTS составляют  $6.98 \pm 2.73$  и  $4.31 \pm 2.56$  суток соответственно. Величины 95%-х доверительных интервалов для этих средних значений совпадают и равны 1.3 суток.

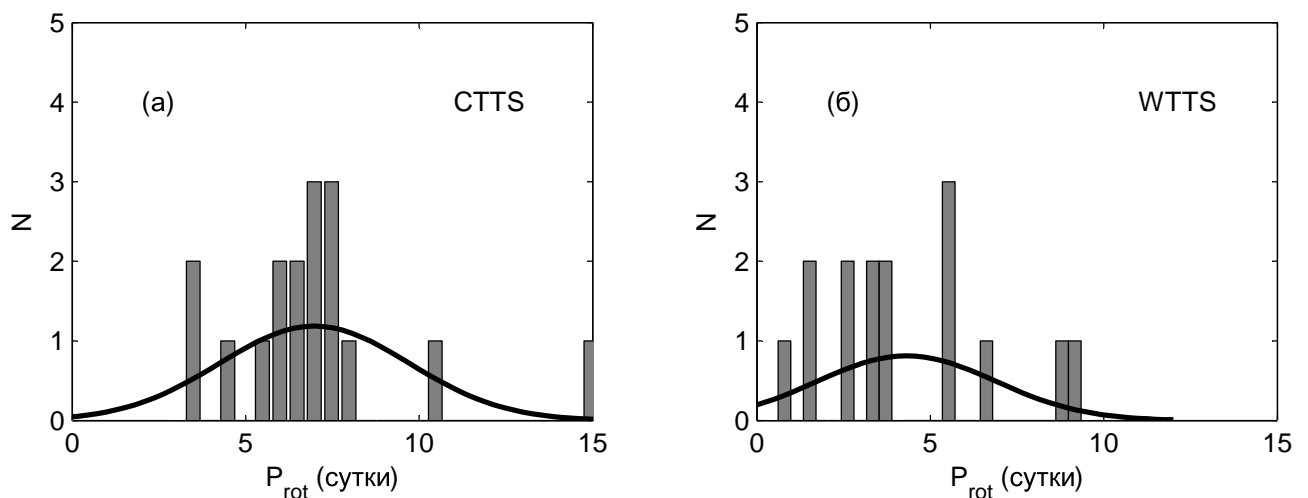


Рис. 4.9. Распределение периодов вращения CTTS (а) и WTTS (б). Описание в тексте.

Наша оценка среднего возраста более молодой и многочисленной подгруп-

пы WTTS (2.3 млн лет) очень хорошо согласуется с моментом прекращения фазы дисковой аккреции (2.3 млн лет), приведенным в работе Феделе и др. [92]. Авторы этого исследования выполнили оптический спектроскопический обзор представительной выборки звезд малых масс (K0–M5) из семи молодых звездных скоплений (с возрастом от 2 до 30 млн лет) и показали, что фаза дисковой аккреции прекращается у подавляющего большинства исследованных звезд в возрасте 2.3 млн лет. Этот результат находится в хорошем соответствии с современными представлениями об эволюционном статусе WTTS, потерявших свои изначальные диски в результате аккреции и формирования планетных систем.

Кроме того, средний возраст более молодой и многочисленной подгруппы CTTS (1.9 млн лет) на 0.4 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS в ОЗ Тельца–Возничего. Поскольку все CTTS из нашей выборки демонстрируют признаки наличия аккреционных дисков, в то время как WTTS потеряли свои диски, следует сделать вывод о том, что рассеивание аккреционных дисков в ОЗ Тельца–Возничего происходит в течение достаточно короткого интервала времени  $\sim 0.4$  млн лет. Этот результат хорошо согласуется с предыдущими исследованиями времени диссипации протопланетных дисков, которые показали, что шкала времени рассеивания изначального диска, отсчитываемая от момента прекращения процесса аккреции, не превышает 0.5 млн лет (например, [309]; [358]; [53]). Модели дисковой эволюции, комбинирующие вязкую аккрецию с фотоиспарением, успешно воспроизводят достаточно длинную шкалу жизни изначального диска и короткую шкалу времени диссипации диска после прекращения аккреции (например, [3]; [4]). Более подробное обсуждение эволюции протопланетного диска и проблемы “двух временных шкал” можно найти в обзоре Уильямса и Сиезы [357].

Сравнение периодов вращения WTTS и CTTS показало, что CTTS вращаются в среднем медленнее (6.98 суток), чем WTTS (4.31 суток). Этот результат находится в согласии с теоретическими моделями, которые предсказывают уменьшение периода вращения PMS звезд при движении к НПП. Предыдущие



исследования эволюции углового момента вращения PMS звезд в ОЗ Тельца–Возничего показали, что большинство объектов прекратили активное взаимодействие со своими дисками на временном интервале от 0.7 до 10 млн лет. После диссипации диска наблюдается ускорение вращения за счет быстрого уменьшения момента инерции (см., например, [376]). Поскольку CTTS продолжают активно взаимодействовать со своими аккреционными дисками, они эволюционируют с почти постоянной угловой скоростью, и их периоды вращения группируются в узком диапазоне от 5.5 до 8.1 суток. Напротив, WTTS потеряли свои диски и вращаются свободно, оставаясь под воздействием лишь тормозящего ветра, который уносит некоторую часть углового момента. Поэтому WTTS вращаются быстрее, и многие из них имеют периоды вращения в диапазоне от 0.6 до 3.8 суток.

#### 4.10. Выводы к четвертой главе

Согласно предложенной нами схеме классификации, среди 30 хорошо известных PMS звезд из нашей выборки (которые обозначались в предыдущих главах как WTTS) 23 объекта (19 WTTS и 4 PTTS) являются надежными членами ОЗ Тельца–Возничего, 5 объектов не имеют надежного эволюционного статуса, один объект принадлежит Плеядам и еще один объект классифицирован как звезда НГП.

Анализ эволюционного статуса 50 кандидатов в PMS звезды из списка Вихмана показал, что 30% этих объектов ( $t < 10$  млн лет) являются надежными WTTS и 32% звезд ( $t \sim 10\text{--}45$  млн лет) принадлежат к надежным PTTS. Остальные 32% звезд имеют ненадежный эволюционный статус. Три объекта из списка Вихмана с возрастом  $\sim 100$  млн лет классифицированы как звезды НГП.

Исследована возможная связь между периодом вращения, массой и возрастом для 57 звезд выборки с известными периодами вращения, с возрастом не старше 45 млн лет, находящихся на расстоянии  $\sim 140$  пс и независимо от

надежности или ненадежности их эволюционного статуса. Показано, что более массивные звезды выборки вращаются в среднем быстрее, по сравнению с менее массивными. Относительно старые PMS звезды (PTTS,  $t > 10$  млн лет) вращаются в среднем быстрее, чем более молодые PMS звезды (WTTS,  $t < 10$  млн лет).

Исследована эволюция углового момента вращения 57 PMS звезд в ОЗ Тельца–Возничего. Показано, что распределение звезд на диаграмме период вращения – возраст можно объяснить различным временем активного взаимодействия между звездой и диском. Большинство звезд выборки прекращают активное взаимодействие со своими дисками на временном интервале от 0.7 до 10 млн лет. Наблюдаемое ускорение вращения от самых молодых WTTS к самым старым PTTS в пределах временной шкалы от 1 до 40 млн лет хорошо объясняется быстрым уменьшением момента инерции, в то время как потери углового момента остаются умеренными.

Показано, что распределения CTTS и WTTS по массам практически совпадают и носят бимодальный характер с двумя явными пиками вблизи  $0.6$  и  $1.8 M_{\odot}$ . Согласно с этим бимодальным распределением среди WTTS и CTTS выделены две группы объектов: звезды малых масс ( $0.2$ – $1.1 M_{\odot}$ ) и звезды промежуточных масс ( $1.4$ – $2.6 M_{\odot}$ ). Показано, что маломассивные CTTS имеют в среднем бóльшую светимость и бóльший радиус по сравнению с маломассивными WTTS. Кроме того, маломассивные CTTS вращаются в среднем медленнее ( $\langle P_{rot} \rangle = 6.98$  суток), чем маломассивные WTTS ( $\langle P_{rot} \rangle = 4.31$  суток).

Анализ распределения звезд по возрастам показал, что CTTS и WTTS демонстрируют одинаковое бимодальное распределение. Средний возраст более старой подгруппы CTTS (6.1 млн лет) на 0.9 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS (7.0 млн лет), в то время как средний возраст более молодой и представительной подгруппы CTTS (1.9 млн лет) на 0.4 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS (2.3 млн лет).

Средний возраст более молодой подгруппы WTTS из нашей выборки (2.3 млн лет) практически совпадает со средней длительностью фазы дисковой аккреции (2.3 млн лет), определенной из анализа представительной выборки маломассивных звезд в семи молодых звездных скоплениях. Этот результат находится в соответствии с современными представлениями об эволюционном статусе WTTS, которые потеряли свои изначальные диски в результате аккреции и формирования планетных систем.

Показано, что время рассеивания протопланетных дисков среди популяции самых молодых PMS звезд в этой ОЗ, отсчитываемое с момента прекращения процесса аккреции, может быть очень коротким, около 0.4 млн лет, что хорошо согласуется с предыдущими оценками времени диссипации протопланетных дисков и результатами моделирования эволюции газопылевых дисков.

## Глава 5

**Активность и вращение WTTS и PTTS**

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором без соавторов, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 19, 20 и 21 (в списке публикаций по теме диссертации).*

**5.1. Введение**

В предыдущей главе обсуждался эволюционный статус и некоторые свойства семи десятков магнитно-активных PMS звезд (WTTS и PTTS) в направлении на ОЗ Тельца–Возничего. Все объекты выборки характеризуются отсутствием избытков излучения в оптической и близкой ИК-области и, как считается, лишены аккреционных дисков или, как минимум, их центральных областей. Кроме того, эти объекты демонстрируют повышенную переменную рентгеновскую эмиссию, что является свидетельством существования горячей короны, а значит, и магнитной активности. В связи с этим возникает ключевой вопрос: существует ли аналогия между активностью PMS звезд и активностью Солнца?

На Солнце и на звездах, чья внутренняя структура состоит из радиационного ядра и конвективной оболочки, магнитная активность, по-видимому, производится так называемым механизмом  $\alpha\Omega$ -динамо. Этот механизм действует в тонкой оболочке, лежащей на границе раздела лучистой и конвективной зон, и генерируется взаимодействием между дифференциальным вращением и конвективным движением вещества (см. [299] и ссылки там). Эта гипотеза подтверждается существованием магнитной активности, которая проявляется через холодные фотосферные пятна, хромосферную эмиссию в линиях H и K кальция и линии H $_{\alpha}$ , а также через корональную рентгеновскую эмиссию. В конечном счете, этот тип динамо управляется вращением звезды, благодаря чему наблюдает-

ся сильная корреляция между активностью и вращением для звезд солнечного типа с возрастом  $>100$  млн лет. Эта корреляция была впервые обнаружена Скуманичем [310] и впоследствии подтверждена многочисленными исследованиями (см., например, [263]; [328]; [12]). Корреляция обычно проявляется в линейном увеличении индикаторов активности с увеличением скорости вращения, сопровождаемом насыщением активности при высокой скорости вращения. Однако известно, что многие PMS звезды являются полностью конвективными и, таким образом, не могут в полной мере обеспечить основу для существования динамо солнечного типа. По мере эволюции PMS звезд к главной последовательности (ГП), их скорость вращения сильно меняется, что может приводить к изменению самих механизмов генерации магнитного поля и, как следствие, к изменению свойств магнитной активности и их связи со звездным вращением. Таким образом, исследование взаимосвязи между магнитной активностью и вращением PMS звезд может обеспечить понимание тех фундаментальных изменений в физике звезд, которые происходят в интервале возрастов 1–100 млн лет. В этой главе мы исследуем возможные связи между вращением PMS звезд в ОЗ Тельца–Возничего и различными индикаторами магнитной активности этих звезд.

Природа связи между активностью и вращением может быть сложной, поскольку она зависит от звездного возраста, массы, внутренней структуры и характера взаимодействия с дисками на ранних стадиях эволюции. Чтобы разделить различные процессы, мы начнем с анализа эквивалентной ширины линии  $H_{\alpha}$  как функции температуры или спектрального класса. Следует отметить, что большинство объектов нашей выборки были идентифицированы в рентгеновских обзорах, и выборка может быть смещена к более активным объектам. Поэтому при обсуждении активности мы предпочитаем использовать критерии, основанные на верхнем пределе активности в нашей выборке, а не на более низком пределе, так как последний может быть сильно смещен.

## 5.2. Хромосферная активность

Линия  $H_\alpha$  используется обычно как индикатор хромосферной активности, возникающей из-за фотоионизации и столкновений в горячей хромосфере. На рис. 5.1 показана зависимость  $EW(H_\alpha)$  от эффективной температуры, в нашем случае представленной спектральным классом, для 76 PMS звезд из нашей выборки. Черными и белыми символами обозначены объекты с надежным и ненадежным эволюционным статусом соответственно (подробности см. в главе 4). Объекты, классифицированные как звезды типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями (WTTS) с возрастом  $< 10$  млн лет и как звезды, прошедшие стадию Т Тельца (PTTS) с возрастом  $> 10$  млн лет, отмечены кружками и квадратами соответственно. Из рисунка следует, что  $EW(H_\alpha)$  является очевидной функцией спектрального класса. В то время, как у звезд спектрального класса G линия  $H_\alpha$  находится в абсорбции ( $EW(H_\alpha) \sim 2\text{\AA}$ ), у звезд спектральных классов K1–K4 линия  $H_\alpha$  демонстрирует постепенный переход в состояние эмиссии. Для звезд позднее K5 линия  $H_\alpha$  находится в эмиссии всегда. Разброс значений  $EW(H_\alpha)$  увеличивается, и для звезд спектральных классов M значения  $EW(H_\alpha)$  находятся в диапазоне от 0 до  $-7\text{\AA}$ . Сильное изменение  $EW(H_\alpha)$  со спектральным классом отражает не только изменение хромосферной активности, но и дополнительные эффекты, связанные со снижением уровня континуума при уменьшении звездной светимости и с изменением фотосферного поглощения в линии  $H_\alpha$ , которое равно нулю для M-карликов и увеличивается к более ранним спектральным классам. Комбинированные эффекты понижения уровня континуума и фотосферного поглощения в линии  $H_\alpha$  были оценены из спектральных наблюдений стандартных неактивных звезд в работе Шольца и др. [298]. Линейное приближение  $EW(H_\alpha)$  как функции спектрального класса показано на рис. 5.1 штрихпунктирной линией. Эта линия совпадает с зависимостью  $EW(H_\alpha)$  от спектрального класса для звезд в Гиадах и для звезд поля различных спектральных классов (см. детали в работе [298]). Таким образом,

эта линия является оценкой для чисто фотосферного вклада в  $EW(H_\alpha)$ .

Из рисунка видно, что штрихпунктирная линия является нижней огибающей для звезд нашей выборки: практически все PMS звезды в ОЗ Тельца–Возничего лежат выше этой линии, за исключением шести объектов, которые не показывают измеримую хромосферную активность. Таким образом, большинство звезд выборки являются хромосферно-активными объектами. Максимальный уровень активности быстро увеличивается для звезд спектральных классов K7–M4.

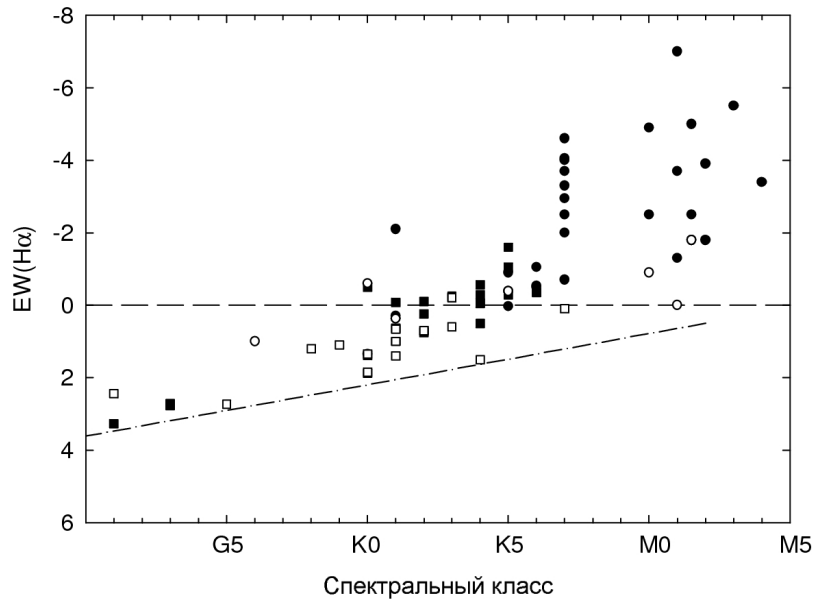


Рис. 5.1. Зависимость  $EW(H_\alpha)$  от спектрального класса. Штрихпунктирная линия показывает верхний предел  $EW(H_\alpha)$  для неактивных звезд поля. Штриховая линия соответствует нулевому уровню для  $EW(H_\alpha)$ . Черными и белыми символами обозначены объекты с надежным и ненадежным эволюционным статусом соответственно. Объекты, классифицированные как WTTS (возраст  $< 10$  млн лет) и как PTTS (возраст  $> 10$  млн лет) отмечены кружками и квадратами соответственно.

### 5.3. Рентгеновская активность

Прежде всего, мы исследовали возможную связь между периодом вращения ( $P_{\text{rot}}$ ) и различными параметрами рентгеновской активности PMS звезд: рентгеновской светимостью ( $L_X$ ), рентгеновским поверхностным потоком ( $F_X$ )

и избытком рентгеновской светимости, который определяется как отношение между рентгеновской и болометрической светимостями ( $L_X/L_{\text{bol}}$ ). Для вычисления этих параметров рентгеновской активности мы использовали данные из предыдущих глав (таб. 4.1 и 4.2). На рис. 5.2 приведены соответствующие графики в логарифмическом масштабе. Из рисунка видно, что между  $P_{\text{rot}}$  и  $L_X$  прослеживается очень слабая корреляция (см. рис. 5.2а). Между периодом вращения и отношением  $L_X/L_{\text{bol}}$  какой-либо корреляции обнаружить не удалось (см. рис. 5.2б). Наиболее значимая корреляция наблюдается между  $P_{\text{rot}}$  и  $F_X$  (см. рис. 5.2в). Тем не менее утверждать, что существует однозначная зависимость между этими параметрами активности PMS звезд и периодом вращения не приходится из-за малых значений коэффициента корреляции.

Мы попытались исследовать возможную корреляцию между рентгеновской активностью PMS звезд и угловым моментом вращения, который является не менее информативной характеристикой звездного вращения. Угловой момент вращения связан с моментом инерции простым соотношением  $J = I\omega$ , где  $I$  – момент инерции, а  $\omega$  – угловая скорость звезды. Угловую скорость звезды легко вычислить, если известен период вращения:  $\omega = 2\pi/P_{\text{rot}}$ . Момент инерции звезды определяется по формуле  $I = M(kR)^2$ , где  $M$  – масса звезды,  $R$  – ее радиус,  $k$  – радиус инерции, зависящий от периода вращения и формы звезды. Таким образом, угловой момент вращения звезды зависит от трех параметров: массы, радиуса и периода вращения. Чтобы уменьшить число неизвестных параметров, можно ввести некий нормированный угловой момент:

$$j = \frac{J}{M} = \frac{I\omega}{M} = \frac{2\pi M(kR)^2}{MP_{\text{rot}}} = 2\pi k^2 \frac{R^2}{P_{\text{rot}}}.$$

Для сферически-симметричной звезды  $k = \sqrt{2/3}$  и нормированный угловой момент вычисляется по следующей формуле:  $j = \frac{4\pi}{3} \frac{R^2}{P_{\text{rot}}}$ . Для Солнца  $P_{\text{rot}} = 25$  сут,  $R = 6.96 \times 10^{10}$  см и угловой момент  $j_{\odot} = 9.39 \times 10^{15}$  см<sup>2</sup> с<sup>-1</sup>.



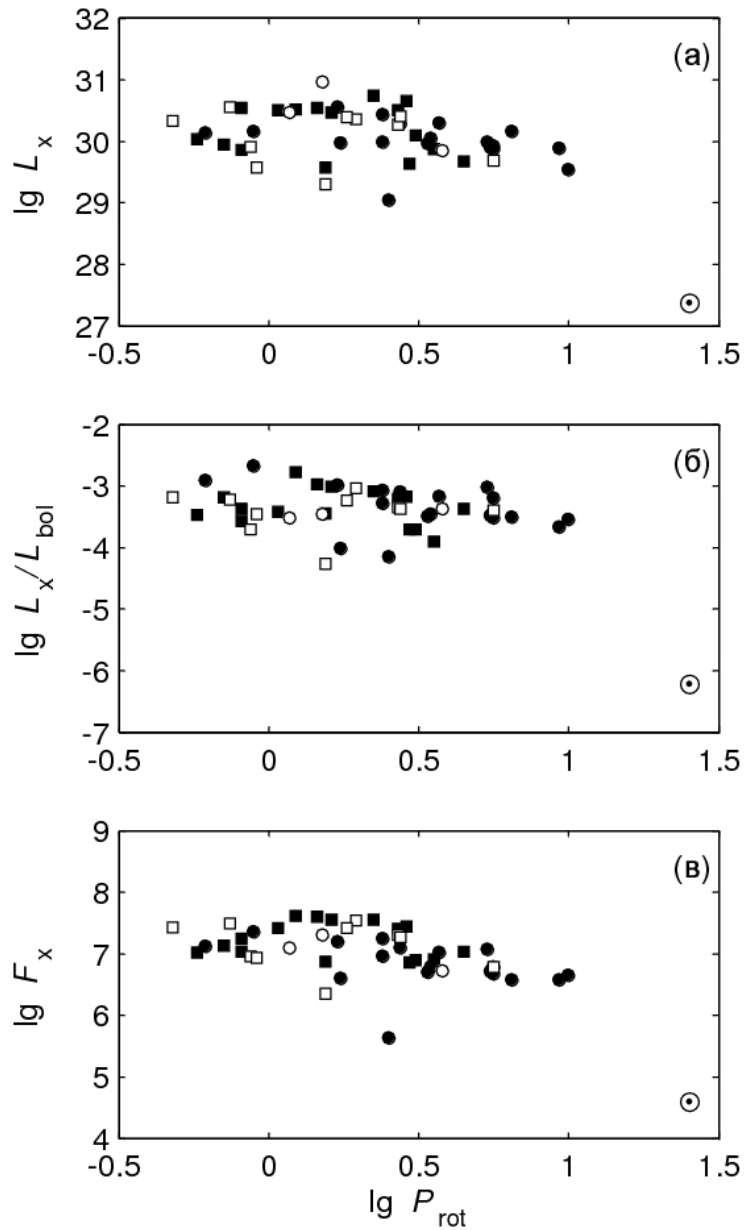


Рис. 5.2. Зависимость между периодом вращения и параметрами рентгеновской активности: рентгеновской светимостью  $L_X$  (а), отношением  $L_X/L_{\text{bol}}$  (б) и рентгеновским поверхностным потоком  $F_X$  (в). Положение Солнца обозначено соответствующим знаком. Обозначения объектов те же, что на рис. 5.1.

Мы вычислили значение  $j/j_{\odot}$  для всех звезд из нашей выборки с известными периодами вращения. На основе этих данных были построены графики зависимости между нормированным угловым моментом вращения ( $j/j_{\odot}$ ) и различными параметрами рентгеновской активности PMS звезд:  $L_X$  (рис. 5.3а), отношением  $L_X/L_{\text{bol}}$  (рис. 5.3б) и  $F_X$  (рис. 5.3в). Из рис. 5.3 видно, что какой-либо

значимой корреляции между различными параметрами рентгеновской активности и угловым моментом вращения для объектов нашей выборки не наблюдается, как и в случае с периодом вращения.

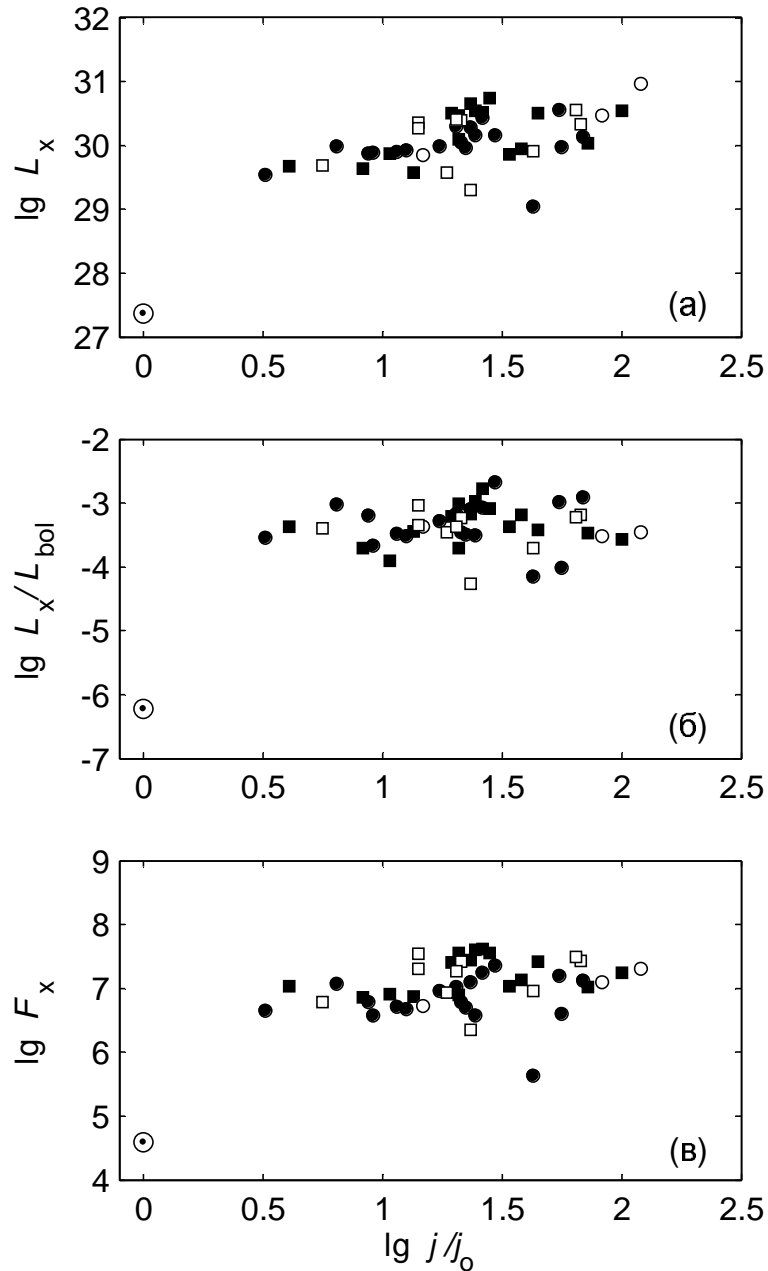


Рис. 5.3. Зависимость между угловым моментом вращения и различными параметрами рентгеновской светимости. Знаком Солнца в правых нижних углах отмечено положение Солнца. Обозначения как на рис. 5.1.

## 5.4. Диаграмма Россби

Известно, что хромосферная и корональная активность звезд связана с их вращением и с глубиной конвективной зоны или временем конвективного перемешивания ( $\tau_c$ ). Наличие такой связи находится в хорошем согласии с качественными предсказаниями теории  $\alpha\Omega$ -динамо, объясняющей генерацию магнитного поля. Диаграмма Россби является одним из лучших инструментов для демонстрации наличия связи между генерацией магнитного поля и звездной активностью. Как правило, на диаграмме Россби отображается зависимость между каким-либо индикатором звездной активности и числом Россби ( $R_0$ ), которое вычисляется по формуле:  $R_0 = P_{\text{rot}}/\tau_c$ . В частности, предыдущие исследования показали, что медленно вращающиеся звезды в скоплении Гиады и бóльшая часть карликовых звезд поля демонстрируют уменьшение  $\log(L_X/L_{\text{bol}})$  с увеличением числа Россби. Напротив, быстро вращающиеся звезды поля и карлики спектральных классов G и K в Плеядах и в скоплении  $\alpha$  Персея не показывают какой-либо очевидной зависимости между  $\log(L_X/L_{\text{bol}})$  и числом Россби ([163]; [263]; [277]; [276]). Позднее Пиццолато и др. [272] показали, что зависимость рентгеновской светимости от периода вращения можно описать грубо степенным законом, независимо от массы и спектрального класса звезды. Таким образом, звездное вращение доминирует над конвекцией у медленно вращающихся звезд солнечного типа. Вместе с тем рентгеновская светимость быстро вращающихся звезд зависит только от  $L_{\text{bol}}$  и, следовательно, зависит от характеристик звездной структуры.

Недавние исследования показали, что для медленно вращающихся звезд существует тенденция роста  $L_X/L_{\text{bol}}$  с увеличением скорости вращения, вплоть до  $\sim 15$  км/с, в то время как звезды с более высокими скоростями имеют примерно одинаковые значения  $L_X/L_{\text{bol}}$  вблизи уровня насыщения ( $L_X/L_{\text{bol}} \sim 10^{-3}$ ), причем этот предел насыщения наблюдается для звезд широкого диапазона спектральных классов от G до M. Таким образом, наиболее активные звезды по-

казывают максимальную рентгеновскую светимость на уровне  $L_X/L_{\text{bol}} \sim 10^{-3}$ , которая не зависит от скорости вращения. Это явление получило название эффекта насыщенного динамо.

На рис. 5.4 представлена зависимость между  $\log(L_X/L_{\text{bol}})$  и числом Россби для всех 47 звезд нашей выборки с известными периодами вращения. Время конвективного перемешивания  $\tau_c$  было оценено из эмпирического соотношения, приведенного в работе Нойса и др. [260]:

$$\log \tau_c = \begin{cases} 1.362 - 0.166x + 0.025x^2 - 5.323x^3, & x > 0, \\ 1.362 - 0.14x, & x < 0, \end{cases}$$

где  $x = 1 - (B - V)$ . В качестве  $(B - V)$  мы использовали показатель цвета, исправленный за поглощение. Для сравнения активности PMS звезд с активностью других звезд солнечного типа мы отобразили на рис. 5.4 положение звезд ГП, звезд из скоплений Гиады, Плеяды, IC 2391 и IC 2602, исследованных в работе Пиццолато и др. [272].

Из рис. 5.4 видно, что для выборки активных звезд из работы [272] избыток рентгеновской светимости ( $L_X/L_{\text{bol}}$ ) растет по мере уменьшения числа Россби ( $R_0$ ). Однако рост  $L_X/L_{\text{bol}}$  прекращается на уровне около  $\log(L_X/L_{\text{bol}}) = -3$ , когда  $R_0$  достигает значений  $\sim 0.28 - 0.1$  ( $\log R_0 = -0.56 \div -0.98$ ). Начиная с этого момента наблюдается так называемый режим насыщения, когда избыток рентгеновской светимости достигает максимальных значений и перестает зависеть от  $R_0$ .

Все PMS звезды нашей выборки демонстрируют те же самые  $L_X/L_{\text{bol}}$  и  $R_0$ , что и звезды из скопления IC 2602 и Плеяды с возрастными в пределах 30–100 млн лет. Другими словами, рентгеновская активность PMS звезд в ОЗ Тельца–Возничего полностью совпадает с активностью звезд скоплений, находящихся в режиме насыщенной активности. Следует отметить, что в Плеядах чуть больше звезд с небольшими значениями  $\log R_0$  в диапазоне от  $-1.7$  до  $-2.1$ . В связи

с тем, что звезды нашей выборки расположены в зоне насыщенного динамо, становится объяснимым тот факт, что мы не смогли обнаружить однозначную корреляцию между периодом вращения и различными параметрами рентгеновской активности (см. предыдущий раздел).

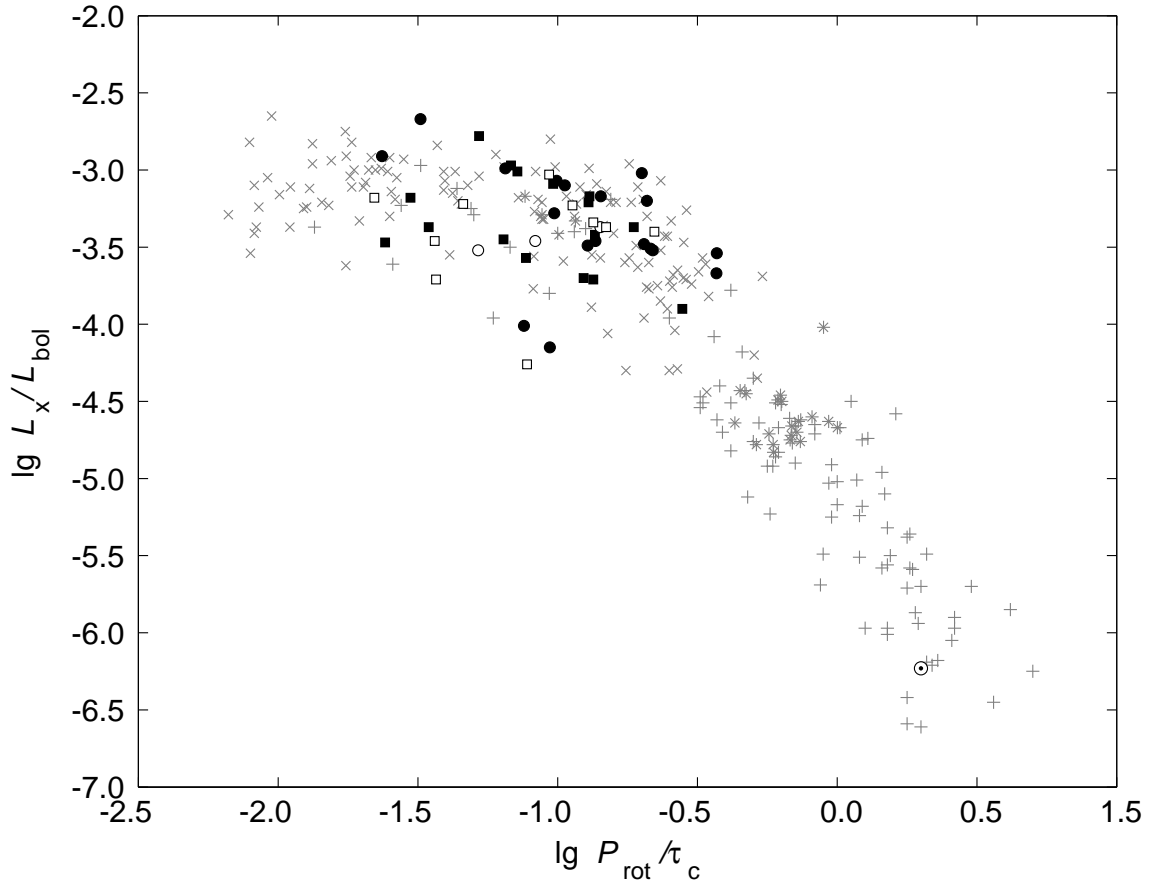


Рис. 5.4. Зависимость между  $L_X/L_{bol}$  и числом Россби. Косые кресты – звезды скоплений Плеяд, IC 2391 и IC 2602; звездочки – звезды Гиад; кресты – карлики ГП из работы Пиццолато и др. [272]. Также отмечено положение Солнца в максимуме цикла активности. Обозначения RMS объектов нашей выборки те же, что на рис. 5.1.

## 5.5. Фотосферная активность

В предыдущих разделах было отмечено, что магнитная активность молодых звезд солнечного типа проявляется через хромосферную эмиссию в линиях H и K кальция и линии  $H_\alpha$ , или через корональную рентгеновскую эмиссию. Кроме того, магнитная активность может проявляться также и через мак-

симальную амплитуду переменности блеска в оптическом диапазоне спектра ( $\Delta V_{\max}$ ). Действительно, максимальная амплитуда переменности блеска зависит, прежде всего, от степени неоднородности распределения запятненных областей по звездной поверхности и, следовательно, от топологии магнитного поля (см. главу 2). Прежде чем исследовать возможную связь между  $\Delta V_{\max}$  и различными параметрами вращения, мы проанализировали возможные корреляции  $\Delta V_{\max}$  с такими параметрами, как спектральный класс звезды и возраст. На рис. 5.5а представлена зависимость максимальной амплитуды переменности от спектрального класса. Из рисунка видно, что максимальная амплитуда постепенно увеличивается от более ранних спектральных классов к более поздним и достигает максимума вблизи спектральных классов K7–M1. Этот эффект может быть связан с изменением контраста темных пятен на фоне фотосферы. Результаты моделирования этого эффекта представлены сплошной линией. Хорошо видно, что расчетная амплитуда периодического процесса увеличивается от относительно ранних спектральных классов к более поздним. Следует заметить, что в нашей выборке имеется пять наиболее активных WTTS, максимальные амплитуды которых значительно больше амплитуд остальных PMS звезд: LkCa 4, LkCa 7, V827 Tau, V830 Tau и TAP 41. Эти звезды отделены от основной группы горизонтальной штриховой линией на уровне  $0.^m35$ . Мы исключили эти объекты из последующего статистического анализа и обсудим их свойства отдельно.

На рис. 5.5б представлена зависимость  $\Delta V_{\max}$  от  $EW(\text{Li})$ . Мы обнаружили слабую линейную зависимость между  $\Delta V_{\max}$  и  $EW(\text{Li})$  с коэффициентом корреляции  $k = 0.39$ . Максимальная амплитуда переменности блеска растет с увеличением эквивалентной ширины линии лития (непрерывная линия на рис. 5.5б). Возможно, что наличие такой положительной корреляции между  $\Delta V_{\max}$  и  $EW(\text{Li})$  отражает тот факт, что более молодые PMS звезды являются одновременно и более активными объектами. Например, легко заметить, что пять самых активных WTTS, которые лежат выше штриховой линии, имеют одни из

самых больших значений  $EW(\text{Li})$ . Этот результат является достаточно интригующим, так как наличие абсорбционной линии лития рассматривается, прежде всего, как признак молодости, а не признак активности звезды.

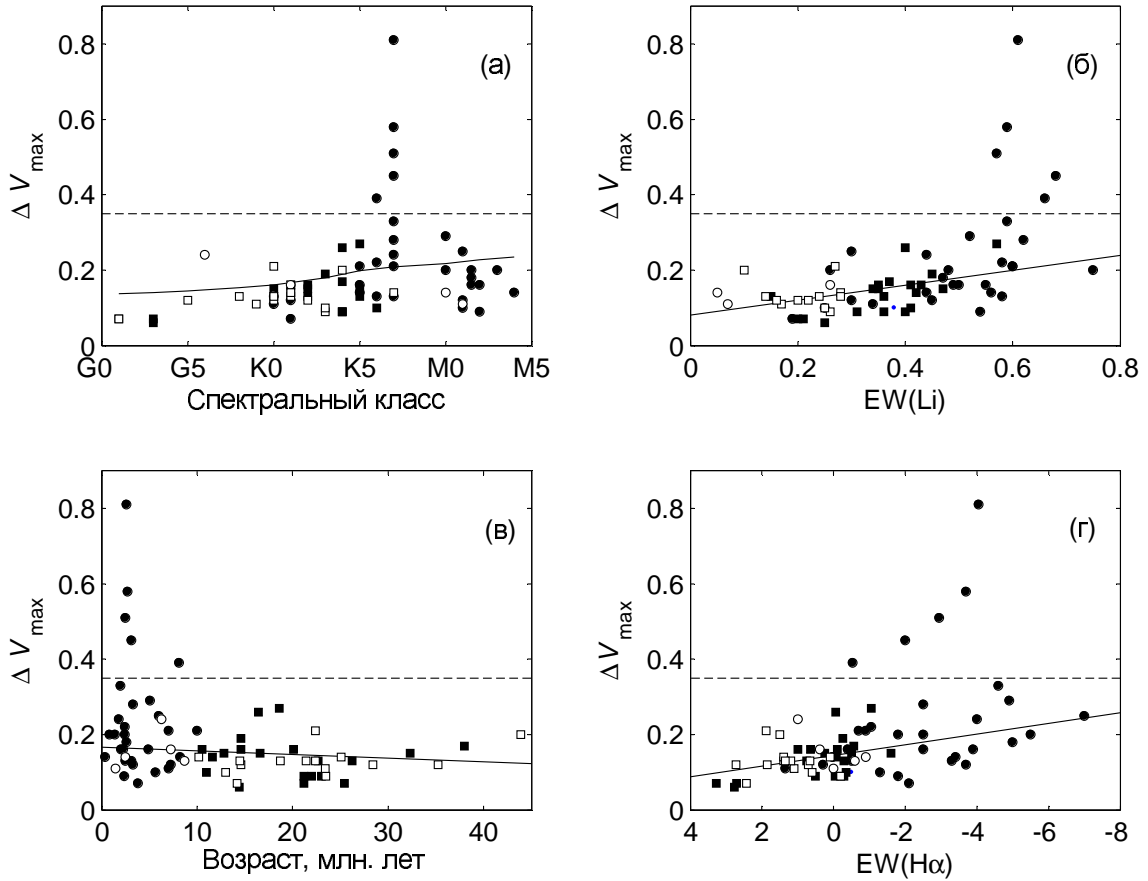


Рис. 5.5. Зависимость максимальной амплитуды переменности блеска от спектрального класса (а), от эквивалентной ширины линии  $\text{Li I}$  (б), от возраста (в) и от эквивалентной ширины линии  $\text{H}\alpha$  (г). Обозначения PMS объектов те же, что на рис. 5.1.

На рис. 5.5в представлена зависимость максимальной амплитуды переменности блеска от возраста PMS звезд. Сплошная линия – результат линейного приближения для всех звезд, лежащих ниже штриховой линии ( $\Delta V_{\max} < 0.^m35$ ). Заметна слабая зависимость между максимальной амплитудой переменности блеска и возрастом с коэффициентом корреляции  $k = 0.45$ . Максимальная амплитуда уменьшается с увеличением возраста звезды. Четыре звезды, демонстрирующие самые большие амплитуды переменности, расположенные выше штриховой горизонтальной линии, имеют возраст 2.5 – 3.1 млн лет.

На рис. 5.5г представлена зависимость  $\Delta V_{\max}$  от  $EW(H_{\alpha})$ . Сплошная линия – результат линейного приближения для всех звезд, лежащих ниже горизонтальной штриховой линии ( $\Delta V_{\max} < 0.^m35$ ). На рисунке наблюдается очевидная зависимость между  $\Delta V_{\max}$  и  $EW(H_{\alpha})$  с коэффициентом корреляции  $k = 0.46$ . По мере того как линия  $H_{\alpha}$  переходит из состояния абсорбции в состояние эмиссии, максимальная амплитуда переменности блеска монотонно возрастает. Этот результат подтверждает наше предположение о том, что максимальная амплитуда переменности блеска может использоваться как индикатор фотосферной активности, в то время как линия  $H_{\alpha}$  является индикатором хромосферной активности RMS звезд.

В предыдущем разделе было показано, что RMS звезды в ОЗ Тельца–Возничего находятся в режиме насыщенного динамо, когда рентгеновский поток достигает насыщения и перестает зависеть от темпа вращения. Поскольку рентгеновский поток связан с количеством активных областей на звездной поверхности, мы можем предположить, что в режиме насыщенного динамо активные области должны покрывать практически всю поверхность звезды. В связи с этим интересно исследовать связь между  $\Delta V_{\max}$  и такими параметрами звездного вращения, как: период вращения, число Россби, скорость вращения на экваторе и угловой момент вращения. С этой целью мы построили соответствующие зависимости, но не смогли найти очевидной корреляции между  $\Delta V_{\max}$  и перечисленными выше параметрами вращения. Этот результат подтверждает наш вывод о том, что RMS звезды находятся в состоянии насыщенного динамо. Относительно пяти самых активных звезд, которые демонстрируют самые большие амплитуды переменности ( $\Delta V_{\max} > 0.^m35$ ), следует отметить, что они имеют умеренные скорости вращения ( $v_{\text{eqv}} = 10 \div 30 \text{ км с}^{-1}$ ) и находятся в области перехода в зону насыщенного динамо, которая соответствует значениям числа Россби в диапазоне  $\log(P_{\text{rot}}/\tau_c) = -0.56 \div -0.98$ .



## 5.6. Эволюция Li в течение PMS-стадии

Литий, как и другие легкие элементы, например бериллий или бор, сгорает в термоядерных реакциях при относительно низких температурах в звездных недрах ( $(2.5 \div 3.0) \times 10^6$  К). В случае начальной эволюции маломассивных звезд ( $M < 1.2 M_{\odot}$ ) эффективное перемешивание может быстро переносить обедненный литием материал из центральных областей PMS звезды к ее фотосфере. По этой причине измерения фотосферной распространенности Li обеспечивают один из немногих способов зондирования звездных недр и являются чувствительным тестом эволюционных моделей PMS звезд. Понимание механизмов истощения Li на стадии PMS звезд также дает возможность оценить возраст молодых объектов.

Большое количество наблюдательных и теоретических работ было посвящено пониманию начальной распространенности Li и его дальнейшей PMS-эволюции (см. обзор Джеффриса [181]). Согласно классическим моделям фотосферное истощение Li начинается в возрасте около 2 млн лет для звезды с массой  $1 M_{\odot}$  и должно закончиться, когда звезда достигнет возраста около 15 млн лет. Это временное окно перемещается к большим возрастам для звезд более низких масс. Вполне возможно, что количество фотосферного Li может служить характеристикой молодости PMS звезды. Однако степень истощения Li очень сильно зависит от массы, эффективности конвекции, степени непрозрачности вещества, металличности и других модельных параметров. Многочисленные наблюдения избытка фотосферного лития у сотен молодых звезд в рассеянных скоплениях свидетельствуют в пользу того, что степень истощения Li у этих звезд значительно меньше, чем предсказывают стандартные модели. Кроме того, звезды спектрального класса K в скоплениях с возрастом менее 250 млн лет характеризуются значительной дисперсией в распространенности Li, причина которой еще не до конца понятна ([181]).

Эта и другие озадачивающие особенности, не ожидаемые в рамках стан-

дартных моделей, говорят нам о том, что истощение Li управляется не только конвекцией, и что существуют другие, неизвестные нам процессы, не включенные в классическую теорию. В последнее время были предложены несколько нестандартных моделей, объясняющих физику возможных процессов, приводящих к истощению Li. Тем не менее, механизмы, управляющие истощением Li, остаются плохо исследованными. Дополнительные наблюдательные ограничения для современных моделей крайне необходимы чтобы обеспечить дальнейший прогресс в понимании эволюции Li в течение PMS-стадии.

Именно поэтому мы попытались выявить какие-либо связи или закономерности между эквивалентной шириной Li и другими физическими параметрами PMS звезд из нашей выборки. Обнаружение таких связей может пролить свет на проблему истощения Li на PMS-фазе развития молодых звезд. В предыдущем разделе мы отметили, что существует небольшая положительная корреляция между  $EW(Li)$  и  $\Delta V_{\max}$  для PMS звезд. Вместе с тем, мы не смогли найти какую-либо надежную корреляцию между  $EW(Li)$  и рентгеновской светимостью.

Ниже мы исследуем возможную связь между  $EW(Li)$  и такими параметрами PMS звезд, как теоретический возраст ( $t$ ) и период вращения ( $P_{\text{rot}}$ ). Если рассматривать всю выборку звезд как одну группу, то зависимости между  $EW(Li)$  и возрастом не наблюдается. Следует заметить, что наша выборка включает в себя PMS звезды с достаточно различными физическими параметрами. Так, массы PMS звезд выборки заключены в широких пределах, от 0.26 до  $2.2 M_{\odot}$ . Поскольку степень истощения Li очень сильно зависит от массы, мы попытались найти возможную связь между  $EW(Li)$ , возрастом и периодом вращения для звезд с массами, достаточно близкими к массе Солнца (в диапазоне от 0.7 до  $1.2 M_{\odot}$ ). На рис. 5.6 представлены зависимости  $EW(Li)$  от возраста и  $P_{\text{rot}}$ .

Для звезд солнечной массы существует статистически значимая зависимость между  $EW(Li)$  и возрастом с коэффициентом корреляции 0.68. Чем больше возраст, тем меньше  $EW(Li)$ . Звезды с возрастом  $\sim 2 \div 3$  млн лет имеют максимальные значения  $EW(Li)$  (порядка  $0.58 \text{ \AA}$ ). Напротив, звезды с возрас-

том старше 30 млн лет демонстрируют минимальные значения  $EW(\text{Li})$  (около  $0.20 \text{ \AA}$ ). Этот результат находится в очень хорошем согласии с предсказаниями классических моделей, объясняющих эволюцию атмосферного избытка  $\text{Li}$  в течение PMS-стадии развития звезд солнечных масс.

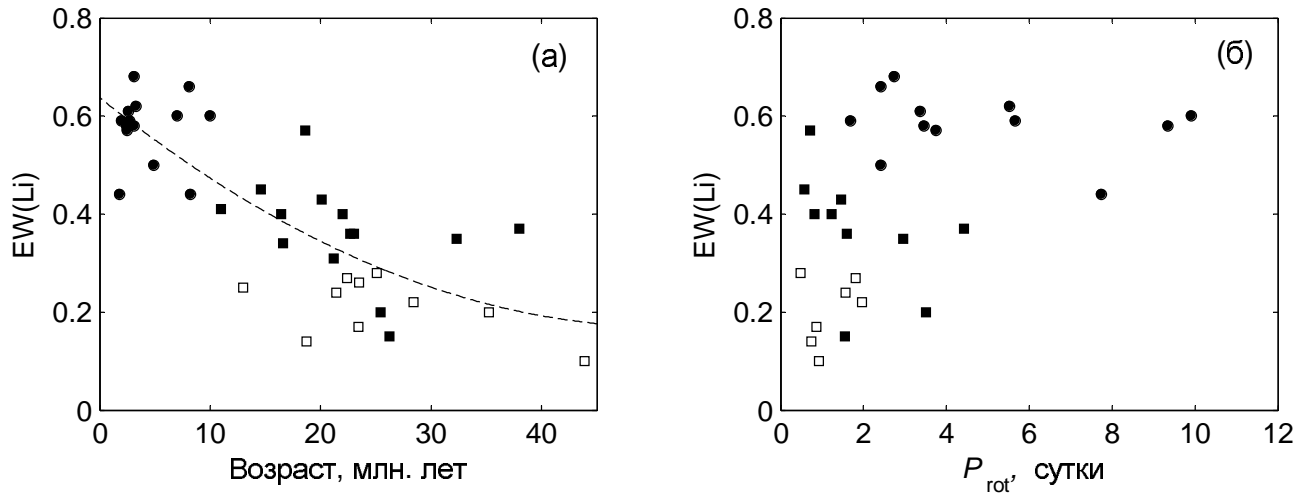


Рис. 5.6. Зависимость  $EW(\text{Li})$  от возраста (а) и от периода вращения (б). Обозначения PMS звезд те же, что на рис. 5.1.

Если рассматривать всю выборку звезд как одну группу, то зависимости между  $EW(\text{Li})$  и  $P_{\text{rot}}$  не наблюдается. Можно отметить только то, что звезды с периодами вращения более 5 суток имеют относительно широкие абсорбционные линии  $\text{Li}$  ( $EW(\text{Li}) > 0.4 \text{ \AA}$ ). Напротив, звезды с периодами менее 5 суток имеют различные значения  $EW(\text{Li})$ , от  $0.2 \text{ \AA}$  до  $0.7 \text{ \AA}$ . Если рассматривать каждую подгруппу звезд отдельно, то можно выделить следующее: 1) надежные WTTS (черные кружки) с возрастом меньше 10 млн лет имеют  $EW(\text{Li}) \sim 0.6 \text{ \AA}$  для всего диапазона периодов вращения от 0.5 до 10 суток; 2) надежные PTTS (черные квадраты) с возрастом больше 10 млн лет имеют  $EW(\text{Li}) \sim 0.4 \text{ \AA}$  для своего диапазона периодов вращения от 0.5 до 5 суток; 3) PTTS с ненадежным эволюционным статусом вращаются быстрее ( $P_{\text{rot}}$  в диапазоне от 0.5 до 2 суток) и имеют  $EW(\text{Li}) \sim 0.2 \text{ \AA}$ . Другими словами, наблюдается все та же зависимость эквивалентной ширины линии лития от возраста, но не от периода вращения.

## 5.7. Свойства наиболее активных PMS звезд

Особого внимания заслуживают несколько PMS звезд, которые демонстрируют самые большие амплитуды переменности блеска: LkCa 4 ( $0.^m79$ ), V410 Tau ( $0.^m63$ ), V836 Tau ( $0.^m62$ ), LkCa 7 ( $0.^m58$ ), V827 Tau ( $0.^m51$ ) и V830 Tau ( $0.^m45$ ). Фотометрические свойства этих объектов коротко обсуждались в главе 2. Согласно нашей классификационной схеме они относятся к подгруппе WTTS (см. главу 4). Такие большие амплитуды изменений блеска могут быть обусловлены существованием очень больших и протяженных запятненных областей в фотосферах этих звезд, причем эти протяженные запятненные области должны быть распределены по поверхности крайне неоднородно, иначе невозможно объяснить очень большие амплитуды периодических изменений блеска, достигающие  $0.^m4 - 0.^m8$ .

Предыдущий анализ многолетних фотометрических наблюдений выборки хорошо известных WTTS из ОЗ Тельца–Возничего показал, что некоторые из этих объектов демонстрируют стабильность фазы минимума кривой блеска ( $\varphi_{\min}$ ) на протяжении нескольких лет наблюдений (см. главу 2 и [130]). Из всей выборки известных WTTS только семь звезд показывают стабильность  $\varphi_{\min}$  на интервале от 5 до 20 лет: LkCa 4, LkCa 7, V819 Tau, V827 Tau, V830 Tau, V836 Tau и V410 Tau (подробности в разделе 2.2). Следует заметить, что почти все эти звезды входят в список из семи наиболее активных объектов, которые демонстрируют самые большие амплитуды переменности блеска (см. выше). Таким образом, стабильность фазы минимума блеска этих объектов каким-то образом связана с существованием очень больших амплитуд переменности. Учитывая необычные фотометрические свойства этих активных PMS звезд, мы решили обсудить их основные физические параметры более подробно.

Во-первых, все эти наиболее активные звезды имеют близкие спектральные классы в диапазоне K6–K7, а значит почти одинаковые температуры поверхности. Исключение составляет только V410 Tau, чей спектральный класс

определяется как КЗ. Во-вторых, периоды вращения этих активных звезд заключены в достаточно узком интервале значений от 1.9 до 6.8 суток. В-третьих, радиусы этих звезд достаточно близки и расположены в диапазоне от 1.6 до  $2.7 R_{\odot}$ . В-четвертых, анализ положения на диаграмме Герцшпрунга–Рассела показал, что их массы имеют также очень близкие значения (от 0.7 до  $1.5 M_{\odot}$ ), а возраст заключен в пределах от  $\sim 1.6$  до  $\sim 3.2$  млн лет.

Кроме отмеченного выше сходства основных физических параметров этих звезд следует отметить, что они демонстрируют наиболее широкие линии лития с  $EW(\text{Li}) > 0.57 \text{ \AA}$ . Этот факт подтверждает наше предположение о том, что эквивалентная ширина линии лития может использоваться одновременно как критерий активности и как критерий молодости звезд, так как существует достаточно значимая корреляция между  $EW(\text{Li})$ , средней амплитудой переменности блеска и возрастом PMS звезд (см. рис. 5.5б и рис. 5.6а).

Мы ограничили выборку PMS звезд по массе и возрасту и рассмотрели только те объекты, массы которых близки к массе Солнца (в пределах от 0.7 до  $1.2 M_{\odot}$ ) а возраст не превышает 45 млн лет. Таких PMS звезд в нашей выборке оказалось 45. Анализ этой выборки молодых звезд солнечной массы показал, что все пять самых активных звезд демонстрируют наиболее сильные эмиссионные линии  $H_{\alpha}$  и являются одними из самых молодых, с возрастaми от  $\sim 2.5$  до  $\sim 3.2$  млн лет.

Таким образом, если рассматривать подгруппу из 45 PMS звезд солнечных масс, можно утверждать, что пять наиболее активных и молодых звезд, с возрастом не более 3.5 млн лет, имеют самые большие амплитуды переменности блеска (достигающие значений  $0^m.4 - 0^m.8$ ), показывают эмиссию в линии  $H_{\alpha}$  в диапазоне от  $-0.5$  до  $-4.0 \text{ \AA}$ , демонстрируют самые стабильные фазовые кривые блеска и самую сильную абсорбционную линию лития ( $EW(\text{Li}) > 0.57 \text{ \AA}$ ). Все эти пять звезд принадлежат к подгруппе WTTS. В следующем разделе обсуждаются основные различия между свойствами WTTS и PTTS.

## 5.8. Различия в свойствах WTTS и PTTS

В соответствии с принятой классификацией молодых звезд, основное отличие WTTS от PTTS состоит в том, что первые значительно моложе ( $t < 10$  млн лет) чем вторые ( $t > 10$  млн лет). Естественным следствием различия в возрасте является различие в периодах вращения и в избытке лития. Действительно, в предыдущей главе, в разделе 4.6, было показано, что более старые PTTS вращаются быстрее, чем более молодые WTTS. В разделе 5.5 приводятся свидетельства в пользу того, что лития у WTTS больше ( $EW(\text{Li}) \sim 0.6 \text{ \AA}$ ), чем у PTTS ( $EW(\text{Li}) \sim 0.4 \text{ \AA}$ ).

Помимо перечисленных выше различий в возрасте, периодах вращения и избытке лития, имеются так же заметные отличия в фотометрическом поведении WTTS и PTTS. Первое отличие состоит в том, что большинство PTTS демонстрируют достаточно скромные амплитуды переменности блеска, не превышающие  $0^m.1 - 0^m.2$ , в то время как самые активные и молодые WTTS показывают рекордные амплитуды в пределах от  $0^m.4$  до  $0^m.8$  (см. предыдущий раздел). Второе отличие заключается в том, что среди PTTS нет объектов, которые демонстрировали бы явление стабильности фазы минимума блеска на протяжении 5–20 лет, которое наблюдается среди наиболее молодых WTTS (см. раздел 2.2). Третье отличие состоит в том, что периодические изменения блеска у PTTS наблюдаются значительно реже, чем у WTTS. Перечисленные особенности в фотометрическом поведении WTTS и PTTS проиллюстрированы на рис. 5.7, где приведены сезонные фазовые кривые блеска для одной WTTS (V819 Tau) и одной PTTS (W96-62). По нашим оценкам, возраст V819 Tau составляет около 3 млн лет, а возраст W96-62 – около 22 млн лет (см. табл. 3.3 и 3.4 соответственно). Из рисунка видно, что уверенные периодические изменения блеска у WTTS V819 Tau наблюдались в течение каждого сезона наблюдений (рис. 5.7а). Амплитуда периодического процесса варьировалась в пределах от  $0^m.12$  до  $0^m.28$ . Фаза минимума блеска оставалась стабильной на протяжении 6 наблюдатель-

ных сезонов (с 1999 г. по 2004 г.). Напротив, периодические изменения блеска у WTTS W96-62 были зарегистрированы только в двух сезонах из шести: в 2001 г. и 2004 г. (рис. 5.7б). При этом, максимальная амплитуда переменности блеска достигала значения  $0.^m09$ . В остальные четыре сезона периодический процесс не наблюдался совсем, а амплитуда переменности оставалась на очень низком уровне, около  $0.^m03$ .

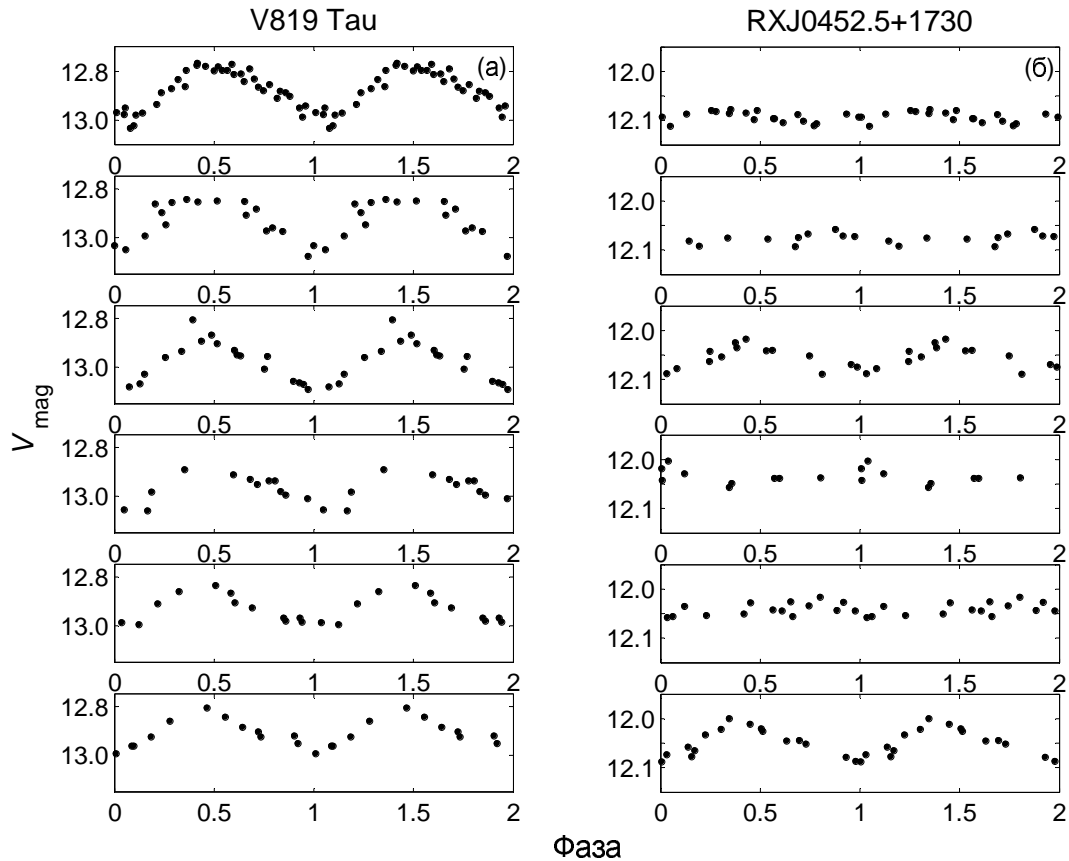


Рис. 5.7. Фазовые кривые блеска за 6 лет наблюдений (с 1999 г. по 2004 г.) для V819 Тау с возрастом 3.3 млн лет (а) и для W96-62 (RXJ0452.5+1730) с возрастом 22 млн лет (б).

Чтобы количественно характеризовать частоту появления периодического процесса, мы использовали простой параметр  $f = N_p/N_t$ , где  $N_p$  – число наблюдательных сезонов с периодическими изменениями блеска,  $N_t$  – общее число наблюдательных сезонов (см. главу 2 раздел 2.2 или [375]). Так, наиболее активные WTTS демонстрируют периодические изменения блеска практически каждый наблюдательный сезон, т.е. частота появления периодического процесса  $f = 1$ .

Менее активные WTTS и почти все PTTs показывают периодические изменения блеска со средней частотой  $\sim 0.5$ , т.е. только в половине наблюдательных сезонов. Поскольку большинство звезд нашей выборки не так молоды и активны, мы исследовали зависимость между частотой появления периодического процесса и такими параметрами PMS звезд, как EW(Li) (рис. 5.8а) и возраст (рис. 5.8б). Из рис. 5.8а видно, что с ростом EW(Li) частота появления периодического процесса увеличивается. Зависимость параметра  $f$  от возраста (рис. 5.8б) показывает, что частота появления периодического процесса максимальна у самых молодых звезд и постепенно спадает для более старых объектов.

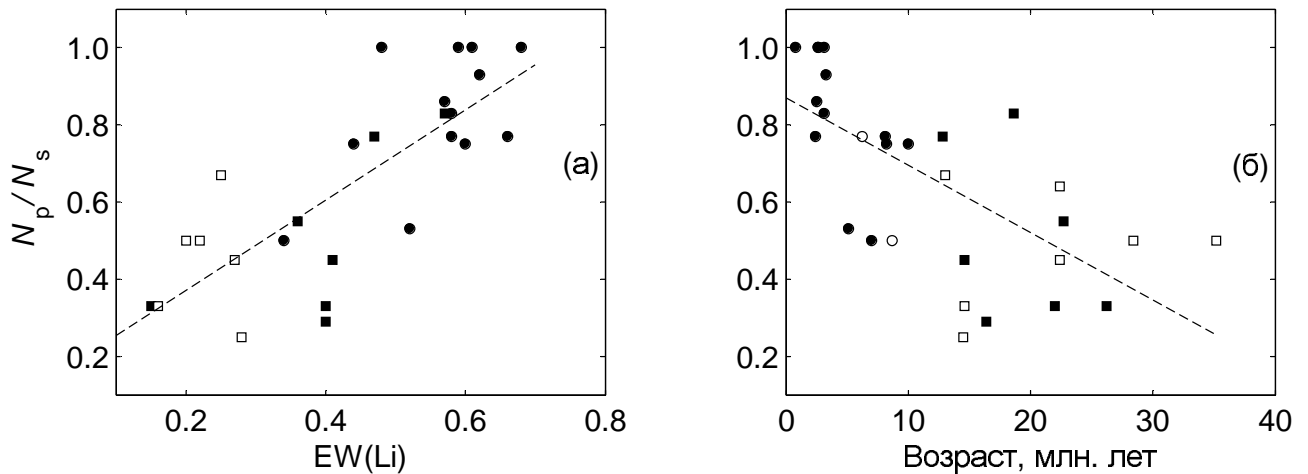


Рис. 5.8. Зависимость частоты появления периодического процесса  $f = N_p/N_t$  от эквивалентной ширины линии лития (а) и возраста (б). Обозначения PMS звезд те же, что на рис. 5.1.

Во второй главе было отмечено, что небольшая амплитуда периодического процесса свидетельствует о более равномерном распределении пятен по звездной поверхности, тогда как большая амплитуда характерна для случая, когда пятна концентрируются в одной или двух больших запятненных областях, т.е. расположены крайне неравномерно (см. [374]; [130]). Эти выводы подтверждаются результатами доплеровского картирования поверхности избранных PMS звезд. В частности, было показано, что на поверхности V410 Тау доминировали холодные долгоживущие высокоширотные пятна в период 1992–1993 гг., когда



фотометрическая амплитуда переменности блеска была максимальной и достигала  $0^m.5 - 0^m.6$  ([280]). Напротив, в период 2007–2009 гг., когда амплитуда переменности блеска уменьшилась до  $0^m.06 - 0^m.10$  (Гранкин и Артеменко [128]), доплеровское картирование показало, что на поверхности звезды присутствовало значительное количество низкоширотных пятен, которые были распределены по долготе почти равномерно (см. рис. 4 в работе Скелли и др. [308]). Таким образом, можно предположить, что отмеченные выше различия в фотометрическом поведении самых молодых WTTS и более старых PTTS обусловлены различным характером распределения пятен по поверхности звезд ([377]).

Так как положение холодных магнитных пятен на поверхности звезд с конвективными оболочками связано с расположением локальных магнитных полей, очевидно, что характер распределения пятен по поверхности будет напрямую зависеть от структуры магнитного поля. Поскольку доплеровское картирование самых активных и молодых объектов нашей выборки свидетельствует о том, что долгоживущие пятна концентрируются на высоких широтах, можно предположить, что магнитное поле этих звезд имеет более простую и достаточно симметричную дипольную структуру. Благодаря такой структуре магнитного поля, пятна расположены преимущественно в области магнитных полюсов и сохраняют свое положение в течение многих циклов вращения, о чем свидетельствует обнаруженное нами явление стабильности фазы минимума блеска в течение многих лет ([130]). Напротив, относительно старые звезды могут иметь более сложную структуру магнитного поля, поэтому пятна распределены по поверхности более равномерно, амплитуда периодического процесса значительно меньше или он не наблюдается совсем. Именно такое фотометрическое поведение характерно для более старых объектов нашей выборки. Другими словами, существование зависимости между особенностями фотометрического поведения и возрастом может быть следствием эволюции структуры магнитного поля PMS звезд.

Это предположение находится в хорошем соответствии с недавними ре-

зультатами исследования топологии магнитного поля нескольких PMS звезд, выполненного в рамках программы MaPP – Magnetic Protostars and Planets (см., например, [79]; [71] и ссылки там). В частности, эти исследования показали, что структура магнитного поля эволюционирует от преимущественно дипольной и осесимметричной (в случае полностью конвективных звезд) к октупольной и осесимметричной (когда излучающее ядро меньше половины звездного радиуса) и затем к многополюсной и неосесимметричной (когда конвективная зона занимает меньше половины звездного радиуса). Дополнительным аргументом в пользу такой эволюции магнитного поля может служить тот факт, что пять наиболее активных звезд, обсужденных выше, лежат на диаграмме Герцшпрунга–Рассела в той области, где должны располагаться полностью конвективные PMS звезды с преимущественно дипольной и осесимметричной структурой магнитного поля.

О результатах исследования физических свойств и топологии магнитного поля некоторых наиболее интересных объектов нашей выборки сообщается в следующих главах. Эти исследования были выполнены в рамках больших кооперативных программ MaPP и MaTYSSE (Magnetic Topologies of Young Stars & the Survival of close-in massive Exoplanets), осуществленных на 2м телескопе TBL (со спектрографом NARVAL), на 3.6м телескопе CFHT (со спектрографом ESPaDOnS) и на 3.6м телескопе ESO (со спектрографом HARPS-Pol).

## 5.9. Выводы к пятой главе

В настоящей главе проанализирована выборка из семи десятков магнитно-активных PMS звезд (WTTS и PTTS) в направлении на ОЗ Тельца–Возничего и исследована зависимость между различными индикаторами активности и вращением этих объектов. В частности, получены следующие результаты.

На основе данных об эквивалентной ширине линии  $H_{\alpha}$  показано, что большинство звезд выборки являются хромосферно-активными объектами. Мак-

симальный уровень хромосферной активности увеличивается для звезд более поздних спектральных классов.

Отмечено, что нет значимой корреляции между различными характеристиками рентгеновской активности ( $L_X$ ,  $L_X/L_{bol}$  и  $F_X$ ) и такими параметрами, как период и угловой момент вращения. Обсуждено положение PMS звезд на диаграмме Россби. Все звезды выборки демонстрируют те же самые значения  $L_X/L_{bol}$  и  $R_0$ , что и звезды из скопления Плеяды и IC 2602 с возрастными пределами в пределах 30 – 100 млн лет, т.е. находятся в режиме насыщенного динамо.

На основе данных о максимальной амплитуде изменения блеска ( $\Delta V_{max}$ ) проанализирована связь между фотосферной активностью и различными параметрами PMS звезд. Показано, что максимальная амплитуда переменности блеска в среднем уменьшается с увеличением возраста объектов выборки и увеличивается с увеличением  $EW(H_\alpha)$  и  $EW(Li I)$ .

Обнаружена статистически значимая зависимость между  $EW(Li I)$  и возрастом PMS звезд солнечной массы (в диапазоне от 0.7 до 1.2  $M_\odot$ ): чем больше возраст, тем меньше значение  $EW(Li I)$ . Этот результат находится в очень хорошем согласии с предсказаниями классических моделей, объясняющих эволюцию атмосферного изобилия Li в течение PMS-стадии развития звезд солнечных масс.

Подробно проанализированы свойства наиболее активных PMS звезд, которые демонстрируют максимальные амплитуды переменности блеска, достигающие значений  $0.^m4 - 0.^m8$  в полосе  $V$ . Обсуждена наиболее интересная особенность фотометрического поведения этих звезд, связанная с явлением стабильности фазовой кривой блеска на протяжении многих наблюдательных сезонов. Отмечено, что такое необычное фотометрическое поведение может быть обусловлено особенностями внутреннего строения (отсутствие лучистого ядра и твердотельное вращение) и топологией магнитного поля этих звезд с преобладанием осесимметричного полоидального компонента.

Обсуждены свойства менее активных PMS звезд с небольшими амплитудами

дами переменности блеска ( $\Delta V_{max} < 0^m.15$ ). Показано, что частота появления периодического процесса максимальна у самых молодых WTTS и постепенно спадает у более старых PTTS. Вполне возможно, что наличие этой зависимости является косвенным подтверждением эволюции структуры магнитного поля молодых звезд от преимущественно дипольной и осесимметричной (в случае полностью конвективных звезд) к октупольной и осесимметричной (когда излучающее ядро меньше половины звездного радиуса) и затем к многополюсной и неосесимметричной (когда конвективная зона занимает меньше половины звездного радиуса). Дополнительным аргументом в пользу такой эволюции магнитного поля может служить тот факт, что пять наиболее активных звезд нашей выборки находятся на ГР диаграмме в той области, где должны располагаться полностью конвективные PMS звезды с достаточно простой дипольной структурой магнитного поля.

В следующей главе подробно обсуждаются физические свойства, топология магнитного поля и эволюционный статус V410 Tau – наиболее интересного объекта нашей выборки среди подгруппы самых активных WTTS.

## Глава 6

## Магнитная активность V410 Tau

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором в соавторстве, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 9, 10, 16, 26, 27, 28 и 30 (в списке публикаций по теме диссертации).*

## 6.1. Введение

V410 Tau является быстрым ротатором ( $v \sin i > 70 \text{ км с}^{-1}$ ) спектрально-го класса K3 со слабыми эмиссионными линиями Ca II и H $\alpha$ , с сильной линией Li I в абсорбции, без значительного ИК-избытка и с переменной радиоэмиссией в сантиметровом диапазоне [170]. Исследования ее фотометрической переменности позволили обнаружить период осевого вращения  $P_{rot} = 1.872 \text{ сут.}$  ([292]; [342]; [32]). Достаточно полный обзор фотометрических и спектральных свойств этой звезды можно найти в работах [172], [270], [374].

В предыдущих главах диссертации неоднократно отмечались необычные особенности фотометрического поведения этой запятненной WTTS. В частности, благодаря длительному фотометрическому мониторингу этой звезды, удалось показать, что ее фазовая кривая блеска удивительно стабильна на протяжении многих лет наших наблюдений ([374]). Под стабильностью фазовой кривой понимается наличие высокоамплитудного периодического процесса в течение каждого наблюдательного сезона и устойчивое положение фазы минимума блеска. Так, амплитуда периодического процесса у этой звезды находилась в пределах от  $0^m.25$  до  $0^m.63$  в полосе V а изменения положения фазы минимума в течение 20 лет наблюдений не превысили  $\pm 0.16 P_{rot}$ , где  $P_{rot}$  – период осевого вращения звезды (см. [130] и рис. Б.3). Наличие большой амплитуды говорит о том, что пятна распределены по поверхности довольно неравномерно, а стабиль-

ность фазы минимума блеска свидетельствует о том, что запятненные области сохраняют свое долготное положение на звездной поверхности в течение многих лет вследствие особенностей крупномасштабной топологии магнитного поля.

Действительно, наша простая модель, основанная на многоцветных фотометрических наблюдениях, показала, что большая амплитуда фотометрической кривой блеска обусловлена значительной степенью неоднородности в распределении пятен по звездной поверхности, иногда достигающей 35%. При этом, общая площадь пятен на поверхности звезды может достигать 44–53% в разные наблюдательные сезоны (см. гл. 2, раздел 2.4). Долговременная долготная стабильность запятненных областей скорее всего связана с тем, что эти области концентрируются преимущественно на высоких широтах в районе магнитных полюсов крупномасштабного дипольного магнитного поля, о чем говорят результаты доплеровского картирования этой звезды ([187]; [322]; [158]; [280]).

Подобное фотометрическое поведение демонстрируют и несколько других запятненных WTTS из нашей выборки: LkCa 4, LkCa 7, V827 Tau, V830 Tau и V836 Tau. Мы выделили эти объекты в группу наиболее активных PMS звезд по причине того, что они являются одними из самых молодых (с возрастом не старше 3.5 млн лет) в нашей выборке из 45 WTTS, имеют самые большие амплитуды переменности блеска (достигающие значений  $0^m.4 - 0^m.8$ ), демонстрируют самые стабильные фазовые кривые блеска, показывают эмиссию в линии  $H_\alpha$  в диапазоне от  $-0.5$  до  $-4.0 \text{ \AA}$  и самую сильную абсорбционную линию лития ( $EW(\text{Li}) > 0.57 \text{ \AA}$ ). Другими словами, V410 Tau не единственная в своем роде запятненная активная WTTS и детальное исследование ее физических свойств позволит лучше понять природу целой группы молодых звезд солнечной массы, которые уже лишились своих протопланетных дисков.

Ниже представлены результаты нескольких кооперативных программ исследований этого объекта, которые были осуществлены в течение 2001–2019 гг.

## 6.2. Активность в оптике и рентгене

Поскольку V410 Tau принадлежит к группе WTTS, чьи протопланетные диски уже рассеялись, ее спектральная и фотометрическая переменность не может быть связана с процессами магнитосферной аккреции и является следствием магнитной активности, подобной той, которая имеет место на Солнце, но усиленной в несколько раз. Магнитная активность, по видимому, объясняет все явления оптической переменности, обнаруженные ранее у этой звезды: (1) медленные изменения амплитуды фазовой кривой блеска от сезона к сезону на протяжении многих лет; (2) более быстрые изменения профиля и интенсивности линии  $H_{\alpha}$  на временном интервале в несколько месяцев; (3) вращательную модуляцию кривой блеска с периодом 1.872 сут. из-за наличия холодных фотосферных пятен; и (4) краткосрочное и внезапное увеличение яркости и/или усиление эмиссионных линий на временной шкале в несколько часов.

В дополнение к этим хорошо установленным проявлениям активности, наблюдаемым в оптическом диапазоне, нестационарные магнитные процессы, происходящие в короне, должны генерировать переменное радио и рентгеновское излучение. Действительно, радиоизлучение V410 Tau сильно варьируется, как по интенсивности, так и по спектральному индексу ([29]), что свидетельствует в пользу существования некоторого нетеплового процесса, вероятно, связанного с магнитной активностью. Данные рентгеновских исследований, выполненных на космических обсерваториях IUE и ROSAT, говорят о существовании очевидной переменности в рентгене, но никаких прямых доказательств наличия признаков вращательной модуляции или рентгеновских вспышек до сих пор найдено не было ([63]).

Детальные зависимости между различными областями атмосферы (фотосферой, хромосферой и короной), вовлеченными в магнитную активность WTTS, остаются недостаточно объясненными и требуют систематических исследований. С этой целью мы организовали одновременные оптические и рент-

геновские наблюдения V410 Тау в течение 11 последовательных ночей, с 16 по 26 ноября 2001 г. Фотометрические наблюдения были выполнены на Майданакской обсерватории (Узбекистан), обсерватории Сьерра-Невада (Испания) и на станции Флагстафф военно-морской обсерватории США. Помимо широкополосной фотометрии в полосах  $UBVRI$ , были получены оценки блеска в фотометрической системе Стрёмгрена ( $uvby$ ). Спектроскопия среднего разрешения была выполнена на 1.5м телескопе обсерватории Сьерра-Невада (Испания) со спектрографом ALBIREO в двух спектральных диапазонах: 4000–5160 Å и 5645–6790 Å. Спектроскопия высокого разрешения была получена в основном на 2.2м телескопе обсерватории Калар–Альто (Испания) со спектрографом FOCES ( $R \approx 30000$ , в диапазоне 4200–7000 Å) и на 3м телескопе Ликской обсерватории (США) с эшелльным спектрографом Hamilton ( $R \approx 60000$ , в диапазоне 3500–10000 Å). Три рентгеновских наблюдения в диапазоне 0.2–8 кэВ были выполнены на космической обсерватории *Chandra*: два в ноябре 2001 г. (16 и 19 числа) и одно 7 марта 2002 г.

Прежде чем искать возможные корреляции между различными оптическими и рентгеновскими диагностиками магнитной активности V410 Тау, мы попытались уточнить фотометрический период этой звезды. Период вращения этой звезды был впервые определен Ридгреном и Врбой [292], которые нашли значение 1.92 сут. по фотометрическим данным, полученным в течение шести суток. Позднее, Врба и др. [342] объединили данные, полученные в течение пяти сезонов наблюдений (1981 – 1987 гг.), и улучшили значение периода. Через год, Хербст [172] отметил присутствие линейного тренда на диаграмме O–C для минимума блеска V410 Тау, вычисленной с использованием эфемерид из работы [342], что указывало на необходимость дальнейшего пересмотра этих параметров. Самая последняя и широко используемая эфемерида для фотометрического минимума V410 Тау была определена в работе Петрова и др. [270]:  $JD_{min} = JD2446659.4389 + 1.872095(\pm 0.000022)E$ . Эти значения были получены из анализа нашей фотометрии, полученной в течение 1986–1992 гг.



Чтобы уточнить эфемериду, мы использовали все доступные исторические фотометрические данные (за 1981–1986 гг.), и привлекли более современные наблюдения, полученные нами на Майданакской обсерватории в течение 1993–2001 гг. Мы разделили всю доступную фотометрию по наблюдательным сезонам и нашли наиболее значимый период для каждого сезона отдельно, используя метод „натянутой струны“ [85]. Каждая сезонная кривая блеска сворачивалась со своим значимым периодом для определения времени минимума  $T_0$  путем подгонки полинома к свернутой фазовой кривой блеска. Мы использовали значение периода из работы [270] чтобы вычислить количество циклов, прошедших между каждой из сезонных точек  $T_0$  и временем минимума, наблюдавшегося нами в ноябре 2001 г. Таким образом, последний сезонный минимум 2001 г. был контрольной точкой. Затем мы вычислили диаграмму O–C для минимумов  $T_0$  как функцию числа циклов. Изменяя значение периода можно минимизировать остатки на диаграмме O–C. Но остатки O–C показывают систематические нелинейные тренды для данных, полученных до 1990 года. Значительный разброс остатков за эти более ранние годы (1981–1989 гг.) может указывать на то, что миграция пятен по поверхности звезды происходила в это время нерегулярным образом. Напротив, мы наблюдаем монотонное изменение остатков O–C в течение 1990–2001 гг. Поэтому, для уточнения значения периода мы использовали только те наблюдения, которые были получены после 1990 года. В результате, мы определили следующие наилучшие эфемериды для минимума V410 Tau:  $JD_{min} = JD2452234.285971 + 1.871970(\pm 0.000010)E$ . Наше новое значение периода немного меньше, чем более раннее значение из работы Петрова и др. [270], которое основывалось на данных 1986–1992 гг. Остатки O–C для нового периода приведены на рис. 6.1, а соответствующая ему фазовая кривая блеска на рис. Б.3. Здесь и далее мы используем эти новые значения эфемериды и периода.

Из рис. Б.3 видно, что минимумы кривой блеска с 1991 по 2001 год, включенные в наше определение уточненного периода, согласуются по фазе лучше

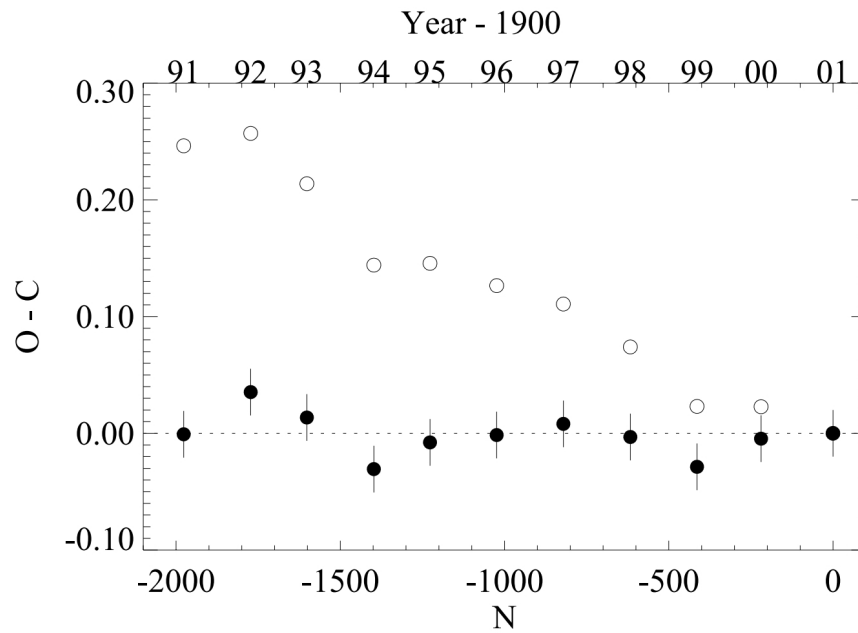


Рис. 6.1. O–C диаграмма для усредненных по сезону моментов минимумов  $T_0$  на кривой блеска V410 Тау в зависимости от числа циклов вращения  $N$ . Незаполненные кружки – для периода из работы Петрова и др. [270], заполненные кружки – после адаптации периода к минимуму невязок. Данные, полученные в ноябре 2001 г., были использованы в качестве начала отсчета.

всего, что и ожидалось. Минимумы новых сезонов 2002–2004 гг. тоже показывают хорошее согласие с нашими эфемеридами. Однако, начиная с 2005 г. фазовая кривая блеска начинает демонстрировать значительные изменения, которые мы обсудим подробно в одном из следующих разделов. Минимумы 1986–1990 гг. показывают заметный сдвиг на фазовой кривой блеска. Эта фазовая миграция может указывать на изменения в долготном расположении и/или в самом распределении пятен. В период с 1981 по 1985 год фазовая кривая блеска V410 Тау имела совершенно другую форму и демонстрировала два максимума и два минимума (см. рис. 3 в работе [317]). Данные этих лет широко обсуждались Хербстом [172], который показал, что модель с двумя протяженными пятнами (запятненными областями) может дать хорошее объяснение такой специфической форме фазовой кривой блеска.

Вариации формы, амплитуды и среднего уровня фазовой кривой блеска, представленные на рис. Б.3, отражают изменения параметров запятненных об-

ластей. Зависимости между характеристиками фазовой кривой блеска (амплитудой и средним уровнем) и параметрами запятненных областей (степенью неоднородности распределения пятен и их общей площадью) мы подробно обсуждали во второй главе (см. раздел 2.4). Здесь напомним только, что вариации амплитуды кривой блеска характеризуют изменения степени неоднородности распределения пятен по поверхности, а вариации среднего уровня блеска являются следствием изменения общей площади пятен. Наше моделирование показало, что общая площадь пятен на V410 Тау меняется в пределах от 44 до 53%, а степень неоднородности распределения пятен по поверхности от 3 до 35% (см. таб. 2.5).

Основной целью одновременных оптических и рентгеновских наблюдений был поиск корреляций, которые могли бы быть связаны с периодом вращения звезды, т.е. периодом вращения запятненных областей. Если рентгеновское излучение имеет отношение к активным запятненным областям, то максимум рентгеновского излучения должен приходиться на минимум кривой блеска, когда запятненная область находится на видимом полушарии звезды, и наоборот. Поэтому мы выполнили рентгеновские наблюдения в моменты времени близкие к максимуму и минимуму оптической кривой блеска. Кроме того, наш спектральный мониторинг предоставил информацию об эволюции во времени эквивалентной ширины линии  $H_{\alpha}$  и лучевой скорости ( $RV$ ).

Кривая блеска в полосе  $V$ , полученная во время нашего мониторинга в ноябре 2001 года и свернутая по фазе с новым периодом и эфемеридами, показана на нижней панели рис. 6.2. Дифференциальная фотометрия в системе Стрёмгрена преобразована в систему Джонсона с помощью абсолютной фотометрии, специально выполненной в течение последней наблюдательной ночи. Следует отметить, что фотометрические наблюдения, полученные в трех различных обсерваториях, прекрасно дополняют друг друга, обеспечивая почти полный охват одного цикла вращения. Мощная вспышка вблизи фазы 0.2 была зафиксирована в наблюдениях на обсерватории Сьерра-Невада. Поскольку

наш фотометрический и спектральный мониторинг выявил несколько подобных событий различной мощности, мы обсудим их отдельно в следующем разделе.

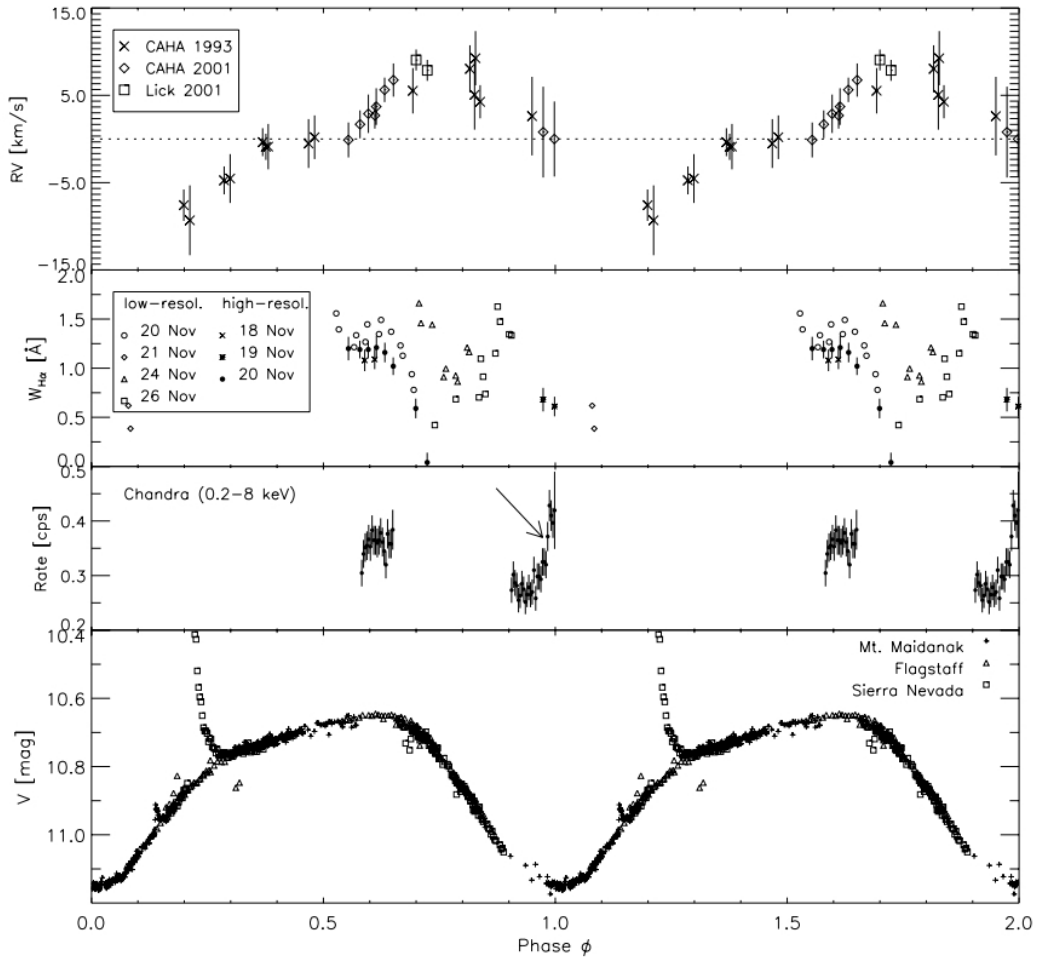


Рис. 6.2. Зависимость различных параметров активности от периода вращения V410 Tau. Сверху вниз: лучевая скорость, эквивалентная ширина линии  $H_{\alpha}$ , рентгеновский поток и блеск в полосе  $V$ . Большая вспышка в полосе  $V$  была зафиксирована и в спектральных данных, но эквивалентная ширина линии  $H_{\alpha}$  находится за пределами рисунка. Быстрое увеличение рентгеновского потока вблизи нулевой фазы (отмечено стрелкой) возможно указывает на начало вспышки.

Фазовая кривая рентгеновского потока представлена сразу над оптической кривой блеска. Быстрое увеличение рентгеновского потока имело место вблизи оптического минимума, что, вероятно, указывает на начало вспышки (отмечено стрелкой). Это событие не сопровождалось одновременными оптическими наблюдениями, но всего несколько часов спустя были зафиксированы две вспышки в оптике по данным Майданакской обсерватории. Третье, мартовское изме-

рение, полученное на рентгеновской обсерватории *Chandra*, не представлено на рис. 6.2, поскольку оно не перекрывается по времени с оптической кривой блеска. Мартовские рентгеновские данные не показывают значительной переменности, рентгеновский поток несколько выше, чем самый низкий (спокойный) уровень, зафиксированный в ноябре на той же самой фазе вращения. Таким образом, хотя два ноябрьских рентгеновских измерения предполагают существование некоторой зависимости рентгеновского потока от фазы вращения, это не подтверждается данными, полученными в марте.

Линия  $H_\alpha$  демонстрирует небольшую эмиссию в основном в пределах от 0.5 до 1.5 Å. Значения  $EW(H_\alpha)$  в зависимости от фазы вращения представлены на рис. 6.2 на третьей панели снизу. Бары ошибок для спектральных данных высокого разрешения основаны на предположении, что точность нормализации континуума была около 10%. Типичная ошибка для спектральных данных среднего разрешения составляет  $\sim 30\%$ . 24 ноября мы зафиксировали вспышку одновременно в фотометрических и спектральных данных. Однако это событие не видно на графике с эквивалентной шириной линии  $H_\alpha$  поскольку значение  $EW(H_\alpha)$  превышает представленный диапазон величин этого графика. По причине плохих погодных условий фазовый охват спектральных данных сильно ограничен. Хотя эквивалентная ширина линии  $H_\alpha$  демонстрирует кратковременные изменения в течение каждой наблюдательной ночи, четкого тренда, связанного с фазой вращения, найти не удалось.

Лучевая скорость ( $RV$ ) и проекция скорости вращения ( $v \sin i$ ) были получены нами из спектров высокого разрешения с использованием кросс-корреляционного анализа со спектрами стандартных звезд спектральных классов K2, K4 и K5. Среди использованных нами звезд-шаблонов, звезда HD 166620 спектрального класса K2 V дала наилучшее соответствие при расширении спектра до скорости  $74 \pm 3 \text{ км с}^{-1}$ . Это значение  $v \sin i$  согласуется с предыдущими оценками:  $76 \pm 10 \text{ км с}^{-1}$  [339],  $70.9 \pm 9 \text{ км с}^{-1}$  [155], и  $77 \pm 1 \text{ км с}^{-1}$  [158].

Затем мы оценили среднее значение  $RV$  по четырём спектрам высокого

разрешения, которые были получены на фазовом интервале от 0.5 до 0.6, который соответствует максимуму кривой блеска, когда влияние пятен на форму спектральных линий минимально. Благодаря такому подходу, мы нашли среднее значение  $RV = 17.9 \pm 1.8 \text{ км с}^{-1}$ , которое отлично согласуется с предыдущими литературными данными ( $18 \text{ км с}^{-1}$ , [170]). Вариации лучевой скорости вычислялись для каждого спектра отдельно с учетом этого среднего значения  $RV$ . Результирующая кривая изменения лучевой скорости как функция фазы представлена на верхней панели рис. 6.2. В эту кривую  $RV$  мы включили наши данные за 1993 г. [96], они обозначены косыми крестиками. Из рисунка видно, что лучевая скорость изменяется в интервале  $\pm 9 \text{ км с}^{-1}$ , а фазовый сдвиг составляет  $\sim 0.25$  относительно фотометрической кривой блеска. Такой характер изменения лучевой скорости можно объяснить присутствием протяженного холодного пятна (запятненной области), которое искажает форму абсорбционных линий [341]. Действительно, когда протяженное пятно находится вблизи лимба оно вносит максимальное искажение, и вариации лучевой скорости становятся максимальными. Напротив, когда пятно скрыто от наблюдателя ( $\phi \approx 0.5$ ) или находится прямо на луче зрения ( $\phi \approx 1.0$ ) его влияние на лучевую скорость звезды минимально. Измерения  $RV$  за два сезона (1993 и 2001 г.) очень хорошо согласуются по фазе и по амплитуде, что указывает на долговременную стабильность основных параметров большого пятна (запятненной области).

Мы извлекли рентгеновский спектр для каждого из трех наведений спутника *Chandra* согласно процедуре, подробно описанной в нашей работе [317]. Затем мы применили модель MEKAL [246] для теплового излучения оптически тонкой горячей плазмы с энергией  $kT$ , которая учитывает наличие межзвездного поглощения. Поглощение в межзвездной среде выражено через концентрацию атомов водорода на луче зрения,  $N_H$  (в  $\text{см}^{-2}$ ), в предположении свободного содержания химических элементов. Сравнение трех спектров показало, что их форма очень похожа. Поэтому мы выполнили совместное моделирование всех трех спектров, что позволило улучшить статистику. Для учета небольших сме-

щений в уровне потока трех спектров мы ввели независимую нормировочную константу для каждого спектра.

Наилучшее приближение удалось получить для трех тепловых компонентов плазмы со своими температурами ( $kT$ ), мерами эмиссии ( $EM$ ) и свободным содержанием химических элементов. Рентгеновские спектры, наилучшее модельное приближение и остатки представлены на рис. 6.3. В таблице 6.1 приведены рентгеновские параметры V410 Тау.

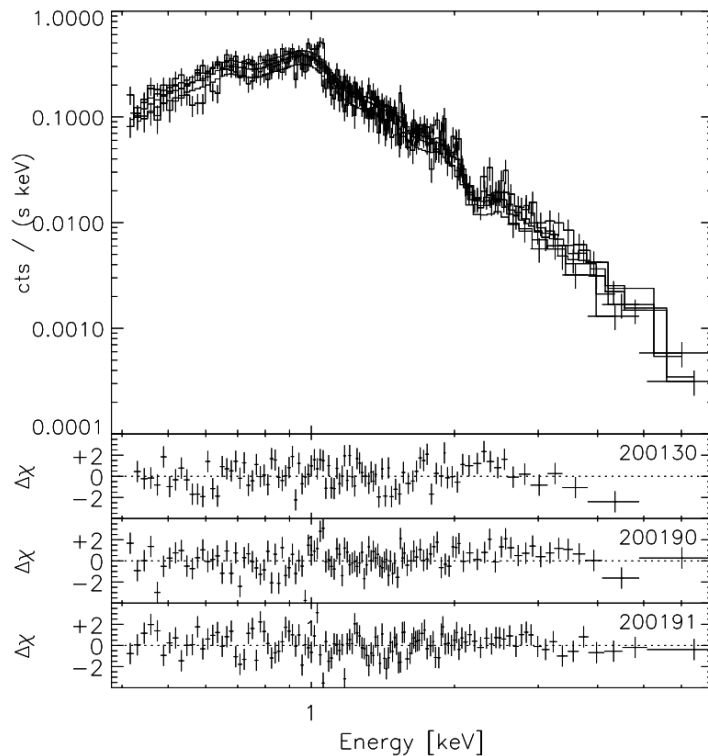


Рис. 6.3. Спокойный рентгеновский спектр V410 Тау во время трех экспозиций *Chandra*. Параметры моделирования и рентгеновские свойства звезды приведены в таблице 6.1. Остатки для каждого спектра показаны на отдельных панелях.

Мы оценили меру эмиссии, рентгеновскую светимость и светимость в линии  $H_\alpha$  в предположении, что расстояние до V410 Тау составляет 136 пс [353]. Поток в линии  $H_\alpha$  вычислялся с использованием  $EW(H_\alpha)$  и удельного потока в полосе  $R$  как  $F(H_\alpha) = F_R^0 \cdot EW(H_\alpha) \cdot 10^{(-0.4m_R)}$ , где  $F_R^0 = 3080$  Ян – поток для звезды нулевой величины в полосе  $R$ , а  $m_R$  – звездная величина V410 Тау в полосе  $R$ . Мы вычисляли поток в линии  $H_\alpha$  для максимальной и минимальной

$EW(H_\alpha)$ , измеренной в спектрах низкого разрешения в то время, когда звезда находилась вне вспышек. Соответствующее значение блеска  $m_R$  выбиралось для той же фазы вращения. Полученная таким образом минимальная и максимальная светимость в линии  $H_\alpha$  приведена в последнем столбце таблицы 6.1.

Таблица 6.1. Рентгеновские параметры V410 Тау

$N_H$ $10^{21} \text{ см}^{-3}$	$kT_1$ кэВ	$kT_2$ кэВ	$kT_3$ кэВ	$EM_1$ $10^{53} \text{ см}^{-3}$	$EM_2$ $10^{53} \text{ см}^{-3}$	$EM_3$ $10^{53} \text{ см}^{-3}$	$Z$ $Z_\odot$	$\log L_X$ эрг $\text{с}^{-1}$	$\log L_{H_\alpha}$ эрг $\text{с}^{-1}$
$0.97^{+0.37}_{-0.32}$	$0.24^{+0.03}_{-0.02}$	$0.93^{+0.09}_{-0.07}$	$2.18^{+0.43}_{-0.28}$	$3.02^{+1.01}_{-1.24}$	$2.23^{+1.26}_{-0.80}$	$2.13^{+0.45}_{-0.77}$	$0.20^{+0.08}_{-0.06}$	30.5	29.6–30.1

Для активных М-карликов главной последовательности светимость рентгеновского излучения несколько больше, чем светимость в линии  $H_\alpha$ . В частности, Флеминг и др. [100] находят соотношение  $L_{H_\alpha} \sim 0.7L_X$ . Аналогично, как для карликов поля, так и для скопления звезд главной последовательности нулевого возраста IC 2602 получено аналогичное соотношение:  $\log(L_X/L_{H_\alpha}) \sim 0.2 \div 1$  [159]. Значения, полученные нами для рентгеновской светимости и светимости в линии  $H_\alpha$  для V410 Тау находятся в хорошем согласии с этими соотношениями. Что, в свою очередь, предполагает тесную связь между магнитной активностью этой звезды и активностью вспыхивающих звезд ГП. В следующем разделе мы подробнее остановимся на результатах исследования вспышек у V410 Тау.

### 6.3. Вспышки на V410 Тау

Во время интенсивного фотометрического и спектрального мониторинга, описанного в предыдущем разделе, мы зарегистрировали несколько вспышек, одна из которых была очень сильной. В этом разделе будет представлен детальный анализ наших спектральных и фотометрических данных на предмет исследования вспышечной активности V410 Тау.

Фотометрические наблюдения в системе Стрёмгрена, полученные в обсерватории Сьерра-Невада (Испания), проводились таким образом, что одна серия *uvby* измерений V410 Тау осуществлялась через каждые 7 минут. В observa-



тории на горе Майданак (Узбекистан) временной интервал, необходимый для получения одной серии  $UBVR_J$  измерений, варьировался в пределах от 3 до 4 минут. Одна серия  $UBVR_CI_C$  измерений, полученных на станции Флагстафф (США), выполнялась через каждые 20 минут.

Спектральные наблюдения среднего разрешения проводились в обсерватории Сьерра-Невада во время наиболее сильной вспышки. Половина максимальной ширины ( $FWHM$ ) линий калибровочных ламп составляла  $1.7 \text{ \AA}$  для синего ( $4000\text{--}5160 \text{ \AA}$ ) и  $1.5 \text{ \AA}$  для красного ( $5645\text{--}6790 \text{ \AA}$ ) диапазонов длин волн. Спектральные наблюдения в синей области начались через 32 минуты после максимума вспышки из-за технических проблем, а первый спектр в красной области был получен через 2 часа после максимума вспышки. Интервал времени между последовательными спектрами составлял примерно 11 минут. Спектры в синей области снимались немного чаще, чем в красной. Редукция и анализ данных проводились с использованием возможностей пакета IRAF.

Благодаря тщательному изучению фотометрических данных, полученных во время нашего многодневного мониторинга, было обнаружено в общей сложности 8 вспышек, в основном в полосах  $U$  и  $B$ , плюс начало одной вспышки в рентгеновском диапазоне (см. предыдущий раздел). На рис. 6.4 представлены моменты вспышек во время нашего спектрального, фотометрического и рентгеновского мониторинга.

Чтобы изучить характеристики этих вспышек, мы временно удалили эти события из нашего набора данных, аппроксимировали оставшиеся фотометрические данные в каждой полосе полиномом и вычли этот полином из полного набора данных, содержащего все вспышки. Таким образом, мы убрали те фотометрические изменения блеска, которые были обусловлены явлением пятенной вращательной модуляции с периодом 1.87 суток. Оставшиеся после этой фильтрации данные позволяют восстановить эволюцию вспышки во времени и представляют информацию о температуре, продолжительности и энергетике каждого такого события.

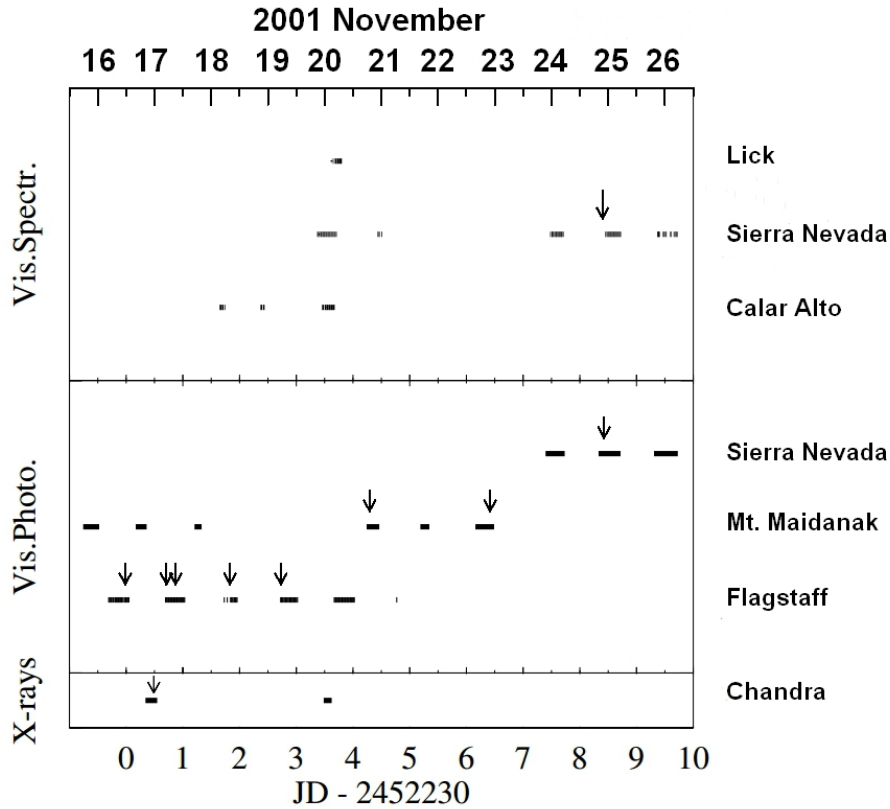


Рис. 6.4. Журнал спектральных, фотометрических и рентгеновских наблюдений для ноября 2001 г. Моменты зарегистрированных вспышек отмечены вертикальными стрелками. Третье рентгеновское наблюдение, полученное в марте 2002 г., не показано на этом рисунке.

На рис. 6.5 и 6.6 представлены кривые блеска для четырех самых значительных вспышек, зарегистрированных нами в ноябре 2001 г. Во всех случаях основная доля вспышечного излучения приходилась на более короткие длины волн, ни одна из вспышек не была зарегистрирована в полосах  $R_J$ ,  $R_C$  или  $I_C$ . Это типичная ситуация при исследовании вспышек на звездах поздних спектральных классов ([148]; [66]; [319]).

Время затухания вспышек заметно различается и составляет от 3.5 до 0.9 часа в полосах  $U$  или  $u$ . Чем мощнее вспышка, тем больше ее продолжительность. Для любой зарегистрированной нами вспышки время затухания короче на более длинных волнах (см. подробности в таблицах 6.2 и 6.3). Третья вспышка, зарегистрированная на обсерватории Майданак, имеет небольшие особенности. Во первых, непосредственно перед основной вспышкой имело место меньшее событие, которое наблюдалось только в полосе  $U$ . Во вторых, после фазы

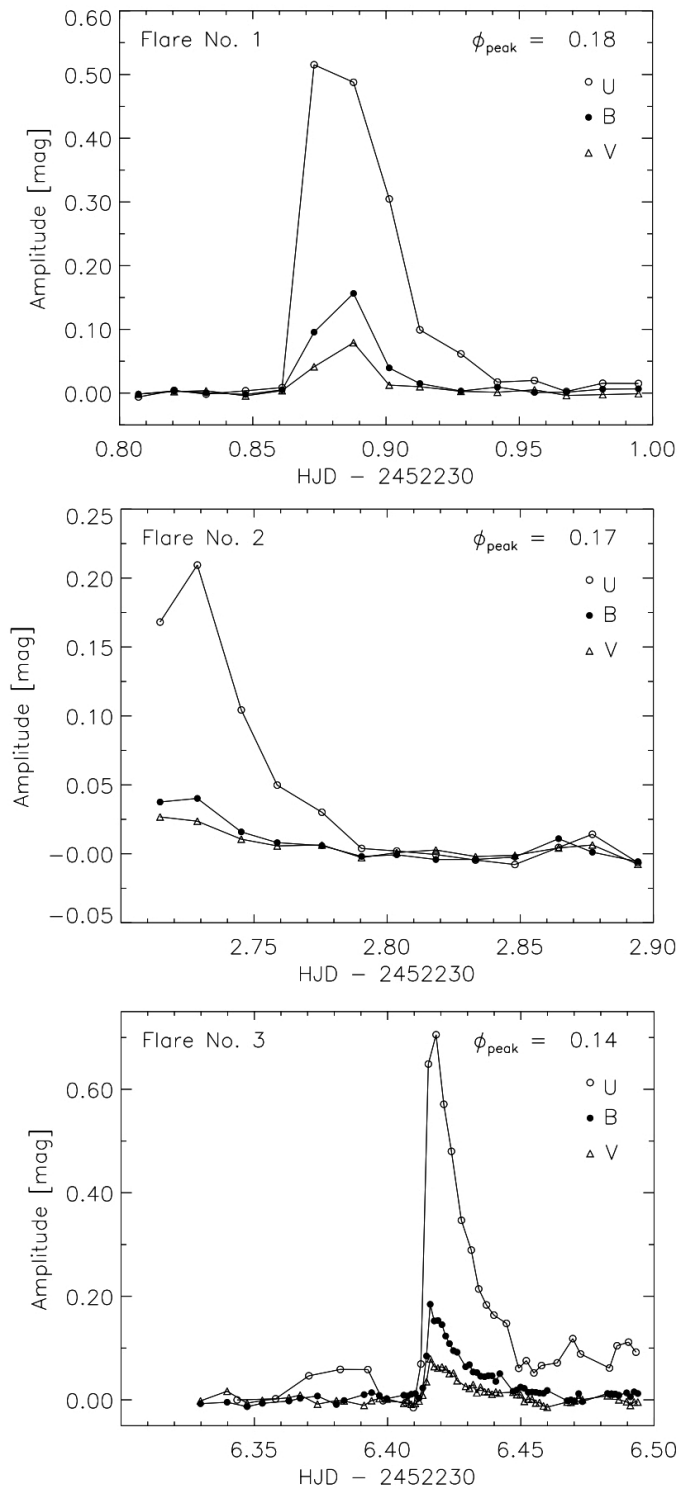


Рис. 6.5. Кривые блеска трех наиболее больших вспышек. Пятенная вращательная модуляция с периодом 1.87 сут. была вычтена из данных, чтобы подчеркнуть эволюцию изменения блеска из-за вспышек. Масштаб оси времени одинаковый для всех трех панелей.

экспоненциального затухания, излучение вспышки оставалось на более высоком уровне, чем в состоянии до вспышки. В случае других вспышек, вспышечное

излучение плавно вернулось к тому уровню, который наблюдался до основного события.

Мы вычислили светимость, излучаемую во время вспышек и в состоянии покоя. Чтобы преобразовать звездные величины в абсолютные потоки были использованы калибровки для фильтров Стрёмгрена [136] и фильтров Джонсона [26]. Эффективные длины волн всех использованных фотометрических фильтров приведены в таблице 6.4. Погрешности калибровки потока фотометрических систем не превышают 1–1.3% и не влияют на наши выводы. Мы не проводили коррекцию за межзвездное поглощение, поскольку величина  $A_V \leq 0.5$ . Основные параметры вспышек (амплитуда, светимость, суммарная энергия и время затухания) приведены в таблицах 6.2 и 6.3.

Таблица 6.2. Параметры вспышек в системе  $UBV$

	амплитуда (зв.в.)			св-ть (эрг $\text{с}^{-1}$ ) [ $\times 10^{32}$ ]			энергия (эрг) [ $\times 10^{35}$ ]			затухание (ч)		
	$U$	$B$	$V$	$U$	$B$	$V$	$U$	$B$	$V$	$U$	$B$	$V$
№1	0.51	0.15	0.08	1.17	1.32	1.24	4.21	2.97	2.38	1.5	1.1	0.9
№2	0.19	0.03	0.02	0.38	0.14	0.07	1.40	0.4:	0.2:	1.6	1.1	–
№3	0.77	0.17	0.08	2.18	1.51	1.25	1.71	1.33	1.35	0.9	0.8	0.7

Таблица 6.3. Параметры вспышки в системе  $uvby$

	амплитуда (зв.в.)				св-ть (эрг $\text{с}^{-1}$ ) [ $\times 10^{32}$ ]				энергия (эрг) [ $\times 10^{35}$ ]				затухание (ч)			
	$u$	$v$	$b$	$y$	$u$	$v$	$b$	$y$	$u$	$v$	$b$	$y$	$u$	$v$	$b$	$y$
№4	3.01	2.02	1.32	0.96	31.0	32.2	33.3	29.4	93.7	78.0	71.3	69.6	3.5	2.4	1.8	1.7
в покое					2.06	5.91	14.0	20.5								

Таблица 6.4. Эффективные длины волн использованных фильтров

полоса	$u$	$v$	$b$	$y$	$U$	$B$	$V$	$R_c$	$R_j$	$I_c$
$\lambda_{eff}$	3491	4111	4662	5456	3600	4400	5500	6760	7000	7910

Спектральное распределение энергии звезды заметно изменяется во время мощной вспышки №4, как видно из рис. 6.7. Мы смоделировали распределение

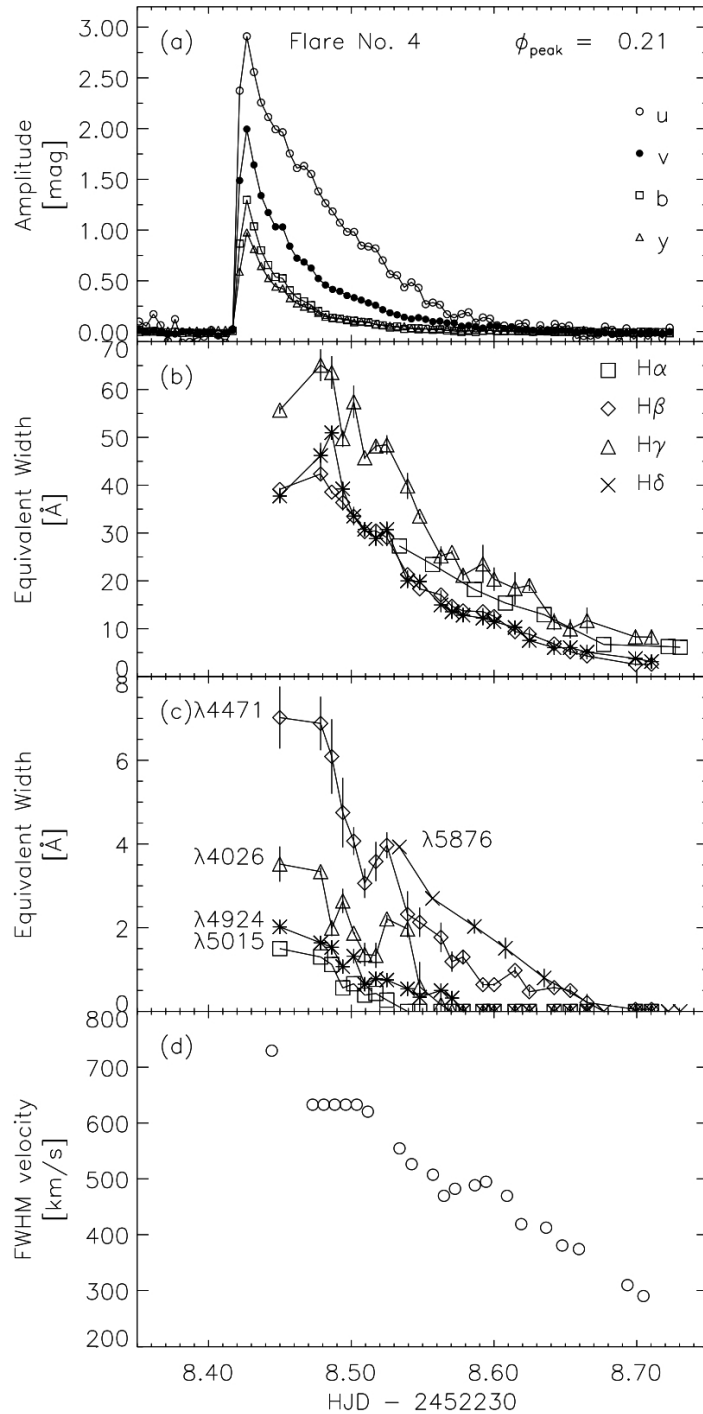


Рис. 6.6. Эволюция во времени различных спектральных диагностик активности в течение вспышки № 4, для которой удалось получить одновременную фотометрию в системе Стрёмгрена и спектроскопию среднего разрешения. Сверху вниз: а) кривые блеска в полосах Стрёмгрена, б) эквивалентные ширины некоторых линий серии Бальмера, с) эквивалентные ширины наиболее заметных линий гелия и линии Fe II 4924 Å, d)  $FWHM$  эмиссионной линии H $\beta$ .

энергии в спектре спокойной звезды и в сумарном спектре (звезда + вспышка). В состоянии покоя эффективная температура звезды воспроизводится с ошибкой в 10%, а во время вспышки наилучшее согласие достигается при температуре 6900 К. Если вычесть звездный вклад, распределение энергии в спектре „чистой“ вспышки может быть воспроизведено с помощью чернотельного приближения с  $T_{eff} \sim 8400$  К (рис. 6.8). Понятно, что эти значения температур являются грубым приближением и могут быть приняты только как некое указание на высокие температуры, связанные со вспышкой.

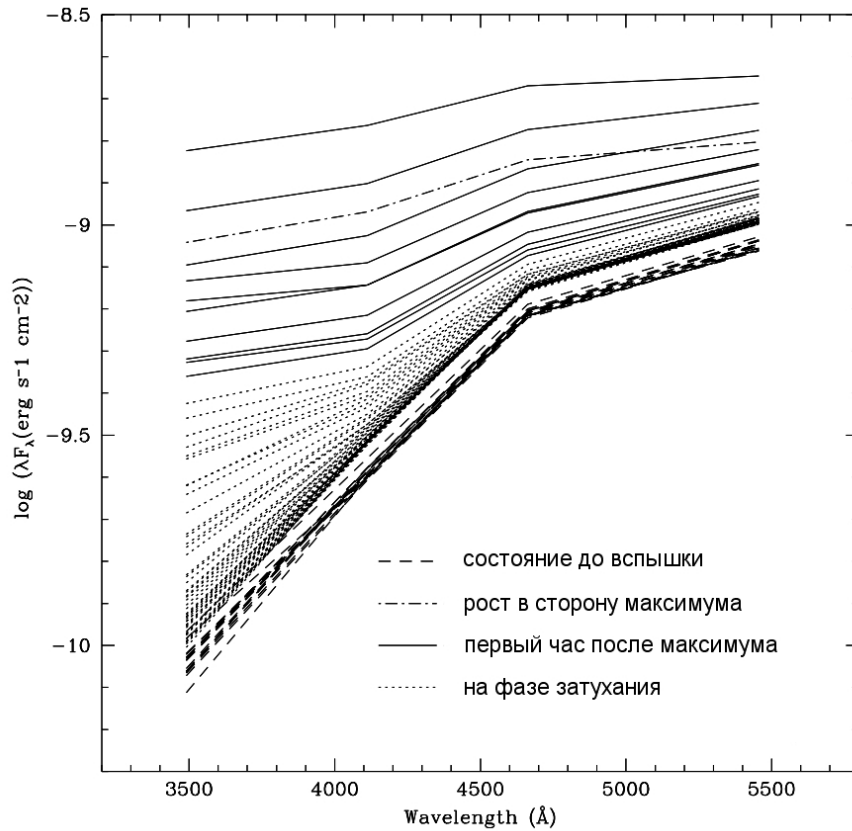


Рис. 6.7. Распределения энергии в спектре V410 Тау в течение вспышки № 4. Несколько стадий эволюции вспышки обозначены различными линиями.

Вспышки № 1 и № 4 демонстрируют почти плоские спектральные распределения энергии с температурами ниже, чем температуры вспышек № 3 и, особенно, № 2. Этот факт объясняется значительной разницей между амплитудами в полосах  $U$ ,  $B$  и  $V$  в случае двух последних вспышек.

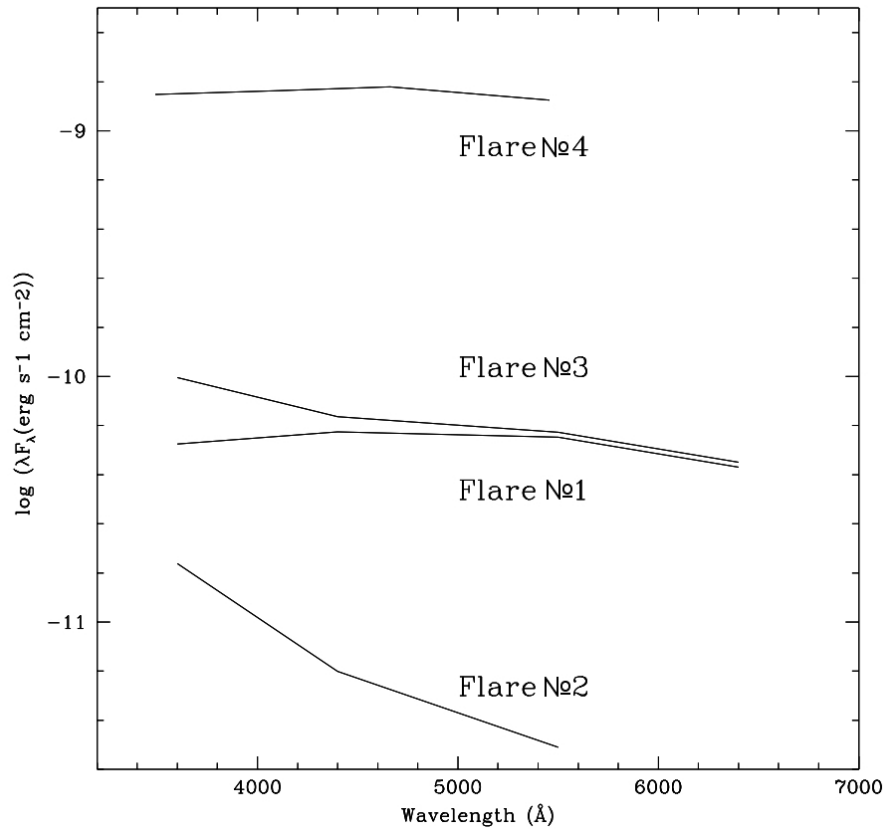


Рис. 6.8. Распределения энергии в спектре для четырех наиболее мощных вспышек после вычитания звездного вклада.

Вспышка № 4 является самым мощным событием, имевшим место в течение нашего мониторинга. Для этого события нам удалось получить спектральные данные среднего разрешения. Во время этой вспышки появилось несколько эмиссионных линий, которые не были видны в спокойном спектре:  $H_\delta$ ,  $H_\gamma$ ,  $H_\beta$ ,  $He\ II\ 4686\ \text{\AA}$ ,  $Fe\ II\ 4924\ \text{\AA}$ , и несколько линий  $He\ I$  на длинах волн  $4026\ \text{\AA}$ ,  $4471\ \text{\AA}$ ,  $5015\ \text{\AA}$  и  $5876\ \text{\AA}$ . Эти линии можно идентифицировать в спектре, приведенном на рис. 6.9. Мы измерили эквивалентные ширины этих линий во всех спектрах вспышки и приводим их временную эволюцию на рис. 6.6 (панели b и c). Значения эквивалентных ширин изменяются во времени по экспоненциальному закону. Для линий  $H_\delta$  и  $H_\gamma$  общее уменьшение эквивалентной ширины замедляется после первого быстрого уменьшения, и для обеспечения хорошего соответствия с модельным приближением необходимо использовать две экспоненты. Эквивалентные ширины линий  $He\ I$  уменьшаются значительно быстрее,

чем таковые в случае линий водорода. Отчетливо видно, что линии водорода все еще находятся в эмиссии, когда линии гелия уже вернулись к исходному состоянию покоя.

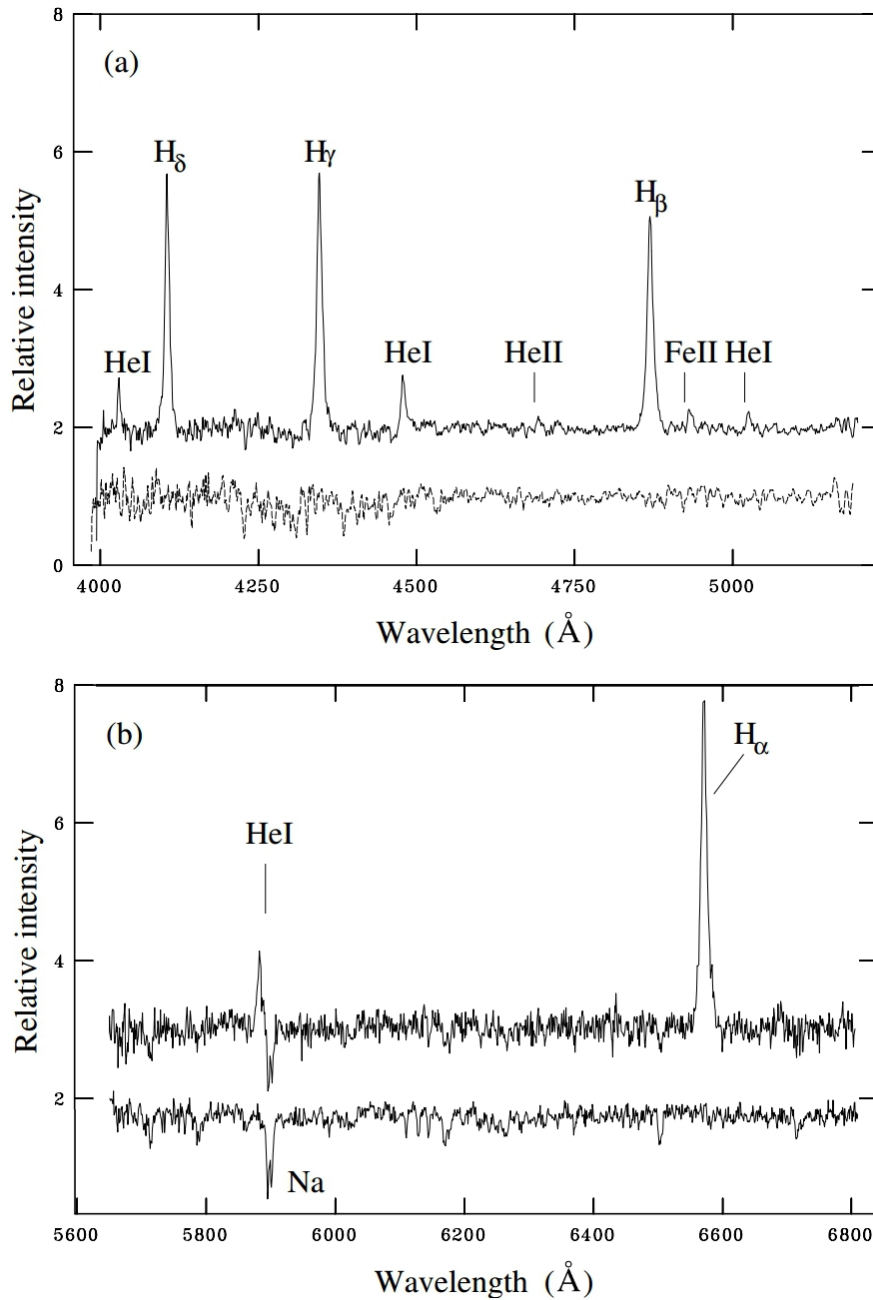


Рис. 6.9. Синий (a) и красный (b) спектры вспышки № 4 по сравнению со средним спектром спокойного состояния. Спектры вспышки сдвинуты вверх для большей наглядности.

Линии серии Бальмера ( $H_\delta$ ,  $H_\gamma$ ,  $H_\beta$ ) показывают широкую эмиссию, которая сужается по мере затухания вспышки и эта эмиссия всегда хорошо разрешается в наших спектрах. Мы проанализировали уменьшение FWHM этих линий.



В случае линии  $H_\beta$  ее FWHM достигает  $730 \text{ км с}^{-1}$  через полчаса после максимума вспышки и уменьшается до  $290 \text{ км с}^{-1}$  в самом конце наших измерений (см. рис 6.6d). Что касается вспышек на других звездах, то некоторое уширение линий во время вспышек связывают со значительным увеличением плотности газа во время вспышки, тогда как быстро изменяющиеся расширения, часто ассиметричные, обусловлены быстрыми движениями газа в атмосфере звезды со скоростями до  $1000 \text{ км с}^{-1}$  ([45]). Через полчаса после максимума вспышки эквивалентные ширины линий  $H_\beta$ ,  $H_\gamma$  и  $H_\delta$  были  $39.1 \text{ \AA}$ ,  $55.7 \text{ \AA}$  и  $37.7 \text{ \AA}$  соответственно, а  $EW(H_\alpha)$ , измеренная через два часа после максимума, равнялась  $27.3 \text{ \AA}$ .

Как было отмечено в начале раздела, мы обнаружили в общей сложности 9 вспышек с учетом одного рентгеновского события. Поскольку общая продолжительность мониторинга после устранения дневных пробелов в фотометрических данных составляет  $\sim 4.6$  суток, частота вспышек во время нашей наблюдательной кампании была около 2 событий в сутки. Это значение похоже на то, что уже было получено для других WTTS (около 1.4 событий в сутки) [141].

Чтобы исследовать распределение вспышек на фазовой кривой блеска мы собрали из литературы все события, которые можно рассматривать как вспышки. Мы нашли в общей сложности 12 возможных вспышек (см. таб. 7 в [97]). Большинство этих событий были зарегистрированы в фотометрических и спектральных наблюдениях, за исключением одного события, которое имело место в радиодиапазоне [59]. В течение этого события звезда увеличила свою яркость на длине волны 6 см. в 14.5 раз относительно среднего уровня покоя [28]. На рис. 6.10 приведена фазовая кривая блеска V410 Tau в полосе  $V$  по результатам нашего мониторинга с указанием распределения всех вспышек и событий похожих на вспышки, которые мы зарегистрировали в наших данных и которые мы нашли в литературе. Из рисунка видно, что вспышки, как правило, происходят в области минимального блеска, т.е. на тех фазах, когда наблюдается максимальное число пятен и активных областей.

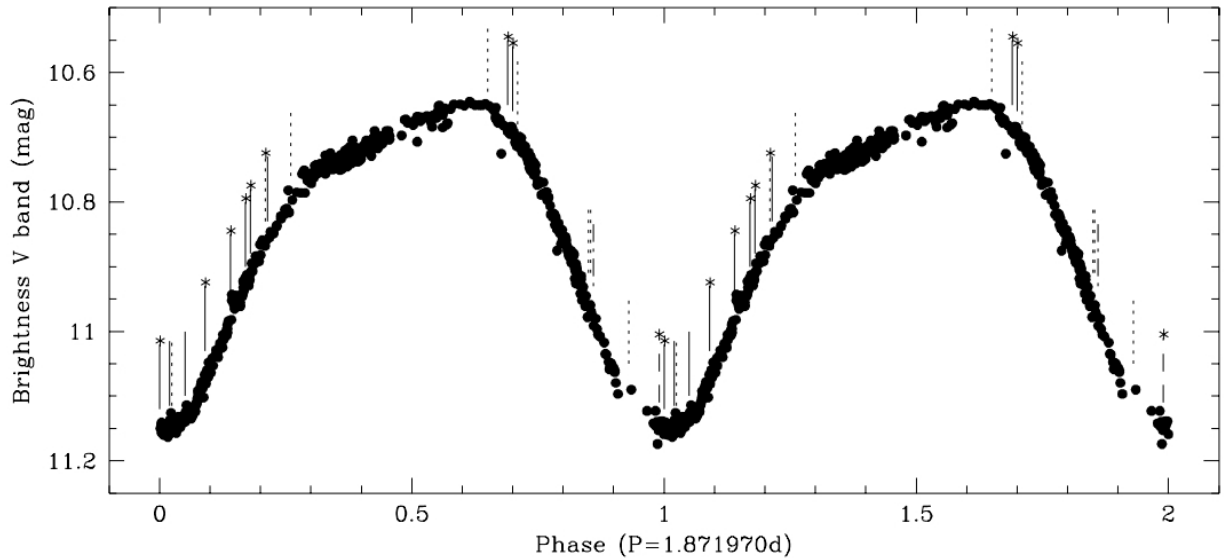


Рис. 6.10. Распределение вспышек по фазовой кривой блеска V410 Тау. Вспышки, обнаруженные в результате нашего мониторинга 2001г., обозначены звездочками. Разные типы линий отображают различную технику регистрации вспышек: сплошная линия для фотометрии, пунктирная для спектроскопии, штриховая для рентгеновских наблюдений и штрих-пунктирная для радио данных.

Следует отметить, что четыре наиболее мощные вспышки, зарегистрированные в результате нашего мониторинга, произошли в достаточно узком фазовом диапазоне ( $\phi = 0.14-0.21$ ) на восходящей ветви кривой блеска в нескольких последовательных циклах. Этот факт указывает на то, что эти четыре вспышки могут быть связаны с одной и той же достаточно компактной активной областью, которая существовала как минимум восемь суток. Фазы других трех вспышек расположены вблизи минимума блеска, когда активные запятненные области были расположены прямо на луче зрения. Оставшиеся две вспышки произошли в момент максимума блеска, и они были самыми слабыми с амплитудами в полосе  $U$  лишь немного превышающими предел обнаружения.

Концентрация мощных вспышек в узком фазовом диапазоне на коротком временном интервале в восемь суток предполагает, что магнитные петли имеют сравнительно небольшой размер. Небольшие петли могут соединять активные области, расположенные недалеко друг от друга в масштабе поверхности звезды. В этом случае протяженное холодное пятно можно рассматривать как

большую активную область, состоящую из множества меньших холодных пятен ([379]; [374]; [130]). Такой сценарий подтверждается результатами доплеровского картирования с использованием подхода CLEAN [212], который очень эффективен при определении положения и формы звездных пятен и который был успешно применен для исследования молодой запятненной звезды AB Dor [213]. В случае этой звезды группа небольших пятен, расположенных в определенной долготной области на поверхности звезды, способна воспроизвести наблюдаемые искажения фотосферных абсорбционных линий. Таким образом, большое холодное пятно, предложенное как основная причина периодической кривой блеска V410 Tau и которое можно увидеть на доплеровских изображениях, вполне может состоять из большого количества мелких пятен. Дополнительные аргументы в пользу этой гипотезы будут обсуждаться в следующем разделе.

Хотя термин „вспыхивающая звезда“ был впервые использован для карликовых звезд спектральных классов K и M (известных как звезды типа UV Cet), в настоящее время вспышки обнаружены у молодых звезд в различных ОЗ и в рассеянных скоплениях, у двойных систем типа RS CVn, BY Dra, W UMa и Алголей, а также у быстро вращающихся одиночных звезд типа FK Com.

Самые мощные вспышки на Солнце достигают энергий  $\sim 10^{32}$  эрг, в то время как самые значительные вспышки на звездах dMe имеют  $E \sim 10^{34} - 10^{35}$  эрг, или даже  $E \sim 10^{36} - 10^{38}$  эрг в случае звезд типа RS CVn [146]. На рис. 6.11 мы представляем зависимость между энергией вспышек в полосах  $U$  и  $B$  для V410 Tau и других вспыхивающих dMe звезд из литературы ([196]; [82]; [83]; [182]). Самая мощная вспышка на V410 Tau не представлена на этом рисунке, так как мы не наблюдали ее в полосах  $U$  и  $B$ . Эмпирическая зависимость между  $E_U$  и  $E_B$  для вспыхивающих звезд типа UV Cet представлена непрерывной линией [215]. Аналогичная зависимость для звезд типа T Tau показана штриховой линией [109]. Согласно Гаму [109], на диаграмме  $E_U$  против  $E_B$ , звезды типа T Tau расположены ниже зависимости для вспыхивающих звезд типа

UV Cet. Наши данные показывают, что вспышки на V410 Tau очень мощные и они хорошо ложатся на зависимость для вспыхивающих звезд типа UV Cet.

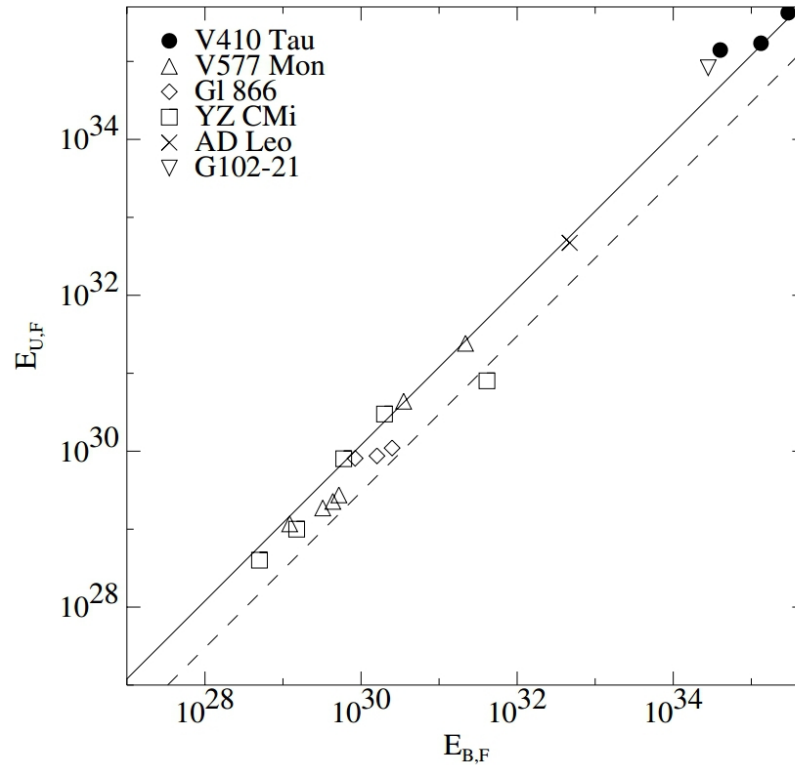


Рис. 6.11. Зависимость энергии вспышек в полосе  $U$  от энергии вспышек в полосе  $B$  для V410 Tau по сравнению с другими вспыхивающими звездами. Эмпирическая зависимость между  $E_U$  и  $E_B$  для вспыхивающих звезд типа UV Cet представлена непрерывной линией, а для TTS – штриховой линией.

В предыдущем разделе отмечалось, что в рамках данной мониторинговой программы мы получили спектры высокого разрешения на обсерватории Каллар-Альто и в Ликской обсерватории. К сожалению, эти спектральные наблюдения не совпали по времени со вспышками, но они были использованы для получения информации о вариациях значений  $RV$ . Кроме того, мы использовали эти спектры для анализа вариаций профиля и интенсивности эмиссионной линии  $H_\alpha$ . Чтобы исследовать вариации этой линии мы вычли из наших спектров спектр звезды-шаблона спектрального класса K2, предварительно расширенный до  $v \sin i = 74 \text{ км с}^{-1}$ . Следует отметить, что спектры V410 Tau, полученные вблизи минимума блеска, лучше соответствуют спектру звезды-шаблона

спектрального класса K5. Этот факт может быть связан с тем обстоятельством, что вблизи минимума блеска видимая площадь запятненной области максимальна и средняя температура звездной поверхности становится меньше.

Анализ спектральных данных высокого разрешения подтверждает предыдущие выводы о том, что в профиле линии  $H_\alpha$  присутствуют два переменных эмиссионных компонента: один узкий и интенсивный, другой слабый и широкий (см., например [270], [158], [96]). Кроме того, в четырех из двенадцати спектров на эти два эмиссионных компонента накладывается смещенная в синюю сторону абсорбционная особенность на фазах  $\sim 0.71$  и  $\sim 0.98$ , формируя профиль  $P$  Cуг. Появление такого абсорбционного синего компонента на скоростях 65–90 км с<sup>-1</sup> может указывать на присутствие звездного ветра или гигантских протуберанцев.

Чтобы лучше охарактеризовать общую форму профиля линии  $H_\alpha$  мы использовали модель с двумя гауссианами в эмиссии. В нескольких случаях, когда появлялся профиль типа  $P$  Cуг, мы добавляли третью гауссиану в абсорбции. Процесс подгонки оптимизировался путем минимизации статистики  $\chi^2$ . На рис. 6.12 приведены два примера такой подгонки для случая с двумя и тремя гауссианами.

Моделирование показало, что скорость интенсивного узкого эмиссионного компонента плавно меняется в зависимости от фазы периода вращения звезды в пределах от -20 до +8 км с<sup>-1</sup>, а ее  $FWHM = 97.8 \pm 19.7$  км с<sup>-1</sup> (см. таб. 6 в нашей работе [97]). С большой долей вероятности этот компонент связан с активными областями и имеет хромосферную природу. Не так однозначна интерпретация присутствия менее интенсивного и широкого эмиссионного компонента с  $FWHM \sim 359.3 \pm 40.8$  км с<sup>-1</sup>. Очевидно, что этот широкий компонент не может иметь отношения к вращению звезды ( $v \sin i \sim 74$  км с<sup>-1</sup>). Мы также считаем весьма маловероятным, что его происхождение связано с околозвездной газовой средой или оболочкой [270], так как V410 Тау демонстрирует

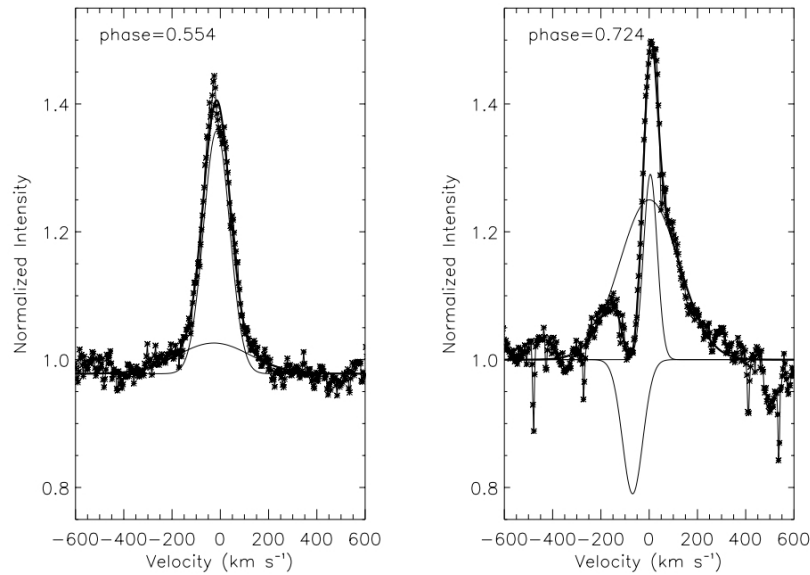


Рис. 6.12. Разложение профиля остаточной эмиссионной линии  $H_{\alpha}$ . Тонкие линии показывают отдельные модельные компоненты, толстая линия – окончательная подгонка с использованием двух (левая панель) или трех (правая панель) гауссиан.

очень маленький ИК-избыток, и этот избыток может быть связан с присутствием одного (или двух) близких спутников на субсекундном расстоянии ([114], [116]). Из-за убедительных доказательств отсутствия каких-либо обнаружимых остатков протопланетного диска ([16]), мы считаем более вероятным, что широкий эмиссионный компонент линии  $H_{\alpha}$  является следствием существования микровспышечной активности V410 Tau [274].

Такое объяснение было предложено Монтесом и др. [249] для широкого компонента линии  $H_{\alpha}$  в случае хромосферно-активных двойных систем, и подтверждается его сходством с широкими компонентами, обнаруженными в хромосферных линиях h и k Mg II. Считается, что микровспышки связаны с областями всплывающих магнитных потоков, где происходит пересоединение магнитных силовых линий. Подробное описание микровспышечной активности можно найти в работе [249].

Используя эквивалентную ширину самого сильного широкого компонента линии  $H_{\alpha}$ , обнаруженного на фазе 0.724, и соответствующий блеск в полосе  $R$  мы нашли, что широкий компонент излучал энергию  $8 \times 10^{29}$  эрг  $s^{-1}$ . Это значе-

ние примерно на порядок ниже минимального изменения яркости, которое мы способны обнаружить в нашей фотометрии: вариации с амплитудой в  $0.^m016$  в полосе  $U$  соответствуют энергии  $3.9 \times 10^{30}$  эрг  $\text{с}^{-1}$ . Таким образом, вполне логично думать, что широкая эмиссия линии  $\text{H}_\alpha$  происходит из-за многочисленных слабых вспышек, которые мы не можем обнаружить с помощью нашей фотометрии. Например, Робинсон и др. [282] сообщили о микровспышечной активности звезды dMe YZ CMi. В течение 150 минутного мониторинга с космического телескопа Хаббла в ультрафиолетовом диапазоне ( $2400 \text{ \AA}$ ) они обнаружили около 54 микровспышек с интегральным потоком от  $2 \times 10^{28}$  до  $3 \times 10^{30}$  эрг. Если бы такая микровспышечная активность имела место на V410 Tau, то она могла бы объяснить широкий эмиссионный компонент линии  $\text{H}_\alpha$ . Кроме того, если микровспышечная активность играет важную роль в нагреве звездной короны, то более высокая рентгеновская светимость V410 Tau ( $7.36 \times 10^{30}$  эрг  $\text{с}^{-1}$ , [63]) по сравнению с аналогичной светимостью YZ CMi ( $3.0 \times 10^{28}$  эрг  $\text{с}^{-1}$ ) может быть следствием более высокой микровспышечной активности на V410 Tau, чем на YZ CMi. Действительно, еще в 1985 г. Дойл и Батлер [81] обратили внимание на корреляцию между рентгеновской светимостью dMe звезд и усредненной по времени энергией вспышек в полосе  $U$  и пришли к выводу, что спокойное корональное рентгеновское излучение может быть результатом нагрева за счет вспышечной активности. Тогда изменения среднего уровня микровспышечной активности V410 Tau могут иметь последствия для нагрева короны и, следовательно, приводить к изменениям рентгеновской светимости звезды. Такая зависимость рентгеновской светимости от уровня микровспышечной активности может объяснить отсутствие корреляции между периодом вращения и потоком рентгеновского излучения V410 Tau, а также различия в рентгеновской светимости, которые мы обнаружили при двух измерениях космической обсерватории *Chandra*, полученных на одинаковых фазах, но разнесенных по времени на несколько месяцев.

## 6.4. Положение на диаграмме ГР

Несмотря на то, что исследованию свойств V410 Тау были посвящены десятки работ, ее эволюционный статус все еще недостаточно надежен. Этот вопрос подробно обсуждался в третьей главе (см. раздел 3.4). Основная проблема заключается в том, что оценки  $R_{bol}$  для V410 Тау, вычисляемые через  $L_{bol}$ , оказываются меньше чем значение  $R \sin i$ , которое известно достаточно хорошо, так как оно определяется с использованием двух надежных физических параметров:  $P_{rot}$  и  $v \sin i$ . В третьей главе мы показали, что заниженные значения  $R_{bol}$  могут быть следствием того, что мы некорректно вычисляем значение  $V_{max}$  по причине сильной запятненности этой звезды. Дополнительная проблема связана с тем, что значение  $V_{max}$  зависит не только от степени запятненности, но и от величины межзвездной экстинкции.

Чтобы проиллюстрировать эту проблему, рассмотрим несколько примеров (см. таб. 6.5). Первый пример связан с работой Петрова и др. [270], где на основе аккуратных фотометрических и спектральных данных были определены основные физические параметры V410 Тау. Используя спектральный класс K4 V, соответствующую ему температуру  $T_{eff} = 4300$  К и  $B.C. = -0.^m60$  из [161], расстояние  $d = 160$  пс и яркость незапятненной звезды  $V_{max}^0 = 10.^m6$ , авторы оценили светимость  $L_{bol} = 2.24 \pm 0.36 L_{\odot}$  и радиус  $R_{bol} = 2.65 \pm 0.4 R_{\odot}$ . Используя эволюционные треки из работы [307] мы получаем оценку массы  $M = 1.0 M_{\odot}$  и возраст  $\sim 1.1$  млн лет. Следует отметить, что в этом случае нет противоречия между значением  $R_{bol}$  и  $R \sin i$  благодаря тому, что в этой работе мы использовали низкое значение температуры, большое расстояние и предположение о том, что максимальный зарегистрированный блеск совпадает с абсолютным максимумом:  $V_{max} = V_{max}^0$ . Другими словами, что в момент максимального блеска мы видим фотосферу звезды свободную от пятен. Однако это не совсем так, поскольку авторы этого исследования оценили степень запятненности порядка 40% от площади поверхности звезды, т.е. незапятненная звезда



должна быть значительно ярче, чем зарегистрированный из наблюдений максимум  $10.^m6$ . Поэтому авторы справедливо отмечают, что учет запятненности и уменьшение расстояния до 135 пс приведут к значительному уменьшению светимости, а значит и радиуса, что обеспечит противоречие между  $R_{bol}$  и  $R \sin i$ .

Таблица 6.5. Физические параметры V410 Тау

$T_{eff}$	$v \sin i$ км $c^{-1}$	$R \sin i$ $R_{\odot}$	d пс	$V_{max}^0$	$(V - R)_o$	$E_{V-R}$	$A_V$	B.C.	$L_{bol}$ $L_{\odot}$	$R_{bol}$ $R_{\odot}$	M $M_{\odot}$	t, $10^6$ лет	$\sin i$	ссылка
4300	70.7	2.62	160	10.600	0.992	0.04	0.13	-0.60	2.24	2.65	1.0	1.1	0.99	[270]
4700	70.7	2.62	140	10.236	0.935	0.14	0.50	-0.51	3.09	2.62	1.7	2.2	1.00	[374]
4500	75.0	2.77	157	10.236	0.935	0.09	0.35	-0.51	3.38	2.98	1.4	1.2	0.93	[308]
4500	73.2	2.71	129	10.236	0.935	0.14	0.50	-0.64	2.96	2.79	1.4	1.38	0.97	[359]
4500	73.2	2.71	129	9.773	0.863	0.13	0.46	-0.64	4.38	3.39	1.4	0.84	0.80	[359]

Во втором примере [374] автор диссертации использовал более близкое расстояние (140 пс), как среднее расстояние до ОЗ Тельца–Возничего, и более высокую температуру фотосферы (4700 К), которая соответствует карликам ГП спектрального класса КЗ V [320]. Если в качестве абсолютного максимума блеска принять наблюдаемый максимальный блеск, то мы получаем оценки  $L_{bol} = 2.68 L_{\odot}$  и  $R_{bol} = 2.43 R_{\odot}$ . Тогда оценка радиуса звезды оказывается ниже значения  $R \sin i = 2.62 R_{\odot}$  (см. третий столбец в таб. 6.5), чего не может быть по определению. Чтобы снять это противоречие, необходимо чтобы выполнялось условие  $R_{bol} \geq R \sin i \geq 2.62 R_{\odot}$ . Это возможно только в том случае, если мы увеличим абсолютный максимум блеска звезды как минимум на  $\sim 0.^m36$ , т.е. учтем запятненность звездной поверхности. Окончательное значение  $V_{max}^0$  и соответствующий ему показатель цвета  $(V - R)_0$  приведены в 5 и 6 колонках таблицы 6.5. Значение  $(V - R)_0$ , соответствующее незапятненной фотосфере, использовалось автором для независимой оценки межзвездного поглощения (колонки 7 и 8 в таб. 6.5). Более подробное описание методики определения параметров звезды и степени запятненности приведено в работе [374]. В случае второй работы было показано, что поверхность V410 Тау покрыта холодными пятнами даже на фазе максимального блеска и степень запятненности может

достигать 47–53%, что согласуется с выводами из предыдущего исследования [270].

Третий пример связан с нашей относительно новой работой в которой анализировались спектрополяриметрические данные, полученные в январе 2009 г. [308]. В отличие от двух предыдущих примеров, в этой работе мы самостоятельно оценили температуру ( $4500 \pm 100$  K), значение  $v \sin i$  ( $\sim 75$  км  $c^{-1}$ ) и угол наклона оси вращения ( $70^\circ \pm 10^\circ$ ) непосредственно из спектрополяриметрических данных. Принимая ту же самую степень запятненности как и во втором примере, мы использовали расстояние в 157 пс из работы [353]. В этом случае было показано, что с учетом угла наклона оси вращения в  $70^\circ$ , светимость и радиус звезды должны быть  $\sim 3.4 L_\odot$  и  $\sim 3.0 R_\odot$ , а соответствующие масса и возраст:  $1.4 \pm 0.2 M_\odot$  и  $1.2 \pm 0.3$  млн лет (третья строка в таб. 6.5).

Наконец, последние два примера связаны с недавними определениями основных параметров звезды на основе наших многолетних спектрополяриметрических данных, полученных в рамках проекта MaTYSSE [359]. Применяя методику автоматической спектральной классификации, разработанную в рамках проектов MaPP и MaTYSSE [72], мы определили значения  $T_{eff} = 4500 \pm 100$  K и  $\log g = 3.8 \pm 0.2$ . Значение  $v \sin i$  из наших спектров  $73.2 \pm 0.2$  км  $c^{-1}$  указывает на то, что минимальное значение радиуса  $R \sin i = 2.71 R_\odot$ . Принимая тот же самый уровень запятненности, что и в третьем примере, мы получаем значения светимости, радиуса, массы и возраста очень близкие к аналогичным значениям из третьего примера (см. четвертую строку в таб. 6.5). При этом угол наклона оси вращения к лучу зрения составляет  $77^\circ \pm 22^\circ$ . Однако, лучшее модельное приближение наших спектров указывает на то, что наклон оси вращения звезды должен быть  $50^\circ \pm 10^\circ$ . В этом случае мы должны увеличить степень запятненности чтобы снять противоречие между  $R \sin i$  и  $R_{bol}$  и изменить абсолютный максимум блеска звезды на  $0.^m46$  относительно значения из предыдущего примера или на  $0.^m75$  относительно величины  $10.^m52$  – максимального уровня блеска, зарегистрированного в течение мониторинга 2008–2017 гг. Таким образом,

принимая значение  $V_{max}^0 = 9.^m773$  и соответствующий ему показатель цвета  $(V - R)_0 = 0.863$  мы получаем, что спектральный класс незапятненной фотосферы может быть K2. Тогда избыток цвета  $E_{V-R} = 0.863 - 0.738 = 0.125$ , откуда межзвездное поглощение  $A_V = 0.46$ . В этом случае, учитывая требования к углу наклона оси вращения в  $\sim 53^\circ$ , светимость и радиус звезды должны быть  $\sim 4.4 L_\odot$  и  $\sim 3.4 R_\odot$ , а соответствующие масса и возраст:  $1.42 \pm 0.15 M_\odot$  и  $0.84 \pm 0.2$  млн лет (последняя строка в таб. 6.5).

Положение V410 Тау на диаграмме ГР для всех приведенных выше примеров показано на рис. 6.13. Первый пример – черный заполненный кружок, 2-ой пример – зеленый квадрат, 3-й пример – розовый ромб, 4-й пример – красный незаполненный квадрат и 5-й пример – красный заполненный квадрат.

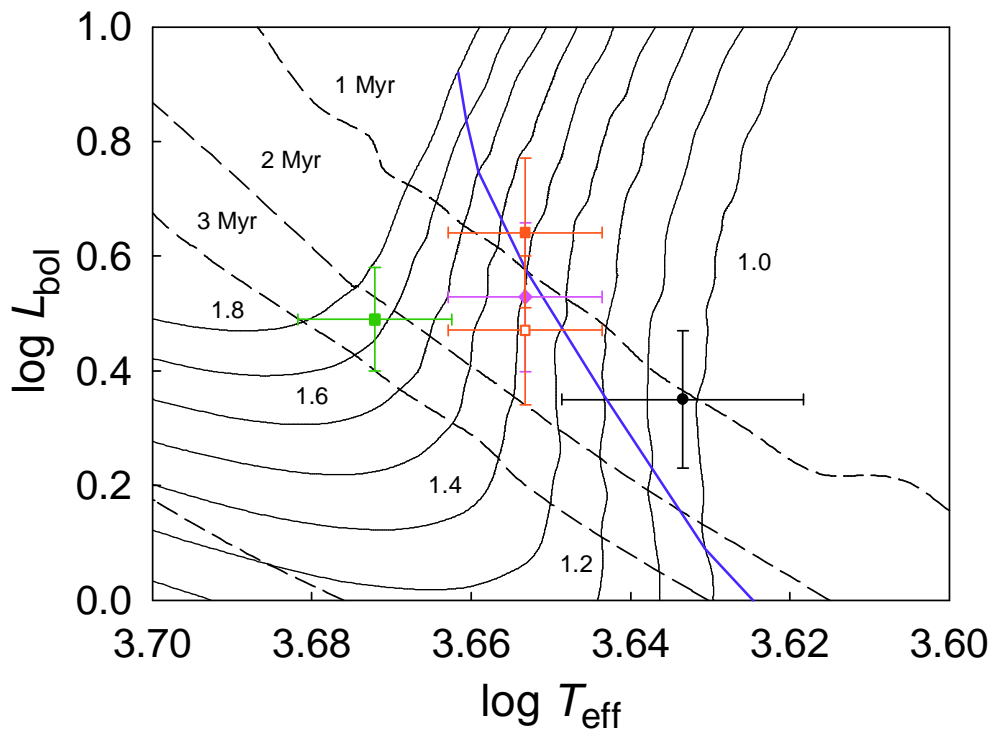


Рис. 6.13. Положение V410 Тау на диаграмме ГР. Эволюционные треки из работы [307] представлены черными непрерывными линиями и соответствуют диапазону масс от 1.0 до 1.8  $M_\odot$ . Линии равных возрастов, соответствующие 1, 2, 3 и 100 млн лет, показаны черными штриховыми линиями. Объекты, расположенные на диаграмме ГР выше синей непрерывной линии, находятся на стадии полной конвекции. Различными цветными символами показано положение V410 Тау согласно пяти примерам из таб. 6.5. Подробности в тексте.

Из таблицы 6.5 и рисунка 6.13 видно, что различные обоснованные начальные условия (расстояние, эффективная температура, степень запятненности и наклонение оси вращения) приводят к значительным различиям в оценках массы и возраста для V410 Tau. Аналогичная ситуация имеет место и в случае LkCa 4, другой сильно запятненной WTTS, которую мы исследовали с целью выяснения той роли, которую играют магнитные поля и холодные пятна при определении параметров и эволюционного статуса молодых звезд [144]. В частности, мы показали, что никакие приближения с единственной фотосферной температурой не могут одинаково хорошо описать все спектральные линии в оптическом и ИК диапазонах спектра запятненной звезды. В случае LkCa 4, анализ оптических спектров высокого разрешения приводит к эффективной температуре  $4000 \pm 100$  К, а моделирование ИК спектров в области фотометрической полосы  $K$  дает температуру  $\sim 3300$  К. Более реалистичные значения светимости, радиуса, массы и возраста можно получить в приближении модели с двумя температурами, когда учитывается наличие холодных пятен и принимается во внимание их коэффициент заполнения. Спектры LkCa 4 с высоким разрешением в оптическом и ИК диапазонах лучше всего воспроизводятся в рамках двухтемпературного приближения, когда холодные пятна с температурой 2750 К покрывают до 80% звездной поверхности а горячая фотосфера имеет температуру 4100 К [144]. В этом случае мы получаем заметно меньшую массу и меньший возраст по сравнению с предыдущими оценками, сделанными в рамках моделей с единственной фотосферной температурой.

Этот вывод справедлив для всех запятненных молодых звезд, в том числе и для V410 Tau. К сожалению, большинство стандартных моделей PMS эволюции не принимают во внимание эффекты, обусловленные наличием протяженных холодных пятен. Сравнение параметров любой сильно запятненной молодой звезды с современными моделями приведет к ошибочным выводам относительно ее массы и возраста. Действительно, сильные магнитные поля у запятненных молодых звезд будут тормозить конвекцию, в результате чего звездная

поверхность будет охлаждаться, упадет излучательная способность и замедлится скорость сжатия. По этой причине, запятненная звезда, в нашем случае V410 Тау, будет иметь несколько бóльший радиус и мёньшую температуру, чем предсказывают модели не учитывающие роль магнитных полей.

Использование двухтемпературной модели, предложенное нами в работе [144], позволит разместить запятненные звезды на диаграмме ГР более корректно, но современные эволюционные модели не могут предсказать для них точные значения массы и возраста (см., например, [314]). Эволюционные треки запятненной модели должны быть сдвинуты в сторону более низкой светимости и более низкой эффективной температуры относительно аналогичных треков стандартной модели, которая не учитывает наличие пятен. Такое новое положение на диаграмме ГР, исправленное за наличие магнитных полей и пятен, изменит оценки возраста и массы запятненной звезды в сторону их увеличения. Однако точная величина коррекции за наличие пятен пока неизвестна. Например, запятненная звезда (степень запятненности 50%), которая, согласно предсказаниям стандартной модели, должна иметь массу  $0.5 M_{\odot}$  и возраст 3 млн лет, на самом деле имеет массу  $\sim 0.75 M_{\odot}$  и возраст  $\sim 8$  млн лет [314].

Если проанализировать корректность размещения V410 Тау на диаграмме ГР с точки зрения надежности значений ее светимости и температуры, то второй пример (зеленый цвет на рис. 6.13) следует отнести к наименее надежным из-за того, что значение  $T_{eff}$  было взято из соотношения спектральный класс – температура для карликов ГП, а не определялось из спектральных данных. Первый пример (черный цвет) тоже можно рассматривать как не самый надежный из-за очень низкого значения эффективной температуры. Наиболее надежное значение  $T_{eff}$  ( $4500 \pm 100$  К) приведено в трех остальных примерах. Во-первых, это значение получено в результате применения специальной методики автоматической спектральной классификации к десяткам спектров высокого разрешения для широкого спектрального диапазона. Во-вторых, это значение хорошо согласуется с оценкой  $T_{eff}$  для спектрального класса  $K3$ , полученной на

основе анализа представительной выборки PMS звезд [264]. Большой разброс в значениях светимости обусловлен разными оценками степени запятненности и различными значениями угла наклона оси вращения (от  $50^\circ$  до  $77^\circ$ ). В любом случае, оценки массы V410 Тау в этих трех примерах очень близки ( $\sim 1.4 M_\odot$ ). Различные значения светимости приводят к разбросу в оценках возраста в пределах между 0.8 и 1.4 млн лет. Следует отметить, что эти оценки получены с помощью эволюционной модели, которая не учитывает роль магнитных полей и сильную запятненность звезды (до 50% звездной поверхности). Если принять во внимание возможные поправки за счет сильной запятненности V410 Тау, то она должна быть несколько старше ( $\sim 2$  млн лет), а ее настоящая масса может быть немного больше ( $1.5 - 1.8 M_\odot$ ).

## 6.5. Значительное изменение характера фотометрической переменности в 2006–2008 гг.

В предыдущих разделах отмечалось, что в течение нашего фотометрического мониторинга V410 Тау, осуществлявшегося в течение двух десятилетий на Майданакской обсерватории, эта звезда демонстрировала очень стабильную фазовую кривую блеска. В течение 1986–2006 гг. изменения  $\varphi_{min}$  не превышали  $\pm 0.16P$ , где  $P$  – период вращения (см. рис. Б.3). При этом амплитуда кривой блеска изменялась в пределах от  $0.^m25$  до  $0.^m63$  в полосе  $V$  [130]. Благодаря такой длительной стабильности, удалось уточнить период вращения звезды и определить более аккуратные эфемериды для минимума блеска [317]. Поскольку V410 Тау является наиболее ярким и характерным представителем небольшой группы наиболее активных и наиболее молодых WTTS (см. введение к этой главе), мы продолжили фотометрический контроль этой звезды в Крымской Астрофизической Обсерватории (КрАО).

Анализ новых фотометрических данных показал, что амплитуда фотометрической кривой блеска неожиданно достигла минимального значения в

2007–2008 гг., а заметные изменения начались еще в 2005–2006 гг. [128]. Отчетливо это можно увидеть на сводной кривой блеска, которая охватывает период всех доступных фотоэлектрических наблюдений с 1981 по 2008 г. (рис. 6.14). Эта кривая блеска построена с использованием как нашей многолетней фотометрии ([374], [130]), так и опубликованных данных других авторов ([292], [342], [34], [172]). Основные статистические параметры сезонных кривых блеска можно найти в работе Гранкина и Артеменко [128]. Из рис. 6.14 и таблицы 2.5 видно, что амплитуда переменности достигла рекордного минимума ( $0.^m05$ ) в 2007 г., в то время как максимальная амплитуда ( $0.^m63$ ) наблюдалась в 1998 г. При этом, средний уровень блеска (второй столбец в таблице 2.5) изменился за это время незначительно, на  $0.^m06$ . Такое кардинальное уменьшение амплитуды переменности блеска в течение 2005–2008 гг. сопровождалось значительной эволюцией формы фазовой кривой блеска (см. рис. 6.15).

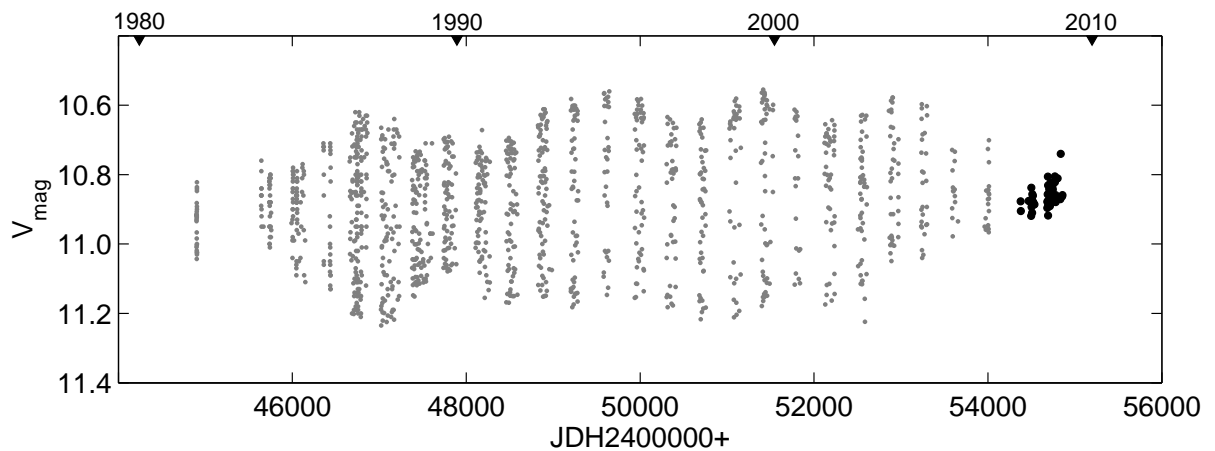


Рис. 6.14. Сводная фотометрическая кривая блеска V410 Тау в полосе V за 1981–2008 гг. Наблюдения, соответствующие минимальной зарегистрированной амплитуде, обозначены черными кружками.

В течение 2004–2006 гг. фазовая кривая блеска начала приобретать более сложную форму в том смысле, что около фазы 0.9 появился второй небольшой максимум. Причем наиболее отчетливо он просматривается в 2006 г. Как уже обсуждалось во второй главе, такая форма кривой блеска может быть ре-

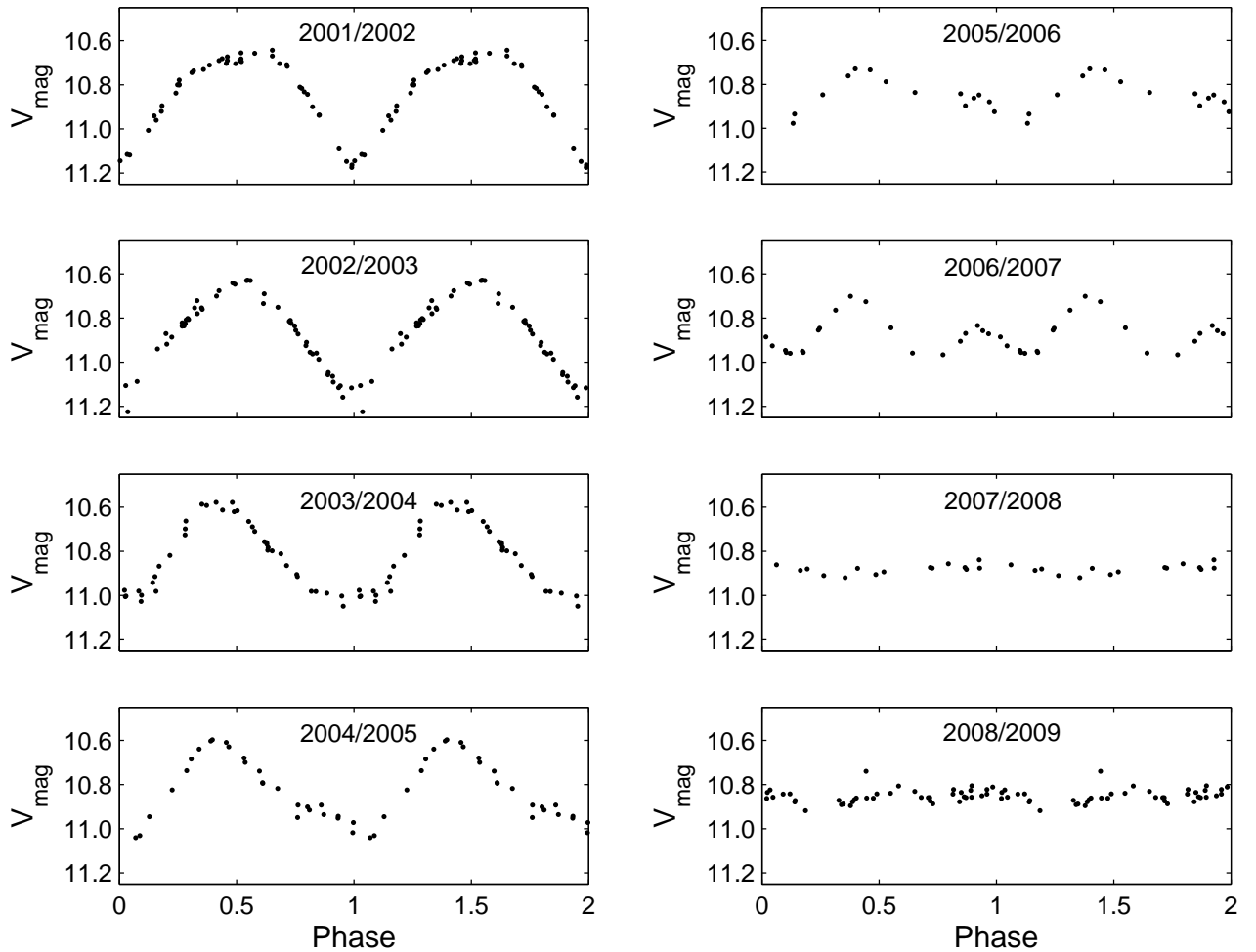


Рис. 6.15. Фазовые кривые блеска V410 Тау в полосе  $V$  за восемь сезонов (2001–2008 гг.) вычисленные с нашими новыми эфемеридами из работы [317].

результатом появления второй запятненной области на противоположной стороне звезды. Подобные кривые блеска уже наблюдались в случае V410 Тау в течение 1981–1985 гг. (см. [172]). Такая  $\sim 23$ -х летняя эволюция (с 1981 по 2006 г.) возможно свидетельствует о существовании долговременного цикла активности, который подобен солнечному циклу. В нескольких недавних работах сообщалось об обнаружении более коротких циклов активности для этой звезды продолжительностью от 4 до 13 лет ([317], [313], [262]). В любом случае, для подтверждения существования долговременного цикла активности необходимо использовать всю существующую фотометрию этого объекта.

Эволюция основных параметров запятненных областей V410 Тау в течение 1986–2007 гг. подробно описана во второй главе (раздел 2.4, таблица 2.5).



Отметим здесь только два важных результата. При уменьшении амплитуды периодического процесса от  $0.^m63$  до  $0.^m05$  степень неоднородности распределения пятен по поверхности уменьшилась с 35% до 3% (рис. 2.9а), а общая площадь пятен только немного увеличилась с 49% до 51% (рис. 2.9г). Другими словами, согласно нашей интерпретации, почти полное исчезновение амплитуды периодического процесса в 2007 г. связано с тем, что пятна перестали концентрироваться на определенной долготе и почти равномерно распределились по звездной поверхности [128]. Учитывая то обстоятельство, что изменение распределения пятен по звездной поверхности отражает изменения в структуре магнитных полей, есть основания говорить о том, что топология магнитного поля V410 Тау претерпела серьезные изменения в 2006–2008 гг.

Чтобы подтвердить или опровергнуть это предположение, следовало получить доплеровские изображения поверхности V410 Тау в течение нескольких наблюдательных сезонов, а еще лучше, применить метод доплер-зеемановского картирования (ZDI). Использование этого метода позволяет восстановить не только распределение пятен по звездной поверхности, но и выяснить структуру крупномасштабного магнитного поля (см., например, [42] и [78]). Следует отметить, что в эпоху стабильности фазовой кривой блеска, когда амплитуда изменений блеска достигала максимальных значений, разными авторами были выполнены серии спектральных наблюдений с целью получения доплеровских изображений поверхности V410 Тау ([187]; [158]; [280]). Доплеровское картирование поверхности V410 Тау подтвердило существование протяженных холодных пятен, расположенных в полярной области звезды, и наличие нескольких пятен на низких широтах. К сожалению, в тот период времени не проводились исследования с использованием метода ZDI и нет данных о топологии магнитного поля.

## 6.6. Доплер-зеемановское картирование

Отсутствие магнитных карт этого интересного объекта мотивировало нас организовать длительную международную кампанию спектрополяриметрических наблюдений чтобы получить информацию о распределении пятен по звездной поверхности, о топологии магнитного поля и о возможных эволюционных изменениях этих важных характеристик с течением времени. В период с 2008 по 2012 г. мы получили спектрополяриметрические данные в обсерватории Пик дю Миди на 2-м телескопе им. Бернара Лиота (TBL), оснащенного спектрополяриметром NARVAL или ESPaDOnS. С 2013 по 2016 г. все спектральные наблюдения V410 Тау выполнялись в рамках большой комплексной программы MaTYSSE (Магнитные топологии молодых звезд и выживание близких гигантских экзопланет), которая была нацелена на исследование топологии магнитных полей нескольких десятков WTTS и поиск массивных молодых экзопланет около этих звезд [72].

Наш набор спектрополяриметрических данных охватывает период времени с октября 2008 г. по январь 2016 г. За это время было получено 144 спектра высокого разрешения, как неполяризованных (I-параметр Стокса), так и поляризованных (V-параметр Стокса). Этот набор состоит из восьми сетов, каждый из которых охватывает около 15 наблюдательных ночей, полученных в течение следующих четырех сезонов: 2008b – 2009a, 2011a, 2013b и 2015b – 2016a. Полный журнал наблюдений представлен в таблице A1 в нашей работе [359]. Подавляющее большинство спектральных наблюдений получено на 2-м телескопе TBL со спектрополяриметром NARVAL или с его двойником ESPaDOnS. Только весь сет 2008b и четыре спектра в сете 2009a были получены с помощью спектрополяриметра ESPaDOnS на 3.6-м телескопе CFHT (Гавайи).

Одновременные фотометрические наблюдения в полосах  $BVR_JI_J$  были получены в КраО с использованием 2-х фотометрических телескопов: 1.25-м АЗТ-11 (п. Научный) и 0.6-м Т60 (п. Кацивели). Подробное описание методики

фотоэлектрических наблюдений V410 Тау приведено в нашей работе [308]. В период с августа 2008 г. по март 2017 г. было получено 420 оценок блеска, которые распределены по девяти сетам: один сет соответствует одному наблюдательному сезону. Как правило, сезонные наблюдения продолжались в течение 7 месяцев, с августа по февраль, и перекрывали сразу два соседних спектральных сета. В течение всех наблюдательных сезонов фазовая кривая блеска демонстрировала сложную форму, иногда с двумя максимумами (рис. 6.16). Амплитуда периодического сигнала менялась в пределах от  $0.^m05$  до  $0.^m33$  в полосе  $V$ . Во время спектрального сета 2014b блеск звезды достиг максимальной яркости  $10.^m56$  за весь период нашего спектрального мониторинга 2008–2016 гг.

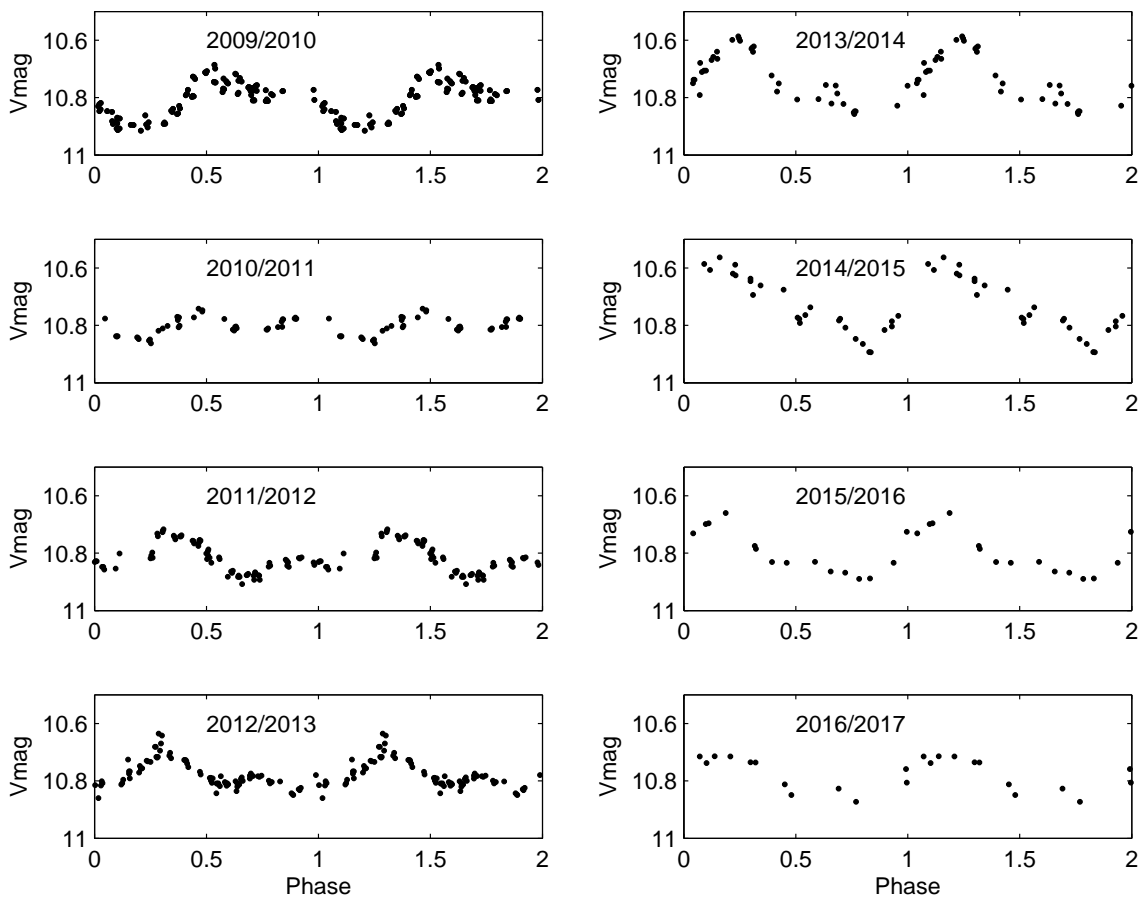


Рис. 6.16. Фотометрическое поведение V410 Тау в полосе  $V$  в течение спектрального мониторинга 2008–2016 гг.

Исходные спектры обрабатывались с помощью пакета Libre-ESpRIT ([78]) с типичной точностью определения лучевой скорости ( $RV$ )  $20\text{--}30 \text{ м с}^{-1}$  ([76]).

Пиковое отношение сигнал/шум для большинства спектров находится в диапазоне от 82 до 238, со средним значением 140 (для скоростного бина  $2.6 \text{ км с}^{-1}$ ). Три спектра с низким отношением сигнал/шум ( $S/N < 70$ ) не использовались в дальнейшем анализе спектральных данных.

Моменты времени, используемые далее при анализе спектральных данных, выражены в единицах звездного вращения и вычислены согласно формуле:  $JD = JD_0 + P_{rot} \times C$ , где  $JD_0 = 2454832.58033$ ,  $P_{rot} = 1.871970$ ,  $C$  – цикл вращения, при этом фаза определялась как дробная часть цикла  $C$ .

Эмиссионное ядро ИК триплета Ca II демонстрирует среднюю эквивалентную ширину  $EW \simeq 0.37 \text{ \AA}$ . Линия He I  $D_3$  является относительно слабой с  $EW \simeq 0.25 \text{ \AA}$ , что хорошо согласуется с тем, что V410 Tau уже не находится на стадии аккреции. Линия  $H_\alpha$  показывает значительную переменность  $EW = 14 \pm 27 \text{ км с}^{-1}$  с периодом  $1.8720 \pm 0.0009$  суток. Анализ профиля линии He I  $D_3$  позволил обнаружить несколько слабых вспышек, которые имели место 10 декабря 2008 г., 8 декабря 2013 г. и 20 января 2016 г. Одна сильная вспышка произошла 15 декабря 2008 г. и была видна не только в линии He I  $D_3$  ( $EW \simeq 30 \text{ км с}^{-1}$ ), но и в линии  $H_\alpha$  ( $EW \simeq 230 \text{ км с}^{-1}$ ) и в эмиссионном ядре ИК триплета Ca II ( $EW \simeq 40 \text{ км с}^{-1}$ ). Мы удалили все вспышки из спектральных данных перед применением метода доплер-зеemanовского картирования (ZDI).

Для анализа спектральных данных была использована техника деконволюции по методу наименьших квадратов (Least-Squares Deconvolution, LSD). Эта техника взаимной корреляции позволяет вычислять средний профиль одной псевдолинии из нескольких тысяч спектральных линий, которые ведут себя похожим образом в магнитном поле. Основное преимущество методики LSD состоит в существенном повышении результирующего отношения  $S/N$  при построении как  $V$ –, так и  $I$ – профиля псевдолинии. Спектральная маска, использованная нами для методики LSD, была вычислена на основе LTE модели атмосферы ATLAS9 [214] и показала наилучшее приближение для  $T_{eff} = 4500 \text{ К}$  и  $\log g = 3.5$ . При ее построении использовались профили около 7800 спек-

тральных линий, примерно 40% из них - это линии Fe I (см., например, [79] для более подробной информации). Отношение S/N для LSD  $I$ -профиля варьируется в диапазоне от 1633 до 2930 с медианным значением 2410 (для скоростного бина  $1.8 \text{ км с}^{-1}$ ). Отношение S/N для LSD  $V$ -профиля, где преобладает шум от статистики фотонов, варьируется в диапазоне от 1817 до 6970 с медианным значением 3584.

Распределение спектральных наблюдений по фазам было различного качества в зависимости от эпохи наблюдений. Первый наблюдательный сет 2008b содержит шесть качественных спектров (с хорошим отношением S/N и без всплесков), которые покрывают только половину поверхности звезды. Второй сет 2009a является самым плотным, имеется 48 спектров за 16 дней. Третий сет 2011a содержит 20 спектров, которые получены между 14 и 24 января. Два следующих сета 2013b и 2015b имеют хорошее распределение по фазам. Последний сет 2016a имеет только девять хороших спектров, которые распределены по фазам неравномерно.

Чтобы отобразить распределение яркости по поверхности и реконструировать топологию магнитного поля V410 Tau, мы использовали томографический метод ZDI, который преобразует одновременные временные ряды одномерных LSD  $I$ - и  $V$ -профилей в двумерные карты поверхностной яркости (яркостную карту) и магнитного поля (магнитную карту). С математической точки зрения ZDI следует принципам восстановления изображения методом максимальной энтропии и итеративно ищет изображение с наименьшим информационным содержанием, которое соответствует некоторому заданному уровню  $\chi^2$ . Поверхностное магнитное поле моделируется как комбинация полоидального и тороидального полей, представленных в виде взвешенных сумм сферических гармоник (с порядками от  $l = 1$  до  $l = 15$ ), которые проецируются на сферическое координатное пространство [75]. Восстановленная яркостная карта позволяет выявлять не только темные пятна, но и яркие площадки. Это достигается за счет того, что восстановленная поверхностная яркость (нормализованная от-

носителем яркости фотосферы) может изменяться в пределах как ниже, так и выше единицы, а не ограничивается интервалом  $[0, 1]$ . Следует отметить, что обнаруживаемые яркие площадки относятся к области фотосферы, более яркой, чем спокойная фотосфера, а не к яркой области на уровне хромосферы, как в случае солнечной физики.

Локальные  $I$ – и  $V$ – профили линий вычислялись на основе аналитического решения Унно–Рачковского для уравнений переноса поляризованного излучения в модельной атмосфере Милна–Эддингтона с учетом локальной яркости и магнитного поля. Затем эти локальные профили интегрировались по видимому полушарию звезды, чтобы получить синтетические средние фотосферные LSD-профили для их дальнейшего сравнения с нашими спектральными наблюдениями. Такой метод вычислений обеспечивает, в частности, надежное описание того, как профили линий искажаются в присутствии магнитных полей [219].

Для подгонки локального LSD-профиля V410 Тау мы использовали следующие основные параметры: центральная длина волны спектральной псевдолинии 640 нм, доплеровская ширина линии  $1.8 \text{ км с}^{-1}$ , множитель Ланде 1.2 и эквивалентная ширина  $3.8 \text{ км с}^{-1}$ . Поскольку метод ZDI не восстанавливает внутреннюю переменность, за исключением дифференциального вращения, имеется ограничение на продолжительность, которую может охватывать набор спектрополяриметрических данных. В то же самое время, для построения полной карты для ZDI необходим хороший фазовый охват данных. По этим двум причинам мы не использовали метод ZDI для анализа двух серий, полученных в октябре 2008 г. и в ноябре 2013 г. Применение метода ZDI к спектрополяриметрическим данным V410 Тау позволило получить точные оценки для значения  $v \sin i$  и для угла наклона оси вращения  $i$ , равные  $73.2 \pm 0.5 \text{ км с}^{-1}$  и  $50 \pm 10^\circ$  соответственно. Мы также уточнили системную  $RV$  с помощью техники ZDI и обнаружили заметный дрейф ее значения со временем (см. таб. 6.6).

Пример временного ряда LSD  $I$ – и  $V$ – профилей для сезона 2009 г. представлен на рис. 6.17 как до, так и после удаления загрязнения лунным светом, а

также синтетические профили, полученные на основе ZDI. Полный набор LSD-профилей для всех наблюдательных сезонов можно найти на рис. 2 в работе [359]. Соответствующие им реконструированные карты представлены на рис. 6.18, причем яркостные карты находятся в первом столбце, а радиальный, меридиональный и азимутальный компоненты поверхностного магнитного поля представлены во втором, третьем и четвертом столбцах соответственно.

Яркостные и магнитные карты представлены в плоской полярной проекции вплоть до широты в  $-30^\circ$ . Экватор обозначен непрерывным кругом. Широты на  $60^\circ$  и  $30^\circ$  показаны штриховыми кругами. Радиальные штрихи вокруг каждой карты отмечают фазы спектральных наблюдений. На яркостных картах темные пятна и яркие площадки обозначены коричневым и синим цветом соответственно. На магнитных картах красный цвет обозначает поле, направленное наружу и против часовой стрелки для радиального и азимутального компонентов соответственно. На картах с меридиональным компонентом красный цвет показывает также и направление видимого полюса.

Яркостные карты показывают сложную структуру с большим числом относительно мелких и контрастных деталей. Для всех яркостных карт характерна большая концентрация темных пятен в районе полюса. В январе 2009 г., декабре 2013 г. и декабре 2015 г. на яркостных картах присутствует большое контрастное темное пятно в области экватора, расположенное на фазах 0.27, 0.48 и 0.48 соответственно. Остаток этого пятна (запятненной области) наблюдается и на карте, соответствующей январю 2016 г., где его интенсивность стала меньше. Менее контрастная, но более протяженная и сложная по форме запятненная экваториальная область наблюдается в диапазоне фаз 0.6–0.7 в январе 2009 г. В январе 2011 г. она распадается на две области со средними фазами 0.6 и 0.75, а в 2013–2016 гг. она расположена в диапазоне фаз 0.75–0.90. Основной фотометрический минимум блеска как раз приходится на эти фазы в 2013–2016 гг. (см. рис. 6.16). Наличие большой запятненной области в районе полюса хорошо

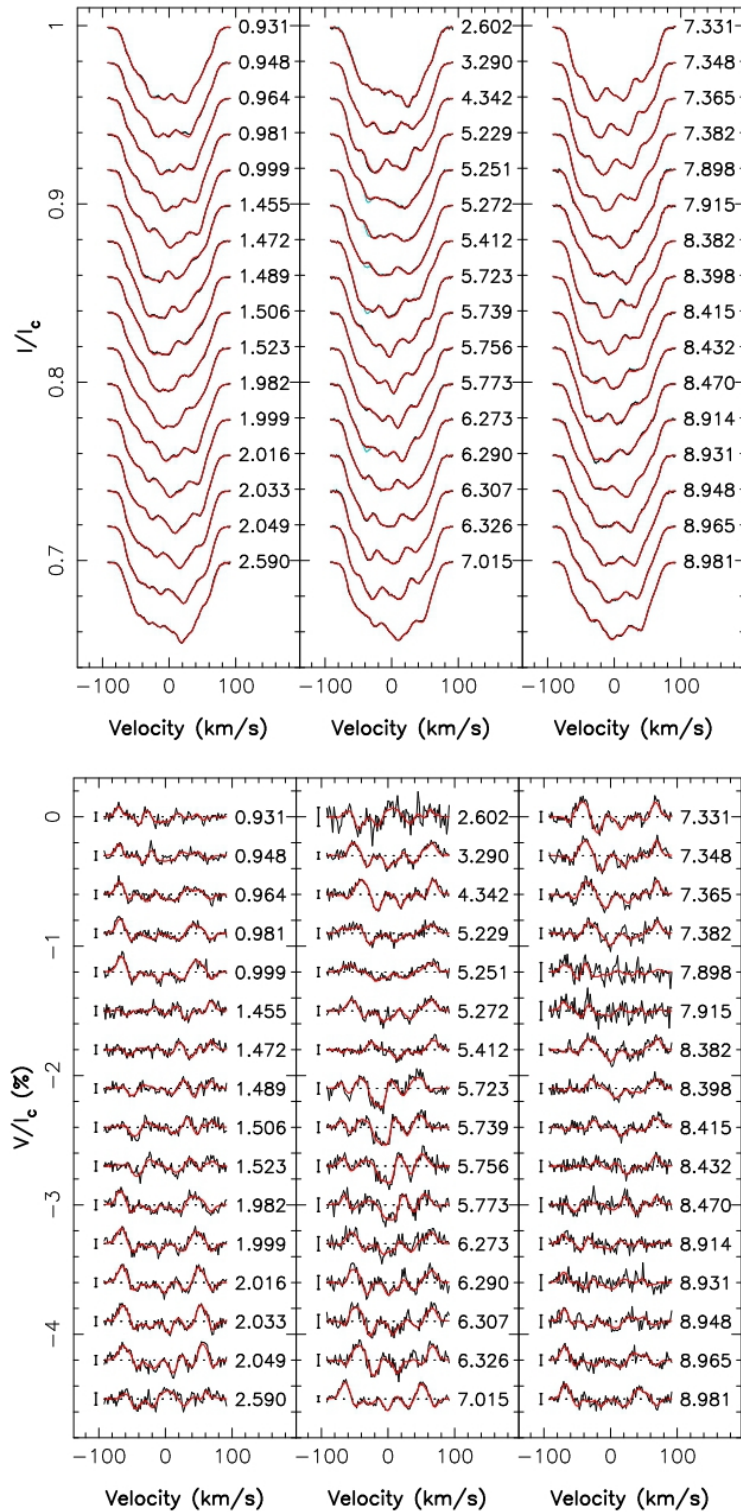


Рис. 6.17. Набор LSD-профилей за январь 2009 г. Справа от каждого профиля приведен соответствующий вращательный цикл. Синие, черные и красные линии представляют соответственно исходные профили, профили после удаления лунного загрязнения и модельные профили, полученные с помощью ZDI.  $I$ – профили показаны на верхней панели, а  $V$ –профили – на нижней. Бары ошибок на уровне  $3\sigma$  представлены рядом с каждым  $V$ –профилем.



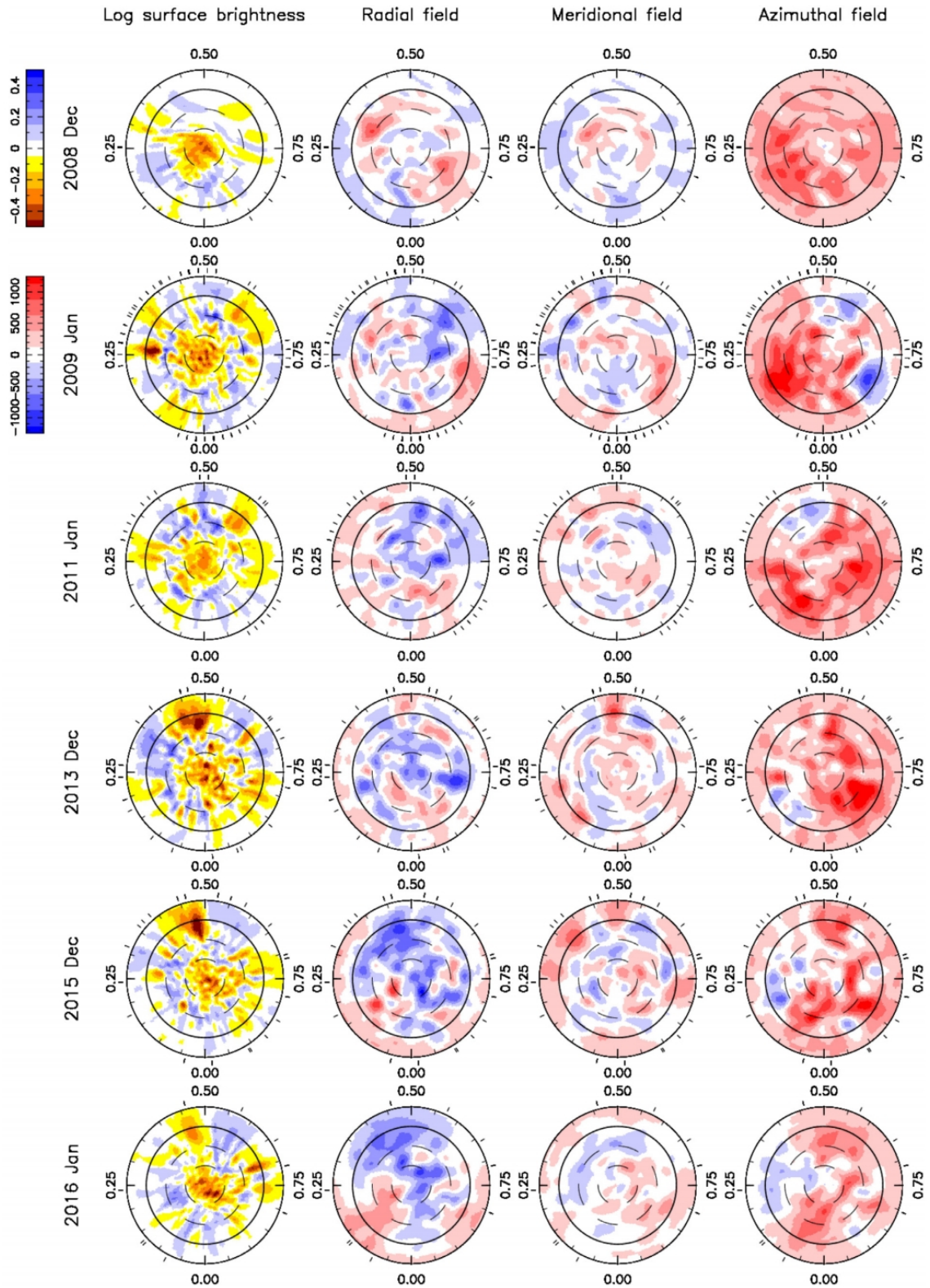


Рис. 6.18. Карты логарифма относительной поверхностной яркости (правый столбец) и радиального, меридионального и азимутального магнитного поля (второй–четвертый столбцы) V410 Тау, восстановленные по данным, полученным в 2008–2016 гг. (строки сверху вниз). Подробности в тексте.

согласуется с картами, которые были опубликованы ранее в работах [308], [281] и [48] по наблюдениям 2009 г. Две экваториальные запятненные области на фазах 0.27 и  $\sim 0.65$  также видны на картах как в работе [308], так и в работе [281] (см. рис. 8). Крупные темные пятна и яркие области занимают не менее 9% и 7% звездной поверхности соответственно.

Параметры моделей ZDI для каждого наблюдательного сезона даны в таблице 6.6. В первом и втором столбцах приводятся наблюдательный сезон и количество спектрополяриметрических наблюдений, использованных для моделирования. В третьем и четвертом столбцах даны относительные площади темных и ярких пятен в процентах от видимой поверхности звезды. В пятом столбце приведена средняя напряженность магнитного поля. Шестой и седьмой столбцы содержат нормализованный вклад полоидального и тороидального поля соответственно. Восьмой и девятый столбцы показывают долю полоидального поля, которая является дипольной и симметричной соответственно. Десятый столбец показывает долю тороидального поля, которая является симметричной. В 11–13 столбцах содержатся характеристики дипольной составляющей: напряженность поля, наклон относительно оси вращения звезды в градусах и фаза полюса диполя. Последний 14 столбец показывает значение системной  $RV$ , вычисленной с помощью ZDI. Бар ошибок для этой величины составляет  $0.20 \text{ км с}^{-1}$ . Бары ошибок в коэффициентах магнитного поля обычно равны 0.1.

Таблица 6.6. Параметры модели ZDI для V410 Тау

Год	$N_{obs}$	пятна темные	пятна яркие	$B$ (Гс)	$r_{pol}$	$r_{tor}$	$r_{d/pol}$	$r_{s/pol}$	$r_{s/tor}$	$B_{dip}$ (Гс)	наклон диполя	фаза	$RV$ (км с $^{-1}$ )
2008	6	5.8	4.4	486	0.32	0.68	0.13	0.37	0.96	129	23	0.71	16.30
2009	48	9.6	7.1	556	0.55	0.45	0.26	0.09	0.79	165	54	0.54	16.30
2011	20	8.1	6.6	560	0.40	0.60	0.24	0.23	0.85	239	44	0.62	16.40
2013	25	11.0	7.5	568	0.49	0.51	0.23	0.34	0.81	254	18	0.56	16.50
2015	21	8.9	6.7	600	0.68	0.32	0.37	0.45	0.78	458	30	0.54	16.65
2016	9	7.9	6.5	480	0.77	0.23	0.38	0.30	0.87	400	44	0.51	16.65

Поскольку набор данных за декабрь 2008 г. имеет очень плохой фазовый охват, полученные параметры, характеризующие топологию магнитного поля в

эту эпоху, имеют очень низкую достоверность и не использовались для последующего анализа и обсуждения. Из таблицы 6.6 видно, что в разные наблюдательные сезоны степень покрытия поверхности темными и яркими областями варьировалась в пределах от 15 до 18%, а напряженность магнитного поля достигала значений 0.5–0.6 кГ. Поскольку метод ZDI имеет чувствительность только к средне- и крупномасштабным элементам поверхности и возвращает решение с учетом максимальной энтропии, такая небольшая степень покрытия пятнами не противоречит нашему предположению о том, что до 30% звездной поверхности может быть более или менее равномерно покрыта мелкими темными и светлыми образованиями.

Также как яркостные карты, магнитные карты показывают сложную топологию магнитного поля с переменными полоидальным и тороидальным компонентами. Полоидальный компонент имеет слабую дипольную составляющую и является довольно неосесимметричным (см. столбцы 8 и 9 в таб. 6.6). Тороидальный компонент поля содержит до 45–60% общей магнитной энергии в 2009–2013 гг. и снижает свой вклад до 20–30% в 2015–2016 гг. В отличие от полоидального компонента, тороидальный компонент является необычно сильным и осесимметричным. Расположение полюса дипольной составляющей относительно оси вращения звезды значительно меняется от сезона к сезону в пределах от 18 до 54°. При этом фаза полюса достаточно стабильна и заключена в пределах 0.5–0.6, а интенсивность дипольного компонента постепенно нарастает с 165 Гс в январе 2009 г. до  $\sim 400$  Гс в 2015–2016 гг. С целью визуализации мы использовали радиальные компоненты магнитных карт для трехмерной реконструкции магнитного поля V410 Tau, которая представлена на рис. 6.19.

ZDI моделирование не может обеспечить наилучшее соответствие данным на уровне  $\chi^2 = 1$ , и достигает значений 1.66, 1.20 и 2.64 для наборов данных 2008+2009, 2013 и 2015+2016 соответственно. Это означает, что существует дополнительный уровень переменности на временных масштабах в несколько месяцев, и он может быть связан с наличием дифференциального вращения на

поверхности V410 Тау. Мы моделируем дифференциальное вращение согласно следующей формуле:  $\Omega(\theta) = \Omega_{eq} - (\cos \theta)^2 d\Omega$ , где  $\theta$  – широта,  $\Omega_{eq}$  – угловая скорость вращения на экваторе и  $d\Omega$  – разность скоростей вращения полюса и экватора. Мы определяем значения  $\Omega_{eq}$  и  $d\Omega$  используя метод ZDI, стремясь минимизировать значение  $\chi^2$ .

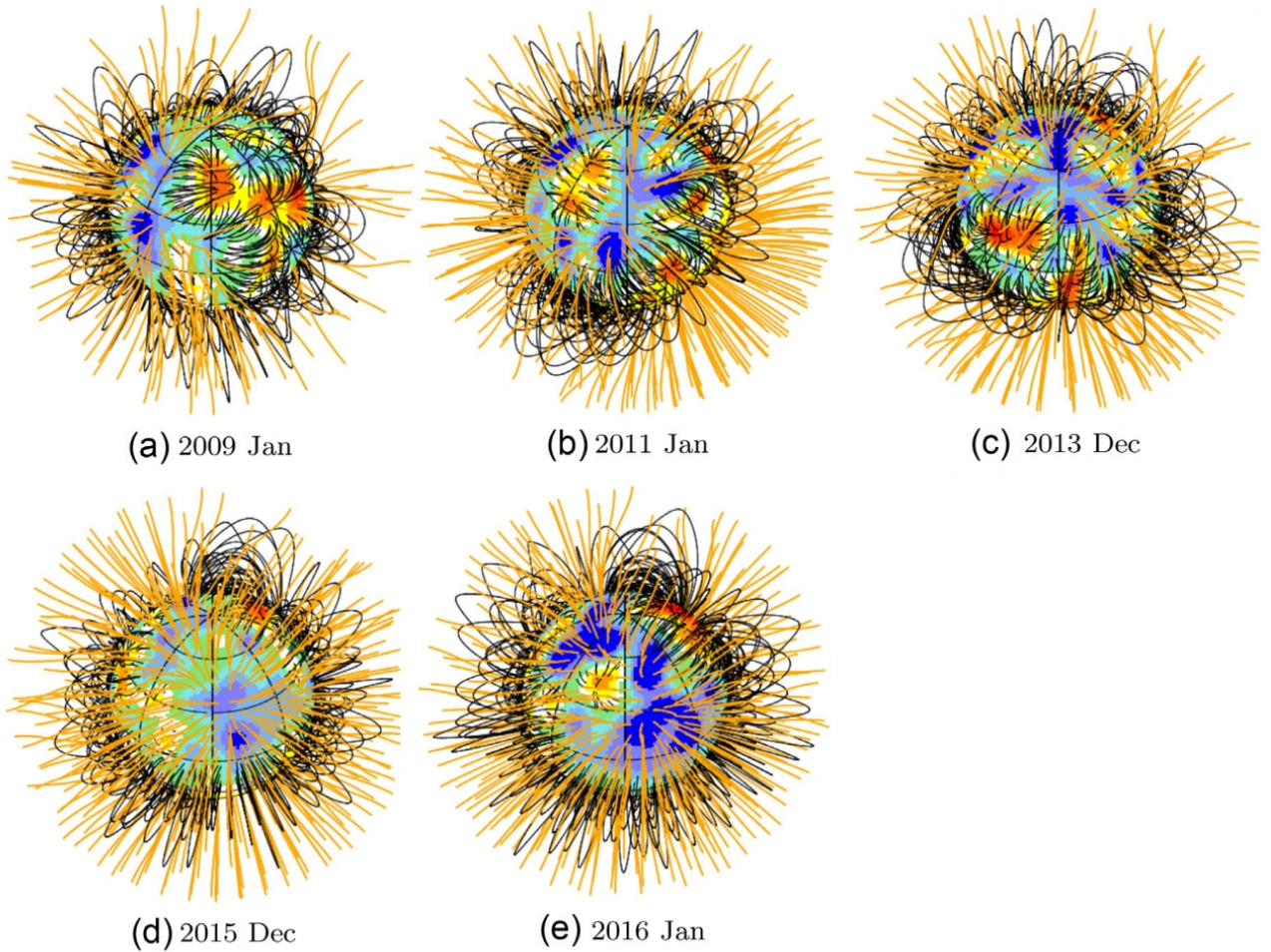


Рис. 6.19. Трехмерная реконструкция поверхностного радиального поля V410 Тау для разных сезонов наблюдений с точки зрения земного наблюдателя. Линии открытого и закрытого поля показаны оранжевым и черным цветом соответственно. Различные цвета на поверхности звезды соответствуют локальным значениям радиального поля, как это было представлено на рис. 6.18. Исходная поверхность, на которой линии поля открываются, установлена на расстоянии  $2.1 R_{\star}$ , которое соответствует радиусу коротации, за пределами которого силовые линии должны быстро открываться под действием центробежных сил. Все изображения соответствуют одной и той же фазе вращения равной 0.5.

Мы осуществили анализ для трех вышеупомянутых наборов данных и для  $I$ – и  $V$ – профилей отдельно, моделируя только яркостные или только магнитные карты соответственно. Таким образом было получено шесть независимых оценок значений  $\Omega_{eq}$  и  $d\Omega$ . В результате мы вычислили следующие средние значения  $\Omega_{eq} = 3.35957 \pm 0.00006$  рад д $^{-1}$  и  $d\Omega = 0.0097 \pm 0.0003$  рад д $^{-1}$ .

## 6.7. Вариации лучевой скорости и поиск планет

Значения лучевой скорости были получены как моменты первого порядка при вычитании из континуума LSD  $I$ – профилей для всех спектров, за исключением трех спектров с низким отношением S/N и еще шести спектров, в которых были обнаружены признаки вспышечной активности. Необработанные  $RV$ , которые извлекаются из спектров, содержат вклад от фотосферных неоднородностей, который мы называем далее вариациями звездной активности. Пытаясь восстановить распределение яркости по поверхности звезды с помощью доплеровского картирования, мы, фактически, выполняем фильтрацию вариаций звездной активности и получаем информацию относительно истинных значений  $RV$  звезды, и можем осуществить поиск признаков существования планеты в этих отфильтрованных значениях  $RV$ .

Амплитуда изменений необработанной  $RV$  находилась в диапазоне от 4 до 8.5 км с $^{-1}$ , с общим среднеквадратичным значением 1.8 км с $^{-1}$ . Как и в случае с фотометрическими данными, вариации  $RV$  были самыми низкими в январе 2009 г. и самыми значительными – в декабре 2013 г. Чтобы смоделировать вариации активности мы использовали два различных метода. Первый метод заключается в получении вариаций активности из модели ZDI. Мы моделируем вариации активности отдельно для каждого из пяти спектральных сетов, полученных в январе 2009 г., январе 2011 г., декабре 2013 г., декабре 2015 г. и январе 2016 г. соответственно. Во втором методе GPR (Gaussian-process regression) для описания вариаций активности используется псевдопериодиче-

ская ковариационная функция, которая зависит от четырех параметров [162]; [80]. Поэтому процесс моделирования GPR заключается в оптимизации этих четырех параметров, которые несут в себе определенный смысл. Параметр  $\theta_1$  – амплитуда ковариационной функции GP,  $\theta_2$  – шкала времени повторения функции (она близка к периоду вращения звезды),  $\theta_3$  – время затухания функции (типичное время жизни пятна) и  $\theta_4$  – параметр сглаживания функции (в пределах от 0 до 1). Примеры моделирования вариаций активности с помощью методов ZDI и GPR приведены на рис. 6.20. Следует отметить, что в отличие от ZDI, метод GPR способен описать в рамках одной модели весь наш набор спектральных данных продолжительностью в 8 лет. В частности, лучшей подгонке соответствуют следующие параметры модели GPR:  $\theta_1 = 1.8 \pm 0.2 \text{ км с}^{-1}$ ,  $\theta_2 = 0.9991 \pm 0.0002 P_{rot}$ ,  $\theta_3 = 86 \pm 22 P_{rot}$  и  $\theta_4 = 0.35 \pm 0.03 P_{rot}$ .

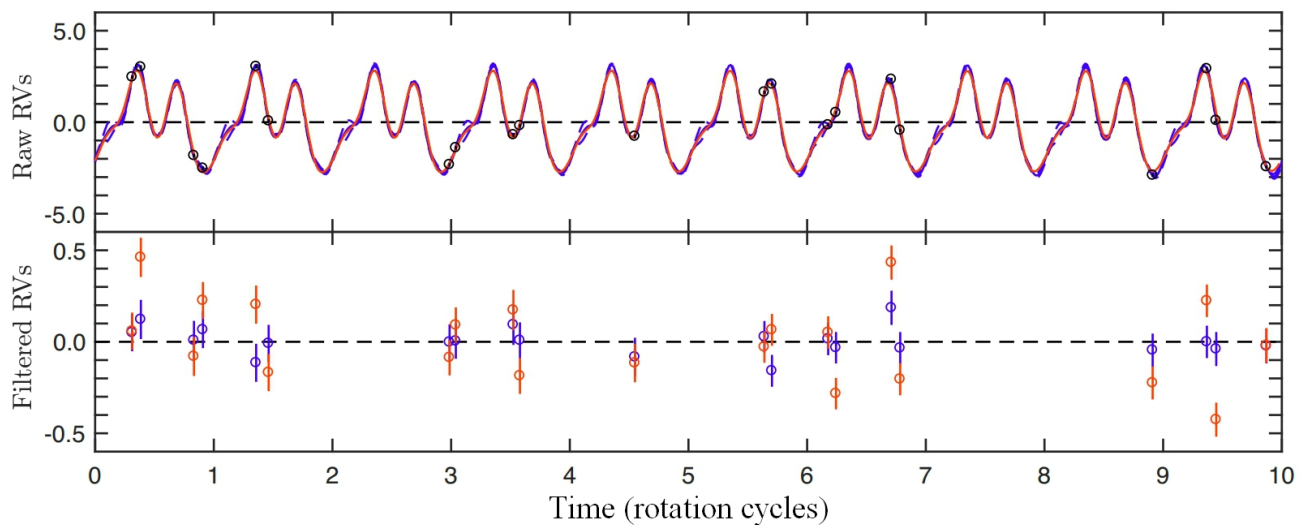


Рис. 6.20. Необработанные и отфильтрованные  $RV$  (в  $\text{км с}^{-1}$ ) на примере декабрьских наблюдений 2015 г. На верхней панели: черные кружки – необработанные значения  $RV$ , красная линия – результаты моделирования с помощью ZDI, синяя линия – результаты GPR моделирования. На нижней панели: красные и синие кружки – отфильтрованные значения  $RV$  после применения методов ZDI и GPR соответственно.

Среднеквадратичные отклонения необработанных и отфильтрованных значений  $RV$  для каждого сезона и каждого метода представлены в таблице 6.7 в

км с<sup>-1</sup>. Из таблицы видно, что фильтрация с помощью метода GPR является более эффективной.

Таблица 6.7. Среднеквадратичные отклонения  $RV$

Сезон	2009	2011	2013	2015	2016	Все
до фильтрации	1.200	2.392	2.429	1.932	1.411	1.800
ZDI фильтрация	0.131	0.141	0.215	0.222	0.094	0.167
GPR фильтрация	0.084	0.064	0.087	0.075	0.009	0.076

С целью поиска сигнала от планеты мы проанализировали отфильтрованные значения  $RV$  с помощью периодограммы Ломба–Скаргла. Периодограммный анализ проводился как для каждого сезона отдельно, так и для всего набора данных как единого временного ряда. Тем не менее, мы не нашли во временных рядах отфильтрованных значений  $RV$  никаких достоверных периодов с вероятностью ложной тревоги ниже 5%. Это позволяет сделать вывод о том, что наши методы фильтрации не позволяют найти какие-либо признаки существования планеты в этом наборе данных.

Чтобы оценить порог обнаружения планеты, мы протестировали метод GPR на искусственном наборе данных, состоящем из вариаций звездной активности характерных для V410 Тау (модель GPR с определенными ранее значениями параметров  $\theta_1$ ,  $\theta_2$ ,  $\theta_3$  и  $\theta_4$ ), сигнала от планеты и белого шума на уровне 0.081 км с<sup>-1</sup>. Были протестированы варианты с различными расстояниями между планетой и центральной звездой и варианты с различными массами планет. На рис. 6.21 приведен порог обнаружения массы планеты в зависимости от расстояния между планетой и звездой. В качестве пробной массы планеты мы используем значение  $M_p \sin i$ , выраженное в массах Юпитера. Для сравнения на график нанесены две планеты, обнаруженные нами ранее около двух WTTS: V830 Тау [80] и ТАР 26 [360]. Таким образом, мы получили порог обнаружения планеты около V410 Тау с массой  $\sim 1 M_{Jup}$  для расстояния  $a < 0.09$  а.е. и

$\sim 4.6 M_{Jup}$  для расстояния  $a = 0.15$  а.е. Сравнение с уже обнаруженными планетами V830 Tau b (красный крест) и ТАР 26 b (синий крест) говорит о том, что мы, вероятно, смогли бы обнаружить планету подобную ТАР 26 b, но не такую, как V830 Tau b. Планеты с расстояниями  $a > 0.15$  а.е. трудно обнаружить из-за конечной длины наших наблюдательных сетов, которая никогда не превышала 19 суток. Вполне возможно, что быстрая диссипация диска в случае V410 Tau стала препятствием для образования и последующей миграции массивной экзопланеты.

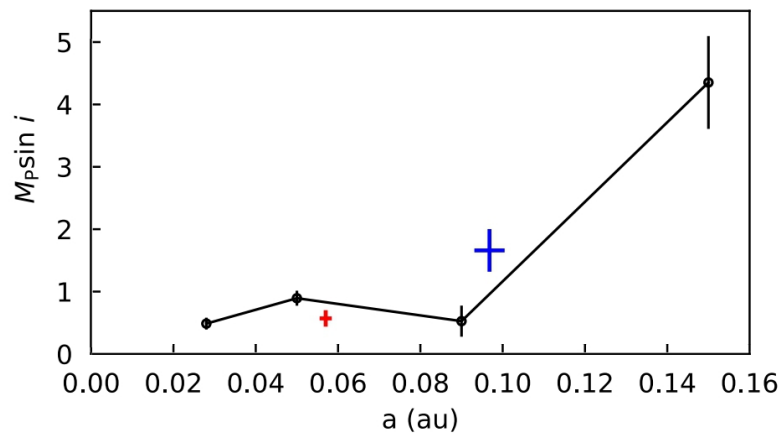


Рис. 6.21. Порог обнаружения планет на различных расстояниях  $a$  с различными массами  $M_p \sin i$  (в массах Юпитера) для техники  $RV$ -фильтрации с помощью метода GPR. Красным и синим крестами обозначены две экзопланеты: V830 Tau b и ТАР 26 b.

Как было отмечено ранее, лучевая скорость системы V410 Tau демонстрирует монотонный дрейф на протяжении всей нашей восьмилетней наблюдательной кампании от  $16.30 \pm 0.05$  км с<sup>-1</sup> в 2008–2009 гг. до  $16.65 \pm 0.05$  км с<sup>-1</sup> в 2015–2016 гг. (см. последний столбец в таб. 6.6). Этот дрейф может быть проявлением движения в двойной системе. V410 Tau является хорошо исследованной тройной системой. Масса компонента V410 Tau B составляет 0.2 от массы главного компонента V410 Tau A, а третий компонент системы V410 Tau C имеет массу 0.08 от массы пары V410 Tau AB [207]. Проецируемое на небо расстояние между V410 Tau A и V410 Tau B равно 16.8 а.е., а расстояние между V410 Tau AB и V410 Tau C равно 36 а.е. Двойная система V410 Tau AB наблю-



далась дважды: с разделением  $16.8 \pm 1.4$  а.е. в октябре 1991 г. и  $9.5 \pm 0.3$  а.е. в октябре 1994 г. [115]. Используя измеренное отношение масс 0.2, предполагая круговую орбиту, видимую с ребра, и принимая во внимание дрейф лучевой скорости, мы находим, что радиус орбиты первичного компонента в двойной системе относительно общего центра масс составляет около 6 а.е., а радиус орбиты вторичного компонента равен 36 а.е. При этом, период обращения в двойной системе составляет 166 лет. На рис. 6.22 представлена модель орбитального движения в двойной системе при условии, что  $RV = 16.06$  км с<sup>-1</sup>.

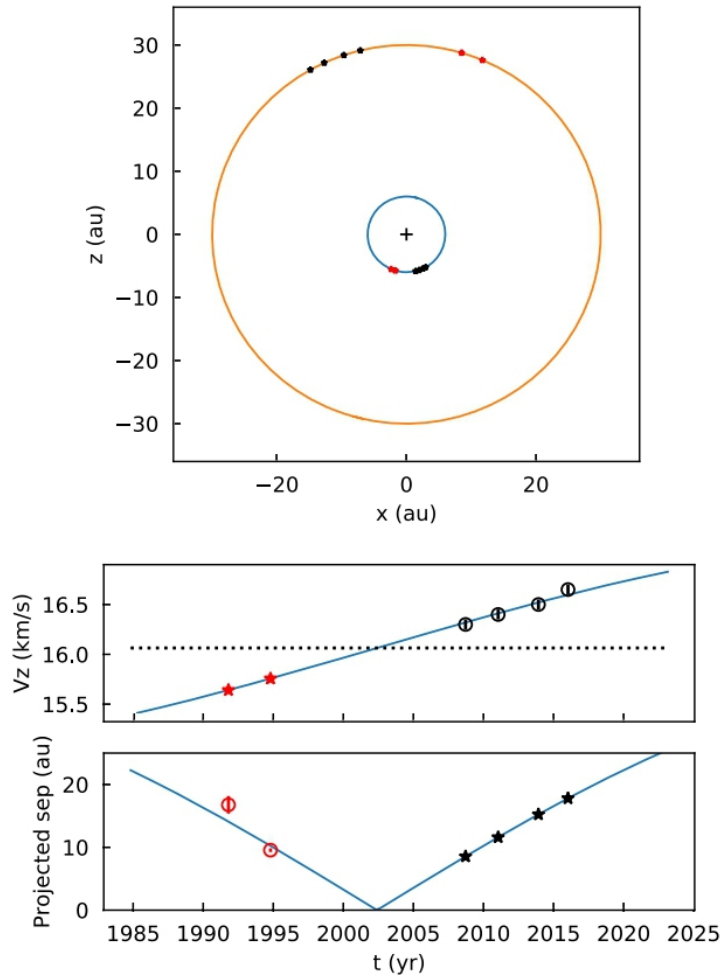


Рис. 6.22. Модель орбитального движения в двойной системе V410 Тау А и В. Верхняя панель: плоскость орбиты расположена перпендикулярно лучу зрения. Средняя панель: зависимость лучевой скорости главного компонента системы V410 Тау А от времени. Нижняя панель: изменение углового расстояния между компонентами с течением времени. Подробности в тексте.

Черными и красными звездочками на верхней панели отмечены положения компонентов системы во время спектрального мониторинга и во время получения спекл-изображений. Черными кружками и красными звездочками на средней панели обозначены измеренные и предсказанные значения  $RV$  на моменты получения спекл-изображений. Красными кружками и черными звездочками на нижней панели отмечены измеренные и прогнозируемые угловые расстояния на моменты наших спектральных наблюдений и во время получения спекл-изображений. Линии синего цвета – предсказания модели.

В прецизионных астрометрических наблюдениях Галли и др. [113], выполненных в 2013–2017 гг., не было обнаружено никаких признаков движения в двойной системе, что согласуется с нашей простой моделью, где проекция орбитальной скорости изменяется в течение этих 3.5 лет только на  $0.''00013$  за год (примерно 50-я часть орбитального периода). Необходимо выполнить дополнительные наблюдения для определения эксцентриситета орбиты, уточнения эволюции углового расстояния между компонентами и решения вопроса о том, может ли движение в двойной системе объяснить зарегистрированный нами дрейф лучевой скорости.

## 6.8. Выводы к шестой главе

На основе однородны фотометрических данных, полученных в 1990–2001 гг., удалось уточнить период вращения звезды и получить обновленные эфемериды:  $JD_{min} = JD2452234.285971 + 1.871970(\pm 0.000010)E$ .

Большая амплитуда фотометрической переменности блеска ( $0.^m4 - 0.^m6$ ), стабильность фазы минимума в течение наблюдений 1990–2001 гг. и существенные вариации лучевой скорости звезды в пределах  $\pm 9$  км с<sup>-1</sup> свидетельствуют в пользу долговременного существования большой стабильной запятненной области, которая оставалась все время вблизи магнитного полюса звезды.

Вариации рентгеновского потока и потока в линии  $H_{\alpha}$  не показывают кор-

реляции с вращательной модуляцией, наблюдаемой в фотометрической кривой блеска. Три рентгеновских спектра в диапазоне 0.2 – 8 кэВ лучше всего описываются моделью горячей оптически тонкой плазмы с тремя тепловыми компонентами с температурами 0.24, 0.93 и 2.18 кэВ и соответствующими мерами эмиссии  $3.03$ ,  $2.23$  и  $2.13 \cdot 10^{53} \text{ см}^{-3}$ . Соотношение между рентгеновской светимостью и светимостью в линии  $H_\alpha$  ( $\log(L_X/L_{H_\alpha}) \sim 1$ ) предполагает тесную связь между магнитной активностью V410 Tau и активностью вспыхивающих звезд ГП.

Во время интенсивной 11-ти дневной кампании было зарегистрировано 9 вспышек, т.е. частота вспышек соответствует  $\sim 2$  событиям в сутки. Вспышки на V410 Tau превосходят по своей энергетике самые сильные вспышки, обнаруженные на звездах типа UV Cet и RS CVn (вплоть до  $9.4 \times 10^{36}$  эрг). Непрерывная микровспышечная активность, которая проявляется в спектральных данных через широкий эмиссионный компонент линии  $H_\alpha$ , является источником нагрева короны и может отвечать за спокойное рентгеновское излучение звезды.

Подробно проанализировано влияние сильной запятненности звезды на определение ее основных физических параметров. Показано, что учет поправок за сильную запятненность V410 Tau (степень запятненности 47–53%) может увеличить ее возраст ( $\sim 2$  млн лет) и массу ( $1.5 - 1.8 M_\odot$ ).

Анализ фотометрических наблюдений 2007–2017 гг. показал, что эпоха стабильного фотометрического поведения V410 Tau, длившаяся около 20 лет (с 1986 по 2006 г.), закончилась в 2007 г., когда амплитуда периодического процесса почти полностью исчезла и достигла своего минимального значения  $0.^m05$ . На протяжении следующих 10 лет (с 2008 по 2017 г.) V410 Tau демонстрировала более сложную по форме кривую блеска с небольшой амплитудой переменности (от  $0.^m05$  до  $0.^m33$ ). Значительное уменьшение амплитуды периодического процесса в 2007 г. связано с тем, что пятна распределились по звездной поверхности почти равномерно. Это может быть прямым следствием того, что топология

магнитного поля V410 Тау претерпела серьезные изменения в 2006–2008 гг.

В результате длительного спектрополяриметрического мониторинга, выполненного в 2008–2016 гг., удалось построить яркостные и магнитные карты этой звезды с использованием метода ZDI. Анализ результатов ZDI показал, что поверхность звезды покрыта большим количеством холодных пятен и горячих площадок. Холодные пятна концентрируются как в районе полюса звезды, так и в нескольких областях, которые расположены вблизи экватора. Магнитные карты показывают сложную топологию магнитного поля с переменными полоидальным и тороидальным компонентами. Полоидальный компонент имеет слабую дипольную составляющую и является довольно неосесимметричным. Тороидальный компонент поля содержит до 45–60% общей магнитной энергии в 2009–2013 гг. и снижает свой вклад до 20–30% в 2015–2016 гг. Тороидальный компонент является необычно сильным и осесимметричным. Интенсивность дипольного компонента постепенно нарастает с 165 Гс в январе 2009 г. до  $\sim 400$  Гс в 2015–2016 гг.

Показано, что V410 Тау демонстрирует низкий уровень дифференциального вращения, который в пять раз меньше чем дифференциальное вращение Солнца.

Анализ отфильтрованных значений  $RV$  исключает присутствие планеты с массой Юпитера на расстоянии менее 0.1 а.е. от центральной звезды. Возможно, что образование горячей массивной экзопланеты могло быть подавлено ранней диссипацией околозвездного диска.

Монотонный дрейф лучевой скорости, зарегистрированный в течение восьми лет спектральных наблюдений, может быть следствием орбитального движения в двойной системе. Моделирование показало, что такой дрейф  $RV$  хорошо согласуется с моделью, в которой первичный и вторичный компонент движутся по круговым орбитам на расстоянии в 6 и 36 а.е. от общего центра масс системы с орбитальным периодом около 166 лет.

## Глава 7

**Магнитосферная аккреция CTTS**

*При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором в соавторстве, в которых, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: 7, 8, 13, 14, 17, 18, 22 и 29 (в списке публикаций по теме диссертации).*

**7.1. Особенности фотометрического поведения AA Tau**

Статистический анализ многолетних кривых блеска 49 CTTS, представленный в первой главе, позволил выделить несколько типов долговременного фотометрического поведения этих объектов. Большинство CTTS демонстрируют небольшие изменения среднего уровня блеска и показывают умеренные амплитуды переменности. Основной причиной такого типа фотометрического поведения может быть наличие горячих и холодных фотосферных пятен. В дополнение к этому общему типу долговременного фотометрического поведения, характерного для большинства CTTS, были выделены две небольшие подгруппы CTTS фотометрическая переменность которых характеризуется значительными изменениями среднего уровня блеска или относительной фотометрической амплитуды. Мы полагаем, что эти типы переменности обусловлены значительными изменениями темпа аккреции и/или существенными изменениями околозвездной экстинкции на луче зрения. Наконец, были обозначены две небольшие подгруппы звезд фотометрическая переменность которых может быть вызвана только одним физическим механизмом – нестационарной магнитосферной аккрецией (DF Tau, HN Tau и V853 Oph) или переменной околозвездной экстинкцией (AA Tau, V521 Cyg и LkCa 15). Два объекта из последней подгруппы (AA Tau и V521 Cyg) демонстрируют необычное цветовое поведение: их показатели цвета становятся более синими когда блеск достигает минимальных значений. Основная причина такого цветового поведения – переменная около-

звездная экстинкция: по мере того как звездная фотосфера частично затмевается околозвездным веществом, отношение доли рассеянного света к доле звездного излучения увеличивается и показатели цвета становятся более синими. Чтобы получить более четкое представление о роли переменной околозвездной экстинкции в фотометрическом поведении избранных СТТС, мы предприняли комплексные фотометрические, спектральные и поляриметрические исследования двух объектов: AA Tau и LkCa 15.

Первый интенсивный одновременный спектральный и фотометрический мониторинг AA Tau был осуществлен в конце 1999 года. Мы организовали одновременные фотометрические наблюдения из шести различных обсерваторий и спектральные наблюдения из пяти обсерваторий. Подробное описание процесса наблюдений и обработки данных приведено в нашей работе [38]. Результирующая кривая блеска, полученная в течение 150 суток, показана на рис. 7.1 (верхняя панель). На протяжении пяти месяцев максимальный уровень блеска оставался на уровне  $12.^m4$ , а амплитуда переменности достигала  $1.^m0$ . Самые интенсивные фотометрические наблюдения были получены в ноябре–декабре 1999 г. одновременно со спектральным мониторингом (средняя панель на рис. 7.1). Из рисунка видно, что звезда большую часть времени находится в ярком состоянии и иногда демонстрирует кратковременные ослабления блеска, длящиеся несколько суток. При этом, показатель цвета  $B - V$  изменяется в небольших пределах, порядка  $0.^m1$ . Следует отметить, что были зарегистрированы два случая кратковременного уменьшения цвета на  $\sim 0.^m2$  как раз в те моменты времени, когда звезда демонстрировала значительные ослабления блеска. Звезда показала подобное фотометрическое поведение во время первой, исключительно фотометрической кампании, осуществленной в 1995 г. [36]. Основное отличие заключается в том, что в 1995 г. кратковременные ослабления блеска имели большую фотометрическую амплитуду, которая достигала  $\sim 1.^m6$  в полосе  $V$ . Максимальный уровень яркости AA Tau был тем же самым, а в моменты глубоких ослаблений блеска наблюдались уменьшения показателя цвета

$B - V$ , когда звезда становилась более синей (см. [36], рис. 2). Средний показатель цвета  $B - V$  в 1999 г. был  $\sim 1.42$ , тогда как в 1995 г. его значение было более синим:  $\sim 1.25$ . Вероятно, это указывает на несколько более низкий темп аккреции в 1999 г. по сравнению с 1995 г.

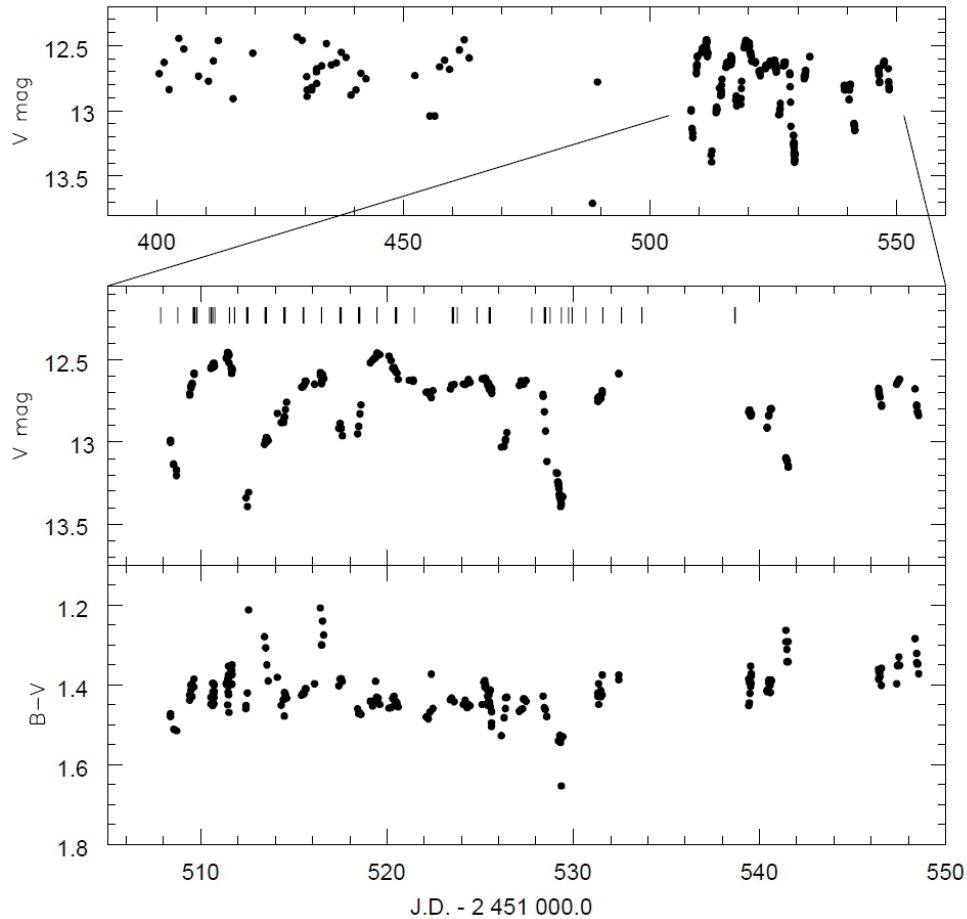


Рис. 7.1. Кривая блеска AA Тау по наблюдениям 1999 г. Полная кривая приведена на верхней панели. Наиболее интенсивные наблюдения, полученные в ноябре–декабре, представлены на средней панели. Вертикальные штрихи над кривой блеска отмечают моменты спектральных наблюдений. На нижней панели приведены вариации показателя цвета  $B - V$ .

Зависимость показателей цвета  $B - V$ ,  $V - R$  и  $V - I$  от звездной величины в полосе  $V$  представлена на рис. 7.2. За исключением нескольких случаев посинения, показатель цвета  $B - V$  демонстрирует очень слабую зависимость от блеска звезды в диапазоне от  $12.^m4$  до  $\sim 13.^m0$ . При более значительных ослаблениях блеска (от  $13.^m0$  до  $\sim 13.^m4$ ) звезда становится немного краснее. Диаграммы  $V, V - R$  и  $V, V - I$  показывают, что AA Тау становится более

красной при ослаблении блеска до значения  $\sim 13.^m0$ . При этом, наклон зависимости между показателем цвета и блеском соответствует закону межзвездного покраснения. В случае еще бóльших ослаблений блеска эти показатели цвета перестают зависеть от яркости звезды.

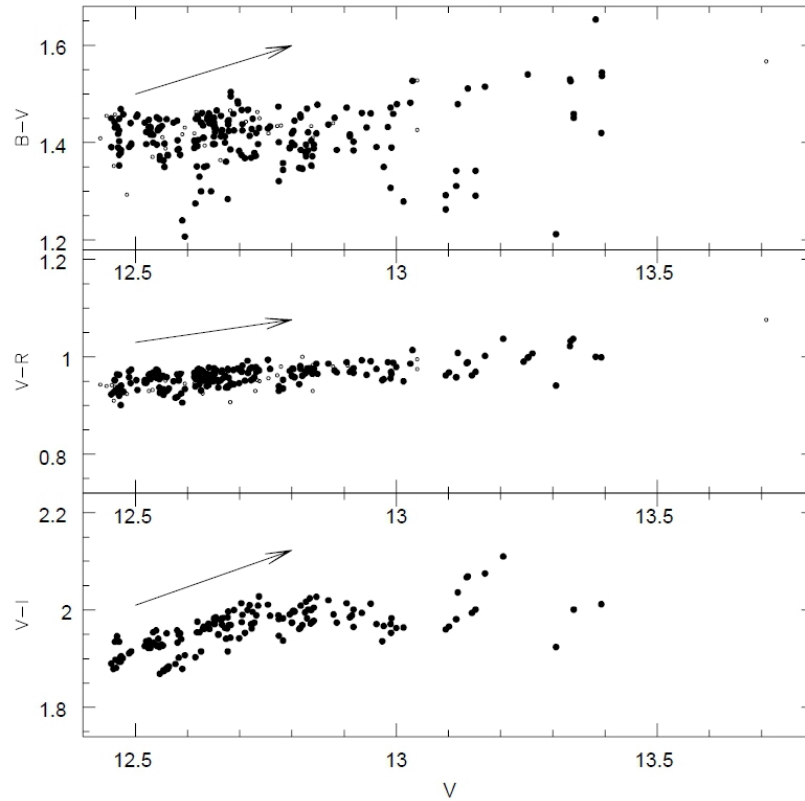


Рис. 7.2. Диаграммы цвет–величина для трех показателей цвета. Стрелкой обозначено межзвездное покраснение для  $A_V = 0.^m3$ . Маленькими незаполненными кружками обозначены наблюдения, полученные в начале мониторинга ( $JD \leq 2451500$ ). Большими заполненными кружками отмечены данные, полученные во время наиболее интенсивного мониторинга:  $2451505 \leq JD \leq 2451550$ .

Различные исследователи предпринимали неоднократные попытки обнаружения периодической составляющей в изменениях блеска AA Tau. Так, Врба и др. [343] и Шевченко и др. [303] нашли период 8.2 суток. Бувье и др. [36] сообщили о цикле продолжительностью 8.3–8.6 суток. Периодограммный анализ многолетних фотометрических данных AA Tau, полученных на Майданакской обсерватории в течение 15 наблюдательных сезонов (см. таб. 1.1), указывает на наличие периода продолжительностью 8.19 суток [369]. В следующих разделах



сообщается о дополнительном подтверждении существования периода длительностью 8.2 суток из анализа вариаций лучевой скорости звезды. Заметный разброс в значениях фотометрического периода объясняется тем обстоятельством, что форма, амплитуда и фаза периодического сигнала значительно меняются от сезона к сезону. В качестве иллюстрации этого специфического свойства на рис. 7.3 представлены фазовые кривые блеска для четырех различных наблюдательных сезонов, которые соответствуют периоду 8.22 суток. Например, если в 1995 г. минимум был продолжительным и глубоким, то в 1999 г. его глубина и продолжительность стали значительно меньше. Помимо явных сезонных различий, имеют место также изменения формы, амплитуды и фазы в течение нескольких месяцев внутри одного сезона. Причины такого динамического изменения фазовой кривой блеска будут обсуждены в следующих разделах.

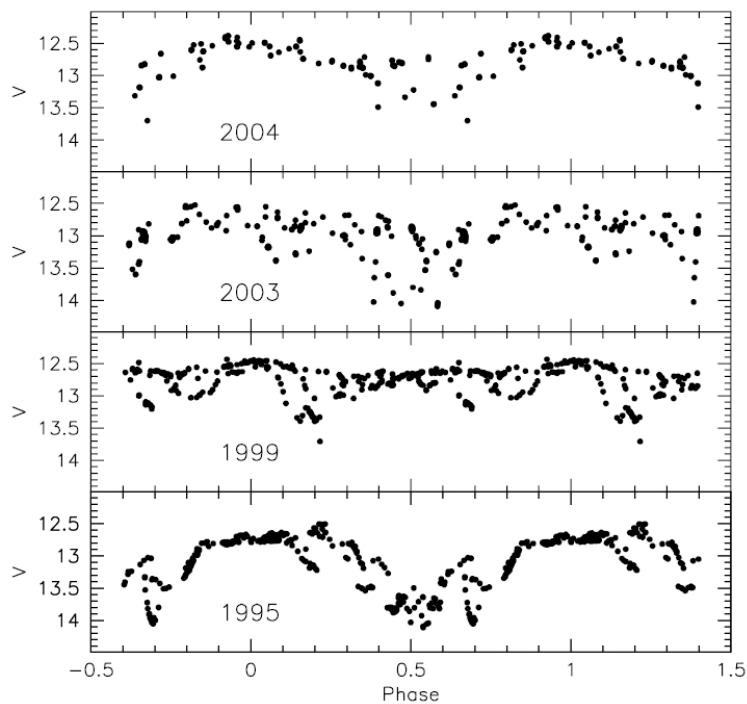


Рис. 7.3. Фазовые кривые блеска AA Тау по нашим интенсивным наблюдениям 1995, 1999, 2003 и 2004 г. Все сезонные фазовые кривые блеска вычислены для периода продолжительностью 8.22 суток. Рисунок иллюстрирует значительные изменения формы, амплитуды и продолжительности ослаблений блеска как от одного сезона к другому, так и внутри конкретного сезона.

## 7.2. Переменная околозвездная экстинкция

Особенности кривой блеска и показателей цвета AA Тау, выявленные в результате нескольких интенсивных фотометрических кампаний, предпринятых нами в различные годы, позволяют предположить, что один и тот же физический механизм отвечает за наблюдаемые фотометрические свойства этой звезды. Бувье и др. [36] первыми объяснили особенности фотометрического поведения AA Тау частичным затмением звездной фотосферы околозвездным веществом, вращающимся вокруг звезды с кеплеровской скоростью. Непрозрачный экран, ответственный за затмения, они предварительно связали с искривленным внутренним краем околозвездного диска, расположенным очень близко к радиусу коротации, где этот край может взаимодействовать с дипольной составляющей магнитного поля звезды, наклоненной относительно оси вращения звезды. Наши последующие интенсивные кампании фотометрических и спектральных наблюдений, предпринятые в 1999, 2003 и 2004 гг., подтвердили такую интерпретацию и позволили уточнить многие детали этого процесса.

Различные особенности фотометрического поведения AA Тау указывают на переменную околозвездную экстинкцию. Во первых, звезда показывает почти один и тот же уровень максимального блеска ( $\sim 12.^m5$ ) в течение многих наблюдательных сезонов (рис. 7.3). Во вторых, наблюдается небольшая переменность показателя цвета  $B - V$  во время значительных ослаблений блеска, за исключением нескольких кратковременных переходных событий (рис 7.2 верхняя панель). В третьих, глубокие ослабления блеска имеют специфические свойства: различную продолжительность во времени и переменную глубину. Кроме того, эти ослабления блеска часто имеют ассиметричную форму (рис. 7.3). В четвертых, нет стабильности фазы минимума блеска. Все эти особенности можно уверенно объяснить частичным затмением звездной фотосферы вращающимся околозвездным материалом с нестабильной геометрией.

Результаты анализа наших фотометрических и поляризационных наблю-

дений, предпринятых в 1995 и 2002 гг., подтверждают предположение о решающей роли переменной околозвездной экстинкции [241]. На рис. 7.4 представлены изменения блеска в полосе  $V$  и линейной поляризации в зависимости от времени. Из рисунка видно, что линейная поляризация в полосе  $I$  увеличивается на  $\sim 1.5\%$  при ослаблении блеска на  $\sim 1.^m5$  в полосе  $V$ , что и ожидалось в случае затмения звездной фотосферы околозвездной пылью. Исходя из формы кривой поляризации в плоскости QU, мы подтверждаем, что аккреционный диск виден наблюдателю почти с ребра, и предполагаем, что его позиционный угол  $PA \sim 90^\circ$ , т.е. большая ось диска ориентирована в направлении восток – запад.

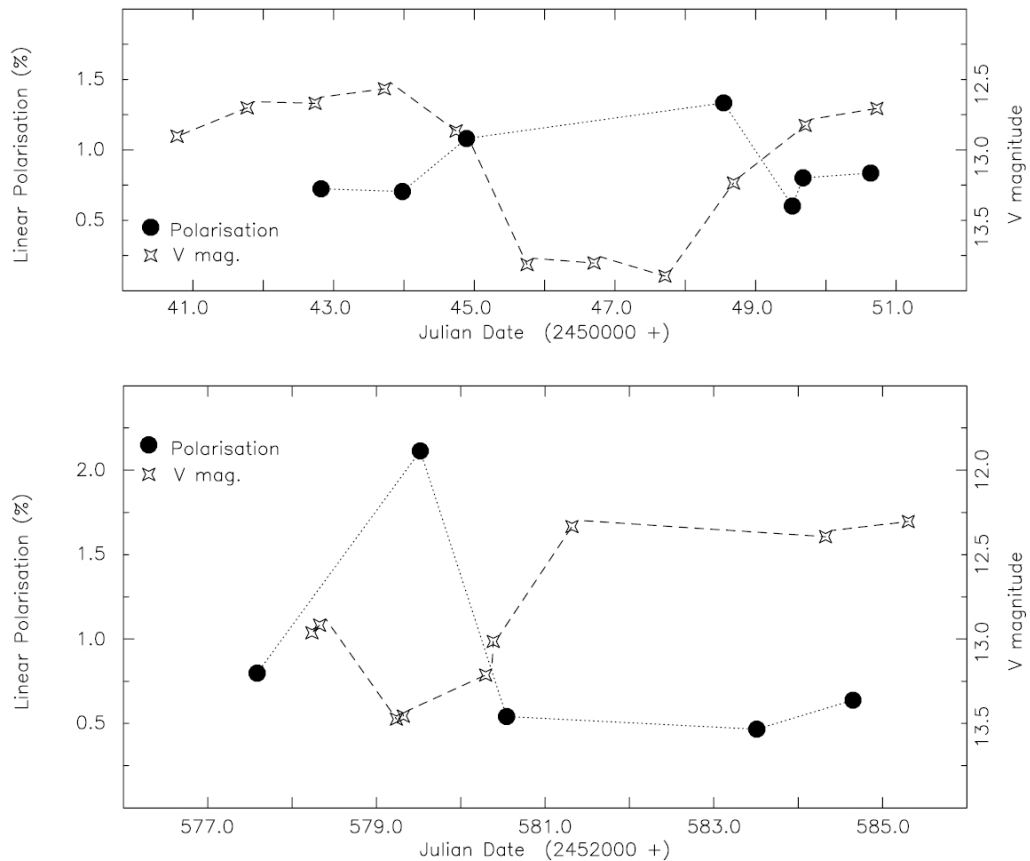


Рис. 7.4. Изменения блеска (звездочки) и линейной поляризации (кружки) в зависимости от времени по наблюдениям 1995 и 2002 гг., верхняя и нижняя панель соответственно.

Могут иметь место и другие причины фотометрической переменности этого объекта, обусловленные холодными пятнами, аккрецией или орбитальным движением массивной планеты (см. [38] для подробностей).

Еще одним свидетельством в пользу гипотезы переменной околозвездной экстинкции являются особенности поведения показателей цвета этой звезды. Выше мы отмечали, что показатель цвета  $B - V$  демонстрирует небольшие изменения во время глубоких ослаблений блеска, в то время как показатели цвета  $V - R$  и  $V - I$  испытывают гораздо большие вариации в то же самое время. Такое цветовое поведение, зависящее от длины волны, может быть следствием поглощения звездного излучения достаточно крупными пылевыми частицами. В результате этого явления возникают непрозрачные серые затмения на коротких длинах волн и затмения с дополнительным межзвездным покраснением на более длинных волнах. Изменение цветовых наклонов  $V - R$  и  $V - I$  при дальнейшем уменьшении яркости системы (см. рис. 7.2) также предполагает неоднородные свойства затмевающего экрана, который становится все более непрозрачным по мере дальнейшего ослабления блеска.

Следует отметить, что быстрые изменения показателей цвета, лучше всего видимые в  $B - V$ , происходят на определенных фотометрических фазах. Два эпизода быстрого посинения и один эпизод резкого покраснения имели длительность порядка 0.3 суток и произошли либо в начале, либо в середине глубоких ослаблений блеска (рис. 7.1). Такие кратковременные цветовые изменения могут быть связаны с мелкомасштабными структурами ( $\leq 0.01$  а.е.), расположенными внутри поглощающего вещества. Из чего можно сделать вывод о том, что затмевающий экран имеет клочковатую структуру.

Поскольку система звезда–диск видна почти с ребра, затмевающий материал должен располагаться близко к экваториальной плоскости и, таким образом, с большой долей вероятности связан с околозвездным запыленным диском. Периодическое прохождение азимутальной деформации, расположенной на внутреннем крае диска, через луч зрения наблюдателя будет вызывать повторяющиеся ослабления блеска. Значительные различия в форме глубоких ослаблений блеска от сезона к сезону и внутри отдельных сезонов (рис. 7.3) указывают на то, что структура деформации внутреннего края диска может заметно изме-

няться. Например, в наблюдениях 1995 г. начало ослабления блеска было более пологим, чем его завершение при амплитуде  $\sim 1.^m5$ . Напротив, в 1999 г. затмение было менее глубоким ( $\sim 1.^m0$ ), а его начало выглядит более крутым, чем завершение. В 2003 и 2004 гг. затмения имеют более симметричную форму. Разная форма затмений является следствием различного азимутального распределения пыли на внутренней кромке диска, что качественно прогнозируется в трехмерных численных моделированиях процесса дисковой аккреции в условиях наклонного дипольного магнитного поля [290].

### 7.3. Спектроскопия

AA Тау классифицируется как карлик спектрального класса K7 [198]. Ее спектр имеет четкие фотосферные линии и несколько основных эмиссионных линий с умеренной эквивалентной шириной ( $\sim 10 - 20 \text{ \AA}$ ). Линии серии Бальмера характеризуются наличием глубокого центрального абсорбционного компонента в эмиссионных профилях (например, [87]). В ходе интенсивного спектрального мониторинга, проводившегося в 1999 г. было получено 54 спектра высокого разрешения, из них 33 спектра на спектрографах ELODIE (1.93м телескоп на ОНР) и FEROS (1.52м телескоп ESO на La Silla). Отношение сигнал/шум было достаточно большим, чтобы исследовать как форму, так и изменения потока профилей эмиссионных линий, прежде всего  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  и  $He I$  [38].

Анализ 20 спектров ELODIE, имеющих среднее спектральное разрешение  $\sim 42000$ , позволил оценить среднее значение  $v \sin i = 11.3 \pm 0.7 \text{ км с}^{-1}$ , которое полностью согласуется с предыдущей оценкой в  $11.4 \text{ км с}^{-1}$ , приведенной в работе [156]. Мы вычислили вуалирование, определяемое как отношение избыточного потока континуума к фотосферному потоку, используя метод подгонки  $\chi^2$  для пяти спектральных интервалов, каждый шириной  $50 \text{ \AA}$ , которые расположены в спектральном диапазоне от  $5500$  до  $6500 \text{ \AA}$ . Из подгонки были исключены сильные фотосферные линии  $Na D$  и  $Ca I 6122 \text{ \AA}$ , которые могут быть

усилены из-за аккреции. Вуалирование вычислялось с использованием только 33 спектров ELODIE и FEROS, которые имеют сравнимые спектральные разрешения и большое отношение S/N. Абсолютное значение вуалирования определялось относительно звезды-шаблона V819 Tau, которая классифицирована как WTTS спектрального класса K7 V. Неопределенности, связанные с относительными вариациями вуалирования, находятся в диапазоне от 0.01 до 0.05. Ошибка определения абсолютного значения вуалирования порядка 0.1. На рис. 7.5 приведен пример одного из спектральных интервалов вблизи эмиссионной линии He I 5876 Å.

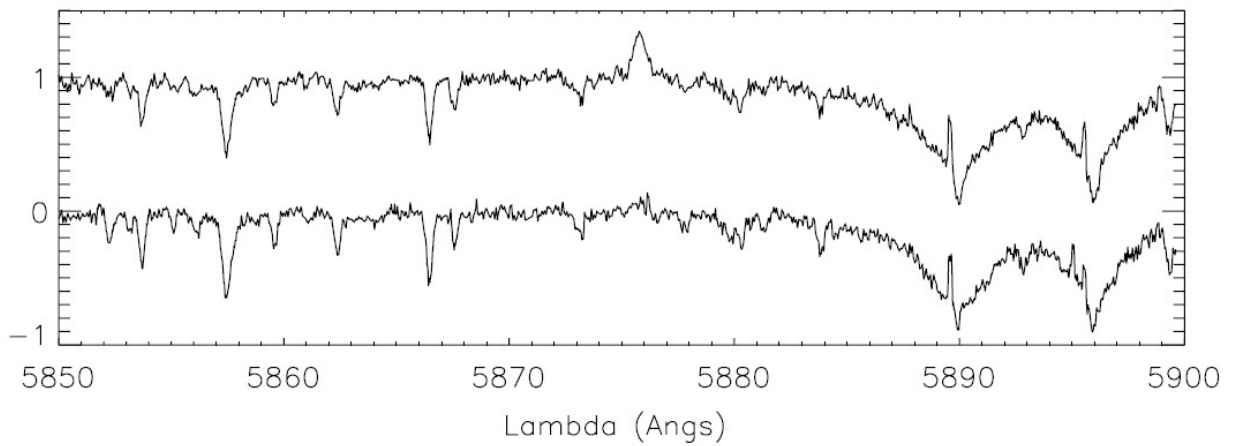


Рис. 7.5. Пример участка спектра AA Tau (верхняя кривая), полученного JD= 519.47. Для сравнения показан спектр V819 Tau (нижняя кривая). Континуум приведен к единице, а спектр звезды-шаблона сдвинут для наглядности.

Полученные значения вуалирования являются низкими и меняются в диапазоне от 0 до 0.3. Они не коррелируют с фотометрическими изменениями блеска. Следовательно, основной источник фотометрических изменений блеска не связан с избыточным потоком в континууме. Следует отметить, что во время фотометрического плато (JD 519–525), когда яркость звезды была максимальной, вуалирование было очень слабым. Наблюдается сильная корреляция вуалирования с показателем цвета  $B - V$  и потоком в линии He I 5876 Å.

Используя 33 спектра ELODIE и FEROS, мы определили среднюю гелиоцентрическую лучевую скорость:  $17.1 \pm 0.9 \text{ км с}^{-1}$ . Полуамплитуда изменений

лучевой скорости невелика ( $\sim 2 \text{ км с}^{-1}$ ), но она значительно больше, чем предполагаемые ошибки измерений ( $\sim 0.5 \text{ км с}^{-1}$ ). Периодограммный анализ изменений лучевой скорости AA Tau позволил обнаружить достоверный период продолжительностью 8.29 суток, который хорошо согласуется с фотометрическим периодом (8.22 суток). На рис. 7.6 представлена кривая лучевой скорости, соответствующая периоду 8.29 суток.

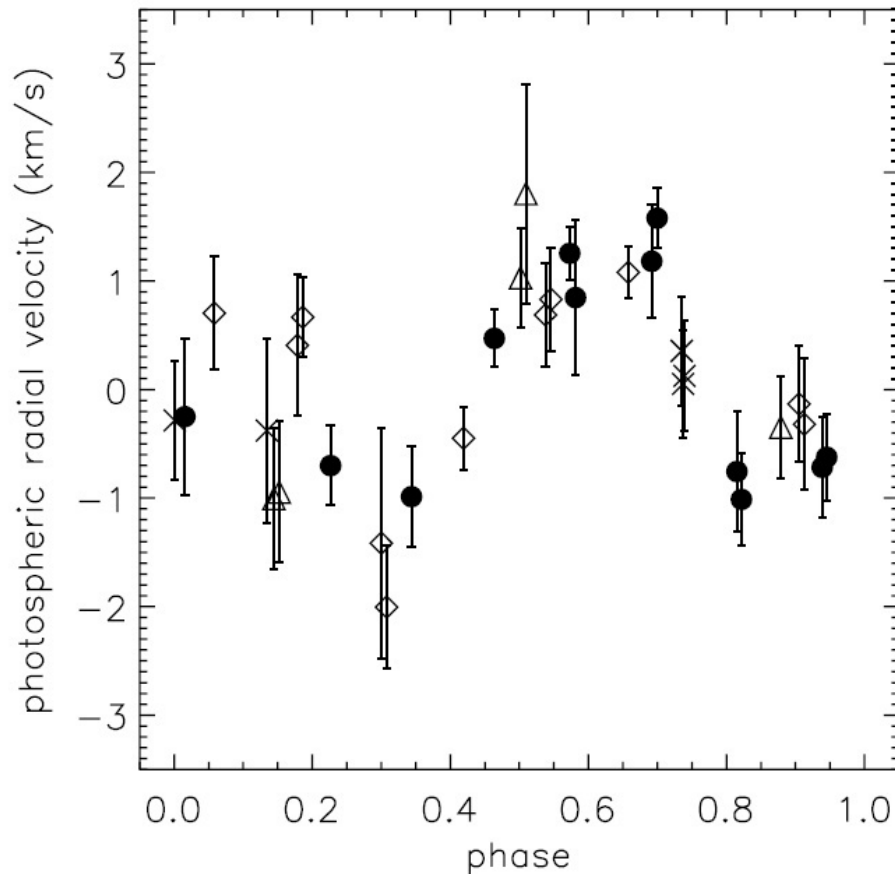


Рис. 7.6. Фазовая кривая лучевой скорости, соответствующая периоду 8.29 суток. Различные символы соответствуют разным последовательным циклам.

Остаточные профили эмиссионных линий были получены путем нормализации континуума спектров AA Tau и вычитания нормализованных и вуалированных спектров звезды-шаблона спектрального класса K7 (V819 Tau). Примеры остаточных профилей эмиссионных линий  $H_{\alpha}$ ,  $H_{\beta}$  и  $He I$  приведены на рис. 7.7. Из рисунка видно, что профили эмиссионных линий изменялись в течение интенсивного мониторинга как по форме, так и по интенсивности.

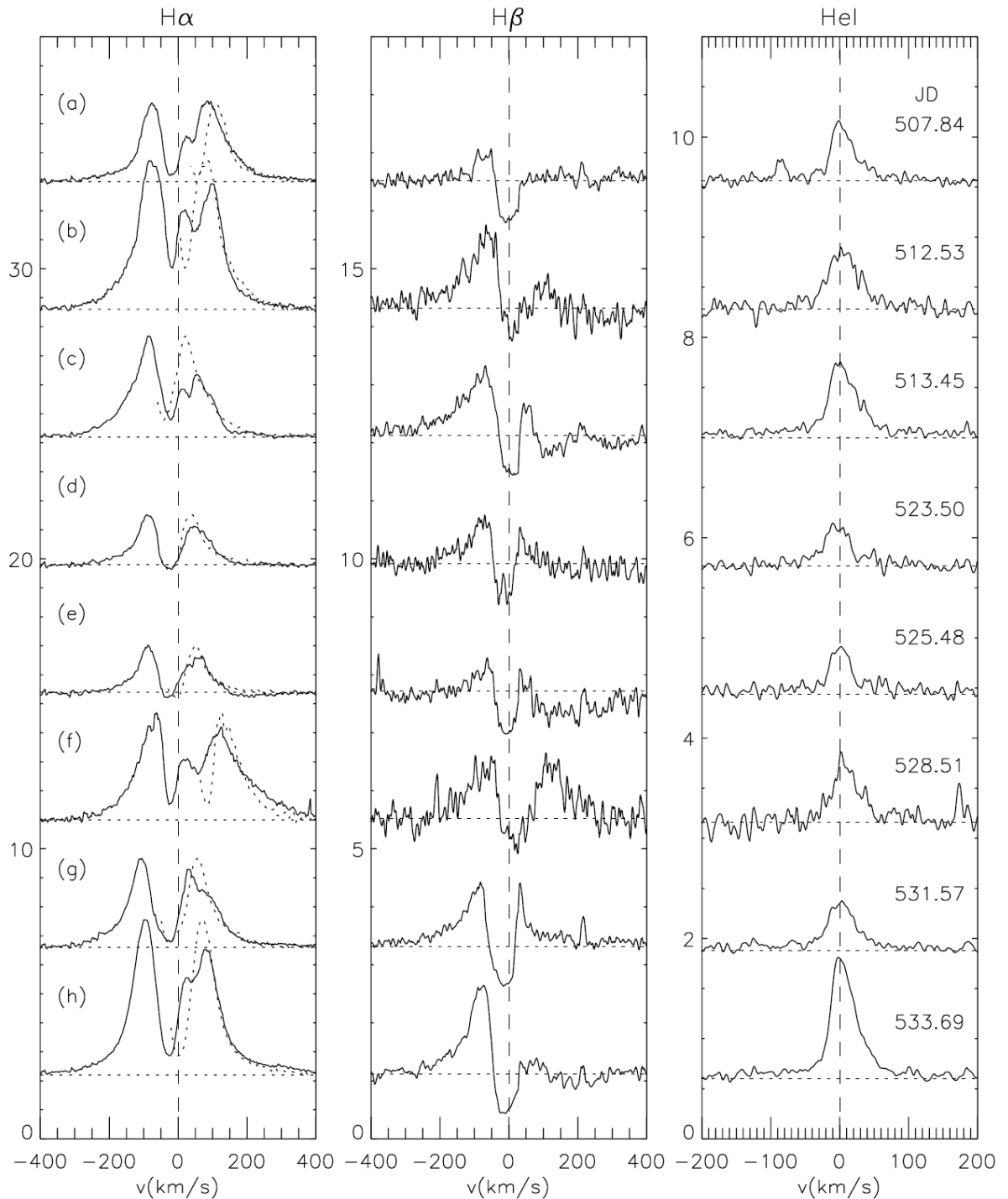


Рис. 7.7. Примеры остаточных профилей эмиссионных линий  $H\alpha$ ,  $H\beta$  и  $He I$ . Профили сдвинуты в вертикальном направлении для наглядности. Вертикальные штриховые линии показывают центр линии, а горизонтальные пунктирные линии отмечают уровень континуума. Синее крыло линии  $H\alpha$  отражено относительно центра линии и показано пунктиром на фоне красного крыла. Цифры справа – даты наблюдений: JD – 2451000.0.

Профили эмиссионной линии  $H\alpha$  имеют два пика. Вторичный пик расположен с длинноволновой стороны относительно первичного и его интенсивность



иногда сравнима с интенсивностью первичного пика. Центральная депрессия образована двумя низкоскоростными абсорбциями, одна из которых смещена в синюю, другая – в красную сторону. Такие профили относятся к типу II Rm по классификации [279]. Абсорбционный компонент, смещенный в коротковолновую сторону, всегда присутствует и является более интенсивным по сравнению с аналогичным компонентом, смещенным в длинноволновую сторону. Иногда абсорбция с красным смещением исчезает полностью из наших наблюдений (рис. 7.7 d). Широкие внешние крылья профилей  $H_\alpha$  в большинстве случаев симметричные, но некоторые профили демонстрируют асимметрию во внешнем красном крыле либо как недостаток излучения (рис. 7.7 с, е), либо как дополнительную эмиссию (рис. 7.7 f).

Профили линии  $H_\beta$  тоже имеют два пика типа II R, но в большинстве случаев показывают один абсорбционный компонент, расположенный почти в центре эмиссионного профиля. Несколько профилей  $H_\beta$  демонстрируют дополнительную абсорбцию в красном крыле на достаточно больших скоростях (рис. 7.7 с, е). Как правило, такие профили  $H_\beta$  соответствуют тем профилям  $H_\alpha$  в которых наблюдается небольшая депрессия во внешнем красном крыле.

Профили эмиссионной линии He I демонстрируют только узкий компонент, который немного смещен в длинноволновую сторону. В некоторые даты он явно ассиметричен (рис. 7.7 а, с h), с бóльшей эмиссией в длинноволновой части профиля. Эдвардс и др. [87] описали профиль линии He I как комбинацию узкого и широкого компонентов, но с гораздо более высоким значением вуалирования (0.6), чем в наших наблюдениях.

#### 7.4. Вариации спектральных характеристик

Потоки в эмиссионных линиях  $H_\alpha$ , He I и  $H_\beta$  вычислялись как  $F(H_\alpha) = const \times EW(H_\alpha) \times 10^{-0.4m_R}$ ,  $F(He I) = const \times EW(He I) \times 10^{-0.4m_V}$  и  $F(H_\beta) = const \times EW(H_\beta) \times 10^{-0.4m_B}$ , где *const* это произвольная постоянная, а  $m_R$ ,  $m_V$

и  $m_B$  - значения блеска в фотометрических полосах  $R$ ,  $V$  и  $B$ , соответственно. Фотометрические и спектральные наблюдения не всегда были одновременными, поэтому, в таких случаях, мы интерполировали значения блеска на моменты спектральных наблюдений. Мы выполнили поиск скрытых периодичностей в изменениях потоков эмиссионных линий, используя для этого модифицированную периодограмму Ломба–Скаргла [176] и метод натянутой струны [85]. Оба метода дали схожие результаты, показав наличие периодических сигналов около 16 и 8.5 суток, но с довольно высокой вероятностью ложной тревоги, порядка нескольких процентов.

На следующем этапе мы исследовали возможную корреляцию между вуалированием и потоками в эмиссионных линиях  $\text{He I}$ ,  $\text{H}_\beta$  и  $\text{H}_\alpha$  (см. левую панель на рис. 7.8). Наилучшая корреляция имеет место между вуалированием и потоком в линии  $\text{He I}$ . Однако имеются две пары точек, которые значительно отклоняются от общей корреляции. Они соответствуют наблюдениям, полученным в две соседние даты ( $\text{JD} = 512.5$  и  $\text{JD} = 513.5$ ), как раз в момент одного из самых глубоких фотометрических минимумов (см. рис. 7.1). Есть слабая корреляция между вуалированием и потоком в линии  $\text{H}_\beta$ , но нет никакой корреляции между вуалированием и потоком в линии  $\text{H}_\alpha$ .

Мы предприняли поиск корреляции с задержкой по времени между потоками в эмиссионных линиях  $\text{He I}$ ,  $\text{H}_\beta$  и  $\text{H}_\alpha$  и вуалированием (см. правую панель на рис. 7.8). Из рисунка видно, что наилучшая корреляция между вуалированием и потоком в линии  $\text{He I}$  имеет место при временной задержке в 0.08 суток. Поток в линии  $\text{H}_\beta$  лучше коррелирует с вуалированием с временной задержкой 0.44 суток. Наконец, максимальная временная задержка в 1.08 суток соответствует лучшей корреляции между вуалированием и потоком в линии  $\text{H}_\alpha$ . Таким образом, промежуток времени между изменением потока в линии и вуалированием увеличивается для тех линий, которые формируются дальше от фотосферы, как это и предсказывается моделями магнитосферной аккреции.

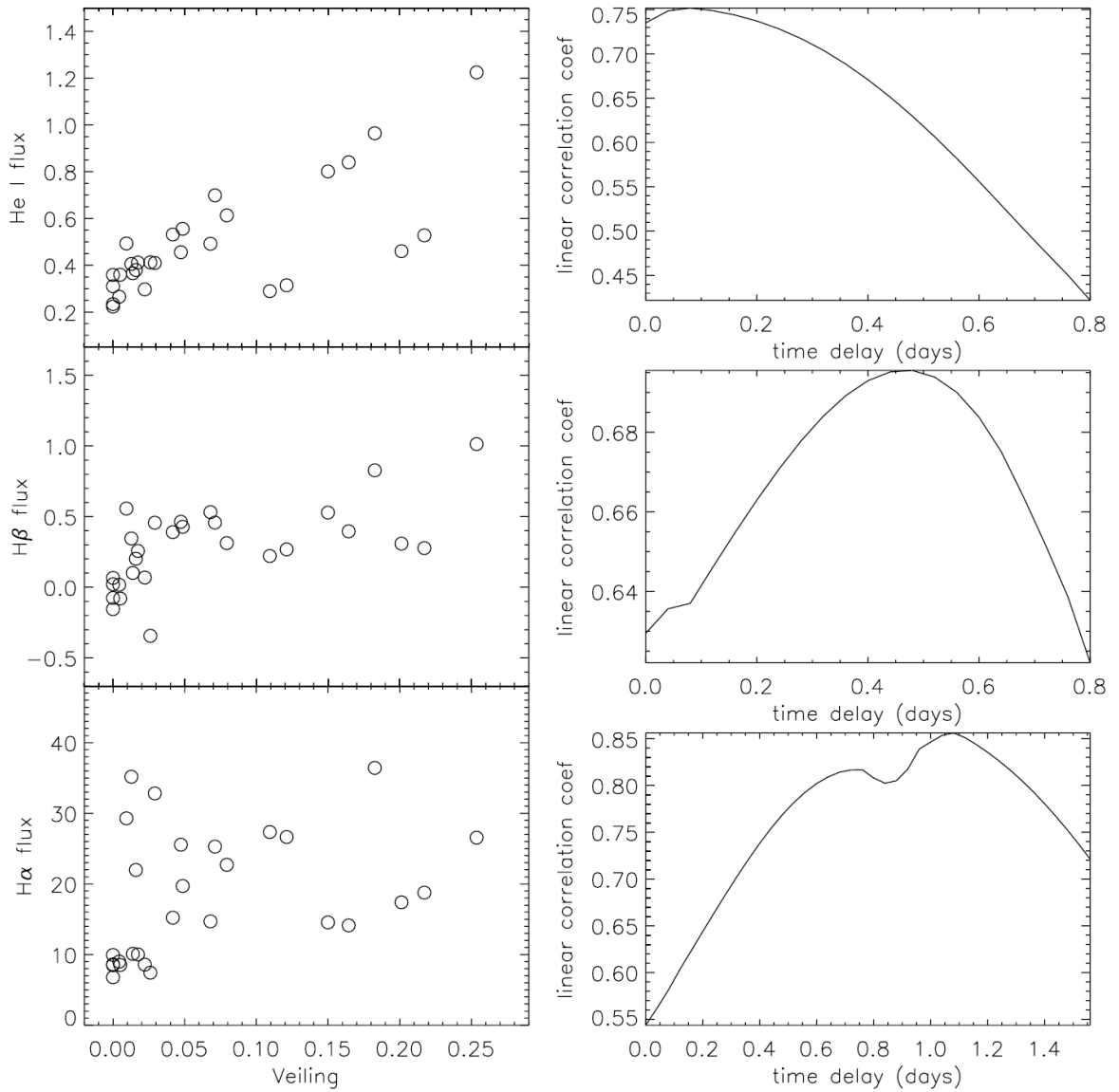


Рис. 7.8. На левой панели показаны потоки в линиях He I, H $\beta$  и H $\alpha$  в зависимости от вуалирования. На правой панели представлены временные задержки между потоком в эмиссионной линии и изменениями вуалирования, которые обеспечивают наилучшую корреляцию между двумя величинами (см. текст для подробностей). Сверху вниз представлены He I (0.08 суток), H $\beta$  (0.44 суток) и H $\alpha$  (1.08 суток). Положительная временная задержка означает, что поток в линии изменился до того, как это произошло с вуалированием.

Как было отмечено ранее, профили эмиссионных линий H $\alpha$  и H $\beta$  имеют сложную структуру из-за наличия двух низкоскоростных абсорбционных компонентов с переменной интенсивностью. Чтобы исследовать поведение каждого компонента линии в отдельности, мы представили профили как сумму трех гауссиан, которые соответствуют центральной эмиссии и двум абсорбционным

компонентам, смещенным в красную и синюю сторону относительно центра линии (рис. 7.9).

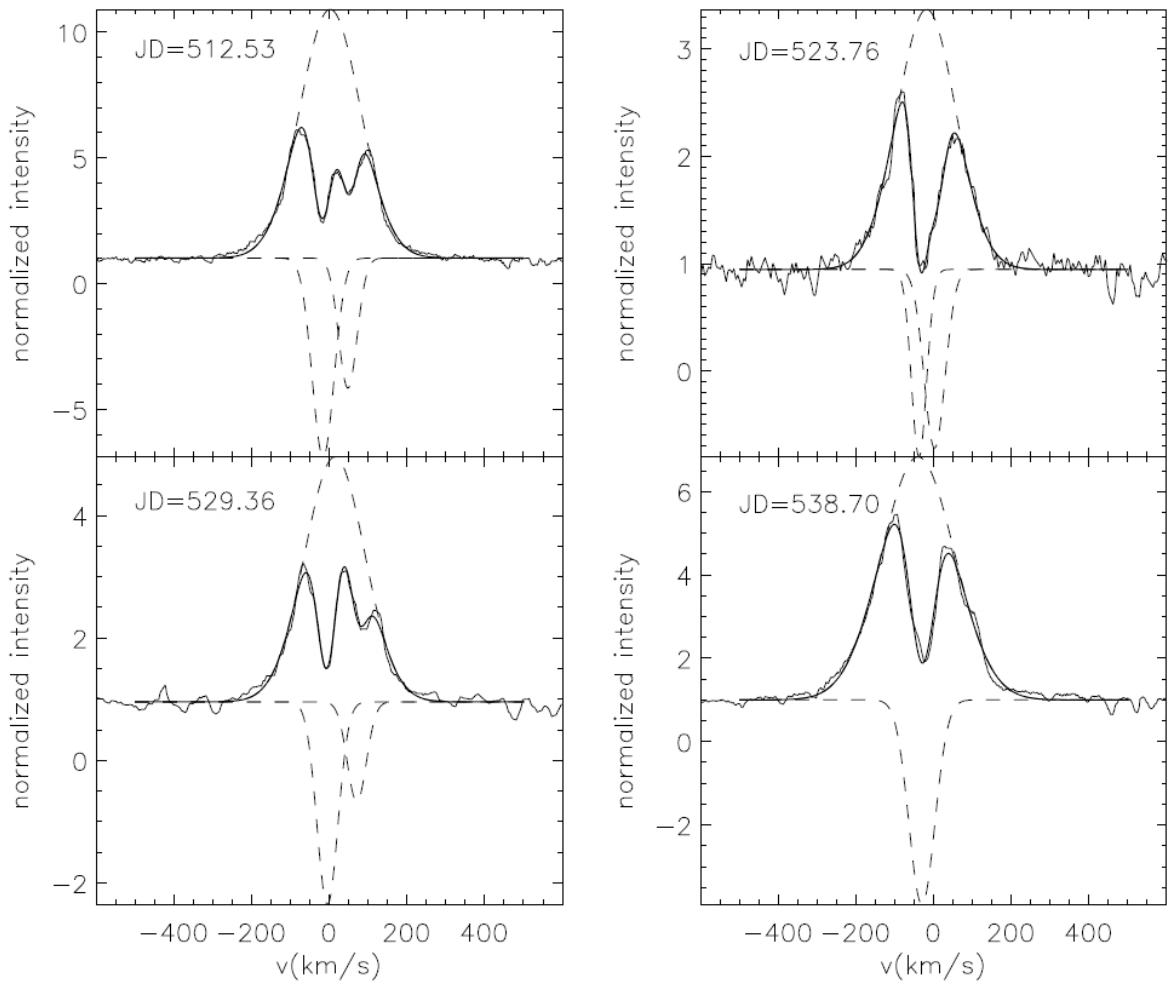


Рис. 7.9. Примеры разложения профиля линии  $H_{\alpha}$  с использованием трех гауссиан. Тонкой линией показан реальный профиль, штриховыми линиями представлены модельные гауссианы и толстой линией обозначен результирующий модельный профиль.

Мы не предпринимали никаких попыток для подгонки высокоскоростной слабой депрессии в длинноволновом крыле линии, которая была замечена только в некоторых профилях линии  $H_{\beta}$ . Разложение профиля линии  $H_{\alpha}$  на три составляющие было не всегда простым, так как на основной эмиссионный профиль накладываются два низкоскоростных абсорбционных компонента. Эквивалентная ширина этих абсорбционных компонентов в большинстве случаев остается неопределенной из-за их близости друг к другу. Однако лучевые скорости всех трех компонентов хорошо определяются с помощью разложения на три

гауссианы (рис. 7.9). Лучевая скорость эмиссионного компонента очень хорошо ограничена широкими крыльями профиля. Моделирование показало, что ее вариации заключены в пределах от  $-45$  до  $+30$  км с $^{-1}$ . Лучевая скорость абсорбционного компонента с коротковолновой стороны меняется в пределах от  $-38$  до  $-5$  км с $^{-1}$ , а в случае аналогичного компонента с длинноволновой стороны она варьируется в диапазоне от  $2$  до  $70$  км с $^{-1}$ .

Профиль эмиссионной линии  $H_{\beta}$  не такой сложный, как профиль  $H_{\alpha}$ , но описать его с помощью нескольких гауссиан не представляется возможным по причине низкого отношения  $S/N$  наших спектров в районе этой линии. Профиль линии  $He I$  был однозначно описан с помощью одной гауссианы. Лучевая скорость этой линии демонстрирует небольшие вариации в пределах от  $-4$  до  $+11$  км с $^{-1}$ .

Мы обнаружили очень хорошую корреляцию между вариациями лучевых скоростей двух абсорбционных компонентов, смещенных в длинноволновую и коротковолновую сторону относительно центра эмиссионной линии  $H_{\alpha}$ . В то время как лучевая скорость синего абсорбционного компонента уменьшается с  $-38$  до  $-5$  км с $^{-1}$ , лучевая скорость красного абсорбционного компонента почти линейно увеличивается от  $2$  до  $70$  км с $^{-1}$ . Этот вывод был позднее подтвержден с привлечением новых спектральных данных, полученных нами в результате интенсивного спектрального мониторинга, выполненного в октябре – декабре 2004 года [31]. На рис. 7.10 представлена зависимость между вариациями лучевой скорости синего и красного абсорбционных компонентов линии  $H_{\alpha}$  по результатам двух спектральных мониторингов 1999 и 2004 гг. Амплитуда изменения лучевой скорости красного абсорбционного компонента почти в два раза превышает амплитуду изменения лучевой скорости синего компонента. Это говорит о том, что в основе этих вариаций лежат различные физические механизмы. Абсорбционный компонент смещенный в коротковолновую сторону свидетельствует о наличии ветра, а абсорбционный компонент смещенный в длинноволновую сторону является следствием процесса аккреции. Таким образом, обнаружен-

ная зависимость между лучевой скоростью красного и синего абсорбционных компонентов является свидетельством корреляции между процессами аккреции и истечения вещества в системе звезда–диск.

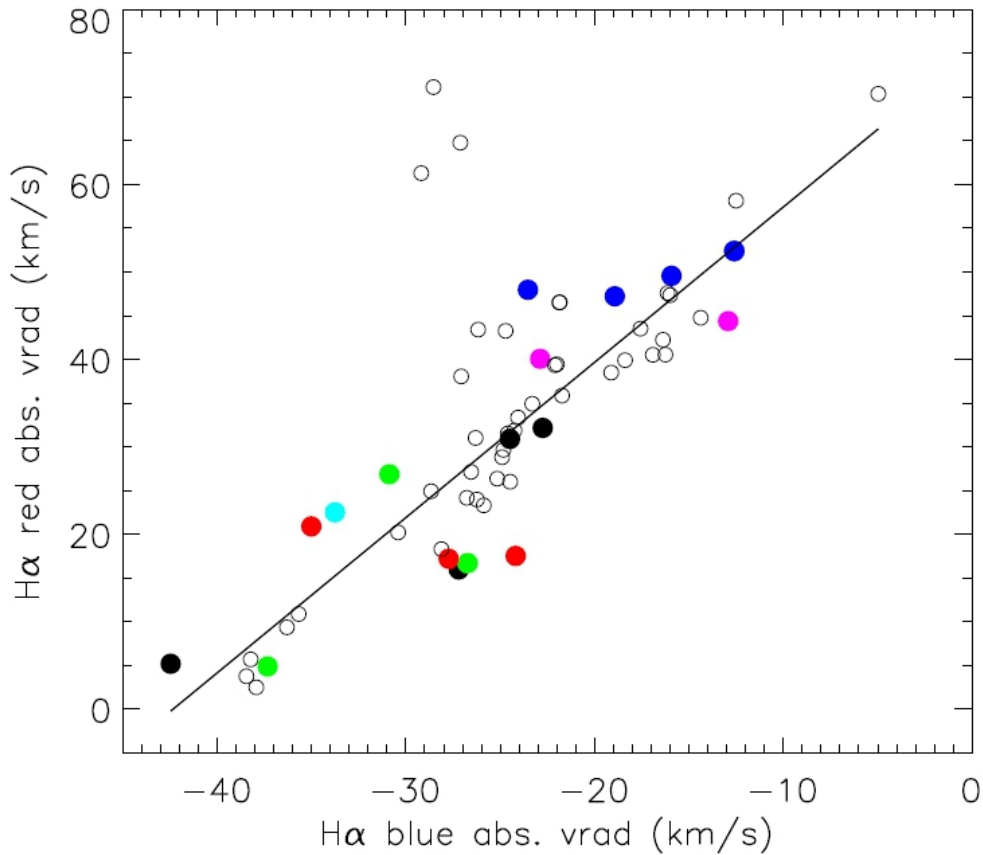


Рис. 7.10. Корреляция между лучевой скоростью синего абсорбционного компонента (ветер) и красного компонента (аккреция) в эмиссионной линии  $H_{\alpha}$ . Цветные символы соответствуют спектральным данным 2004 года, незаполненные серые кружки – данным 1999 года.

## 7.5. Обоснованность сценария магнитосферной аккреции

Вариации блеска, вуалирования и потока в эмиссионных линиях  $H_{\beta}$ ,  $He I$  и  $H_{\alpha}$  представлены на левой панели рис. 7.11. Изменения блеска, фотосферной лучевой скорости, лучевой скорости линии  $He I$ , и лучевой скорости синего и красного абсорбционных компонентов эмиссионной линии  $H_{\alpha}$  показаны на правой панели рис. 7.11.

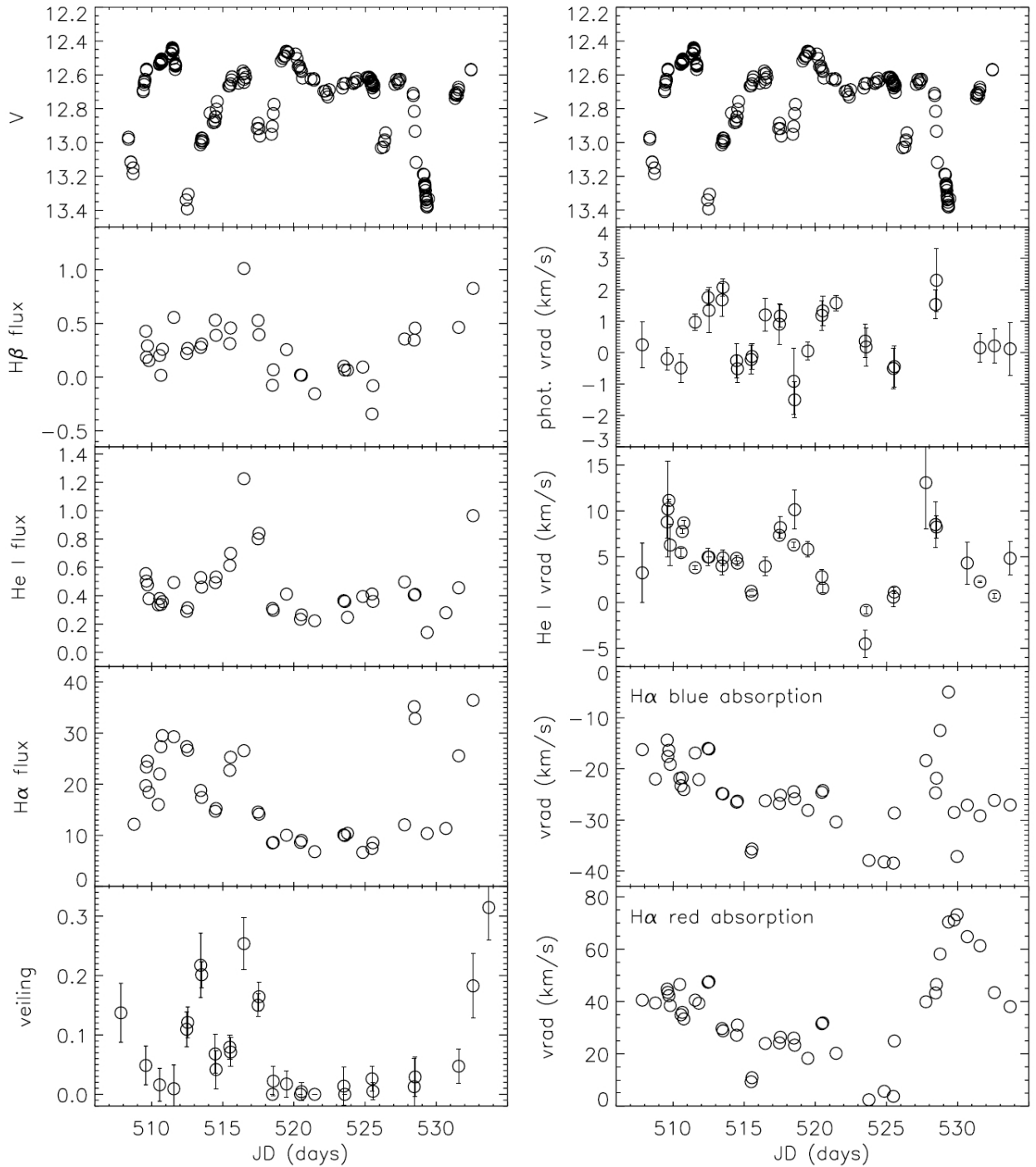


Рис. 7.11. Вариации блеска, потока в линиях  $H_{\beta}$ , He I и  $H_{\alpha}$  и вуалирования (левая панель) и изменения блеска, фотосферной лучевой скорости, лучевой скорости линии He I, лучевой скорости синего и красного абсорбционных компонентов эмиссионной линии  $H_{\alpha}$  (правая панель). Поток в линиях указаны в произвольных единицах.

Из рисунка видно, что вариации вуалирования не коррелируют с изменениями блеска в полосе  $V$ . Следовательно, основной источник фотометрических изменений блеска не связан с избыточным потоком в континууме. Значи-

тельные увеличения вуалирования были зарегистрированы в моменты времени  $JD = 513.5$ ,  $JD = 516.5$  и  $JD = 532.5 - 533.5$ . Первое значительное увеличение вуалирования пришлось на фазу выхода из глубокого фотометрического ослабления, второе увеличение вуалирования произошло перед следующим небольшим фотометрическим ослаблением и начало третьего увеличения вуалирования совпадает с достаточно ярким состоянием блеска. Во время продолжительного яркого состояния системы ( $JD = 519 - 525$ ), когда не происходили значительные ослабления блеска, вуалирование было очень слабым. Как было отмечено ранее, наблюдается хорошая корреляция вуалирования с потоком в линии He I (рис. 7.8 и рис. 7.11) и показателем цвета  $B - V$  (рис. 6 в работе [38]).

Особенности фотометрического поведения, описанные в разделе 7.1, лучше всего интерпретируются в рамках гипотезы повторяющихся затмений звезды околос звездным веществом, расположенным в области искривленного внутреннего края аккреционного диска AA Tau. Вероятным источником возникновения такого искривления внутреннего диска является естественная реакция ионизованного вещества диска на наклоненную относительно оси вращения звезды магнитосферу. Бувье и др. [36] предложили такую модель для AA Tau, в которой аккреционный диск разрушается звездным магнитным полем на расстоянии около 0.08 а.е. от звезды, в результате чего околос звездное вещество движется к звезде вдоль магнитных силовых линий и, в конечном итоге, достигает звездной фотосферы на промежуточных широтах на двух противоположных полушариях звезды (см. рис. 10 в работе [36]). Эта модель хорошо объясняет все основные особенности изменения блеска и показателей цвета AA Tau в различные наблюдательные сезоны 1995, 1999, 2003 и 2004 гг.

Анализ спектральных характеристик системы подтверждает общий сценарий магнитосферной аккреции в случае AA Tau. Первый максимум вуалирования происходит через сутки после наступления глубокого фотометрического минимума около  $JD = 513$ , что говорит о том, что горячее пятно в основа-



нии аккреционной колонны обращено в сторону наблюдателя в этот момент, в соответствии с геометрической моделью из работы [36]. Второй максимум вуалирования происходит через 3–4 дня в районе  $JD = 516 - 517$ , что соответствует максимальной видимости второго горячего пятна, расположенного в районе второго противоположного магнитного полюса. Как было отмечено ранее, вуалирование минимально во время продолжительного яркого состояния системы ( $JD = 519 - 525$ ), что указывает на то, что темп аккреции вещества в это время был намного ниже, чем обычно. Третий и самый высокий максимум вуалирования произошел около  $JD = 533$ , но редкая выборка спектральных данных и почти полное отсутствие фотометрических измерений в этот момент времени не позволяют нам уверенно интерпретировать это событие.

Тем не менее, этот третий максимум вуалирования хорошо коррелирует с увеличением потока в линии  $\text{He I}$  (рис. 7.11), что ожидаемо в рамках моделей магнитосферной аккреции. Действительно, поскольку линия излучения  $\text{He I}$  образуется в основании аккреционной колонны в непосредственной близости от горячего пятна, увеличение вуалирования и потока в линии  $\text{He I}$  должны происходить одновременно. Точно такая же ситуация имеет место в случае второго максимума вуалирования ( $JD = 516.5$ ), когда поток в линии  $\text{He I}$  достиг своего максимального значения за все время наших наблюдений. Интересно отметить, что первый максимум вуалирования, имевший место в течение двух суток ( $JD = 512 - 513$ ), не сопровождался заметным увеличением потока в эмиссионной линии  $\text{He I}$ . Поскольку эти даты соответствуют моменту глубокого ослабления блеска звезды, вполне вероятно, что область излучения в линии  $\text{He I}$  была частично перекрыта затмевающим веществом.

Во время первого максимума вуалирования в профиле эмиссионной линии  $\text{H}\beta$  появляется высокоскоростная депрессия (около  $100 \text{ км с}^{-1}$ ) в длинноволновом крыле (рис. 7.7с). Этот факт говорит о том, что горячее пятно находилось на луче зрения и наблюдалось непосредственно сквозь аккреционную колонну. Аналогичная высокоскоростная депрессия в длинноволновом крыле линии

$H_\beta$  наблюдалась в момент времени  $JD = 525.5$  (рис. 7.7e), что соответствует максимальной видимости второго горячего пятна. Но вуалирование на этот раз оставалось небольшим. Слабое вуалирование и небольшие потоки в эмиссионных линиях в этот момент времени (рис. 7.11) говорят о том, что темп аккреции был небольшим во время максимальной видимости второго горячего пятна. Следовательно, слабое вуалирование и появление высокоскоростных абсорбционных компонентов в длинноволновом крыле линий серии Бальмера не обязательно противоречат друг другу. Действительно, высокоскоростные абсорбционные компоненты в красном крыле линии  $H_\beta$  уверенно проявляются при небольших темпах аккреции порядка  $10^{-9} M_\odot \text{ год}^{-1}$  [253].

Мы сравнили наблюдаемые средние профили эмиссионных линий  $H_\alpha$  и  $H_\beta$  с теоретическими профилями этих линий, рассчитанными для различных магнитосферных моделей в работе [253]. Наилучшее соответствие между наблюдаемыми и теоретическими профилями достигается для темпа аккреции в диапазоне  $10^{-8} - 10^{-9} M_\odot \text{ год}^{-1}$  и угла наклона оси вращения звезды  $i \geq 60^\circ$ . Темп аккреции совместим с опубликованными значениями,  $\dot{M} = 3.3 \times 10^{-9}$  и  $\dot{M} = 7.1 \times 10^{-9} M_\odot \text{ год}^{-1}$ , полученными для AA Тау в работах [143] и [337] соответственно. Теоретические профили для небольших углов наклона оси вращения намного интенсивнее и уже, чем средние профили, полученные из наблюдений. Это указывает на то, что наклон между осью вращения AA Тау и осью магнитосферы не может быть очень большим. Действительно, позднее мы показали, что дипольная составляющая магнитного поля наклонена к оси вращения на  $\simeq 20^\circ$  [79].

В предыдущем разделе было отмечено существование положительной задержки между вариациями потоков в линиях  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  и  $He I$  и вуалированием (рис. 7.8), как это и ожидается при распространении возмущения вдоль аккреционной колонны от внутренних областей диска к поверхности звезды. Измеренные временные задержки вполне совместимы с временной шкалой, связанной с свободно падающим газом вдоль магнитной силовой линии. Предполагая чисто

радиальное движение от радиуса коротации ( $r_{cor} \simeq 8.8R_{\star} \simeq 0.08$  а.е., см. [36]) по направлению к звезде, задержка в 1.08 суток между вариациями потока в линии  $H_{\alpha}$  и вуалированием будет соответствовать падению газа с расстояния  $\sim 8.5 R_{\star}$  выше поверхности звезды. Это расстояние сопоставимо с размером магнитосферной полости AA Tau. Задержка в 0.44 суток, измеренная между вариациями потока в линии  $H_{\beta}$  и вуалированием, соответствует шкале  $\sim 6 R_{\star}$ , тогда как намного более короткая задержка в 0.08 суток, между вариациями в линии He I и вуалированием, соответствует расстоянию около  $1 R_{\star}$ . Таким образом, в полном соответствии с предсказаниями моделей магнитосферной аккреции, эмиссия в линии  $H_{\alpha}$  образуется в объеме магнитосферной полости звезды, эмиссия в линии  $H_{\beta}$  возникает в немного более компактной области, а эмиссия в линии He I формируется поблизости от аккреционного удара, немного выше фотосферы звезды.

Мы также обнаружили корреляцию между лучевыми скоростями низкоскоростного синего абсорбционного компонента и низкоскоростного красного компонента в профиле эмиссионной линии  $H_{\alpha}$  (рис. 7.10). Это указывает на существование корреляции между процессами аккреции и истечения вещества, поскольку абсорбционный компонент в длинноволновом крыле линии является признаком аккреции, а аналогичный компонент в коротковолновом крыле говорит о наличии истечения в виде ветра или джета. Однако, если ветер возникает в области, которая пространственно совпадает с областью формирования аккреционного потока, то ожидается, что скорости красного и синего абсорбционных компонентов должны модулироваться на шкале времени осевого вращения и одновременно достигать своих максимальных значений. Тем не менее, реальная корреляция указывает на то, что наибольшие скорости ветра соответствуют самым низким скоростям аккреции и наоборот (рис. 7.10). Кроме того, мы не находим доказательств существования вращательной модуляции в изменениях скоростей обоих абсорбционных компонентов.

Весьма вероятно, что эти вариации могут быть следствием внутренних из-

менений, происходящих в полях скоростей аккреции и истечения вещества. Достаточно убедительное объяснение наблюдаемой корреляции состоит в том, что положение поглощающих излучение областей перемещается радиально в ответ на одновременные изменения оптической глубины как падающего, так и выбрасываемого вещества. По мере увеличения темпа аккреции и плотности ветра оптическая глубина линии становится больше, и поглощающие слои движутся вверх. Это создает более низкую скорость абсорбции, смещенной в длинноволновую сторону, поскольку она образуется в верхней, более низкоскоростной части магнитной колонны, и более высокую скорость абсорбции, смещенной в коротковолновую сторону, так как она формируется выше в ускоряющемся ветре.

Такая интерпретация, однако, не полностью подтверждается нашими наблюдениями. Предлагаемое объяснение требует, чтобы наибольшая оптическая глубина и, следовательно, темп аккреции имели место вблизи  $JD = 524$ , когда наблюдались самые низкие скорости красного абсорбционного компонента. Но потоки в эмиссионных линиях и вуалирование были самыми низкими на эту дату, что указывает на очень низкий темп аккреции. Следовательно, нам не удалось найти убедительного объяснения наблюдаемой корреляции между лучевыми скоростями абсорбционных компонентов, смещенных в красную и синюю сторону относительно центра линии  $H_\alpha$  в рамках модели стационарной магнитосферной аккреции. Мы вернемся к объяснению этой корреляции в следующем разделе, где будут обсуждаться динамические эффекты, связанные с взаимодействием между внутренним диском и магнитным полем звезды.

## 7.6. Динамическая эволюция магнитосферы

Спектральные и фотометрические вариации AA Tau, как и у многих других CTTS, являются более сложными, чем можно было бы ожидать от наивной осесимметричной и устойчивой модели магнитосферной аккреции, в которой стабильный магнитный диполь, параллельный оси вращения звезды, разруша-

ет внутреннюю часть аккреционного диска. В то время как предположение относительно осевой симметрии позволяет моделировать процессы аккреции и истечения (например, [305] и [98]) и рассчитывать потоки и профили линий, возникающих в коллимированных потоках вещества [253], спектральный и фотометрический мониторинг различных СТТС позволяет исследовать отклонения от этих идеализированных моделей.

Самой интригующей особенностью фотометрического поведения AA Tau в 1999 году является отсутствие глубокого ослабления блеска, которое ожидалось около  $JD = 520 - 521$ . На рис. 7.12 это ожидаемое глубокое ослабление обозначено латинской буквой *b*. Если глубокие ослабления блеска являются результатом затмения центральной звезды деформацией внутреннего диска, как указано выше и в работе [36], как может затмевающий экран исчезнуть в течение недели и снова появиться в следующем цикле? Во время продолжительного фотометрического плато ( $JD = 519 - 525$ ), наблюдавшегося в течение цикла 2 (рис. 7.12), наблюдается небольшая спектральная переменность, минимальное вуалирование и минимальные потоки в эмиссионных линиях. Таким образом, все диагностики говорят о том, что система находилась в стабильном состоянии и что аккреционный поток был пониженным в эти даты.

Примечательно, что система была достаточно активной с обеих сторон от этого плато, т.е. во время предыдущего (цикл 1 на рис. 7.12) и последующего цикла вращения с периодом 8.2 суток (цикл 3 на рис. 7.12), и демонстрировала как значительные изменения блеска, так и сильные вариации профилей эмиссионных линий. Согласно гипотезе, предложенной в работе [36], затмевающий материал должен быть идентифицирован с искривленным внутренним краем аккреционного диска. Неосесимметричная деформация внутреннего края является результатом реакции вещества диска на существование наклонного магнитного диполя. Таким образом, свойства затмевающего экрана напрямую зависят от структуры магнитного поля звезды в окрестностях внутреннего края диска.

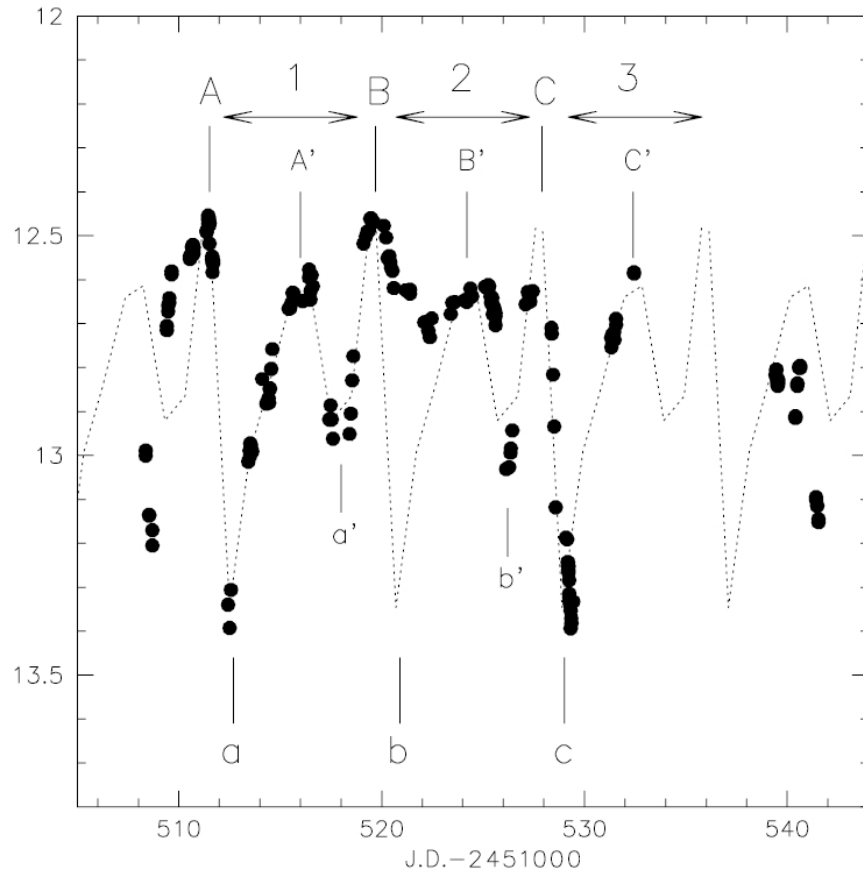


Рис. 7.12. Фрагмент кривой блеска AA Тау по наблюдениям 1999 года. Часть кривой блеска между JD 511.5 и 519.5 (цикл 1) повторена с периодом 8.2 суток (пунктирная линия). Цифрами обозначены три последовательных цикла. Заглавными буквами А, В и С отмечены основные максимумы блеска, прописными буквами а, b и с обозначены главные минимумы. Заглавными и прописными буквами со штрихами отмечены вторичные максимумы и минимумы соответственно.

Стабильность формы деформированной части диска и, следовательно, наблюдаемых затмений, зависит, в конечном счете, от стабильности структуры магнитного поля на радиусе усечения диска. Таким образом, мы предполагаем, что отсутствие ожидаемого затмения ( $JD = 521$ ) является результатом возмущения и последующего восстановления звездного магнитного поля на внутреннем крае диска. Такая эволюция структуры магнитного поля приводит к временному исчезновению искривления внутреннего края диска и связанного с ним затмения, а также к значительному уменьшению аккреционного потока.

Динамическая эволюция звездной магнитосферы, взаимодействующей с

аккреционным диском, была исследована в нескольких численных моделированиях применительно к звездам типа Т Тельца (например, [120], [247], [285]). Эти модели предполагают исходную дипольную конфигурацию и предсказывают, что звездные магнитные силовые линии, пронизывающие диск, закручиваются в азимутальном направлении из-за различия в угловой скорости вращения звезды и внутреннего диска. В случае большого коэффициента диффузии, закручивания магнитных силовых линий не происходит, так как нет надежного сцепления магнитного поля с диском. При малом коэффициенте диффузии, когда поле заморожено в вещество, происходит эффективное закручивание силовых линий магнитного поля. Постепенно аккрецирующий материал накапливается на внутренней границе диска, градиент давления растет, радиус усечения диска приближается к звезде и линии магнитного поля расширяются. Наконец, наступает момент, когда силовые линии магнитного поля раскрываются и происходит быстрый и сильный отток вещества [285]. После этого силовые линии магнитного поля пересоединяются, восстанавливая первоначальную дипольную конфигурацию магнитного поля и связанный с ней аккреционный поток. Таким образом, внутренняя граница аккреционного диска испытывает осцилляции, конфигурация магнитосферы циклически перестраивается, темп аккреции изменяется. Все это повторяется с характерным временем порядка нескольких периодов вращения (например, [119], [285]).

Мы предполагаем, что спокойное состояние, которое совпадает с фотометрическим плато без глубокого ослабления блеска, слабым вуалированием и небольшими потоками в эмиссионных линиях, соответствует моменту расширения магнитосферы, как это описано в моделях [285]. Модели предсказывают, что эта фаза характеризуется более интенсивным оттоком вещества, накопленного на внутреннем крае диска (например, [160] и [120]), и, таким образом, возможно, отвечает за исчезновение затмевающего экрана. Более низкий темп аккреции может также уменьшить оптическую толщину поглощающего материала на внутреннем крае диска, что будет способствовать уменьшению или

исчезновению эффекта затмения. После фазы расширения магнитосферы силовые линии магнитного поля пересоединяются и первоначальная конфигурация магнитосферы восстанавливается. Таким образом, новое глубокое затмение наблюдается около  $JD = 529.5$  (обозначено буквой “с” на рис. 7.12), и при выходе из этого затмения потоки в эмиссионных линиях снова начинают увеличиваться (рис. 7.11).

Этот динамический сценарий взаимодействия внутреннего диска со звездной магнитосферой может предоставить вполне убедительное объяснение наблюдаемой корреляции между лучевыми скоростями абсорбционных компонентов эмиссионной линии  $H_\alpha$ , смещенными в синюю и красную сторону относительно центра линии (рис. 7.10). Качественная интерпретация, которую мы предлагаем для объяснения этой корреляции, схематически показана на рис. 7.13.

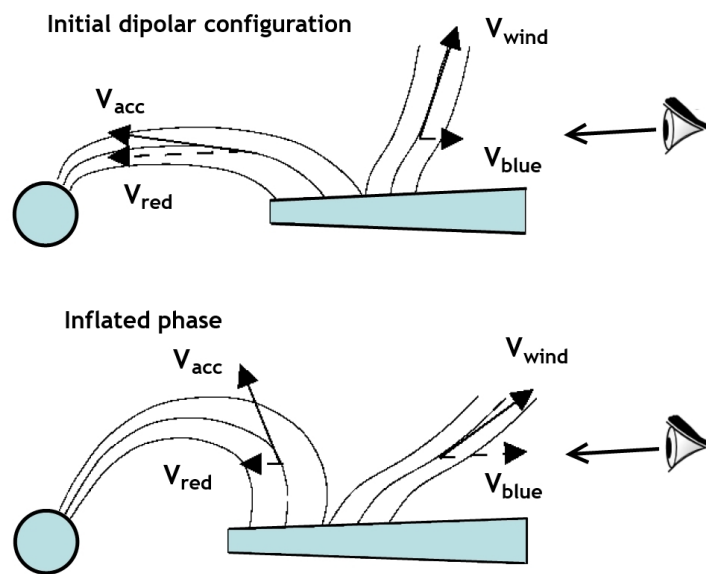


Рис. 7.13. Эскиз динамической эволюции магнитосферы звезды, взаимодействующей с аккреционным диском. Начальная конфигурация магнитосферы показана сверху, фаза расширения магнитосферы представлена внизу. Вектора скоростей аккрецируемого и выбрасываемого вещества обозначены  $V_{acc}$  и  $V_{wind}$ , соответственно. Проекция этих скоростей на луч зрения обозначены  $V_{red}$  и  $V_{blue}$ , соответственно.

Мы принимаем во внимание то обстоятельство, что вблизи границы меж-



ду диском и магнитосферой вектор скорости выбрасываемого вещества почти перпендикулярен вектору скорости аккрецируемого вещества (например, [306], [98]). В начальной конфигурации магнитосферы вектор скорости аккреционного потока почти параллелен лучу зрения, что дает наибольшее значение лучевой скорости для абсорбционного компонента, смещенного в красную сторону. Напротив, лучевая скорость абсорбционного компонента, смещенного в синюю сторону будет минимальной. В момент расширения магнитосферы (стадия инфляции) наблюдается обратная картина: лучевая скорость аккрецируемого звездой вещества принимает минимальное значение, так как магнитные силовые линии сильно расширяются. При этом, лучевая скорость выбрасываемого вещества (ветра) становится максимальной, так как вектор скорости ветра разворачивается в сторону наблюдателя (угол между вектором скорости аккреционного потока и вектором скорости выбрасываемого вещества существенно не меняется). Таким образом, динамический сценарий взаимодействия внутреннего диска со звездной магнитосферой предоставляет убедительное объяснение тому факту, что самые высокие скорости красного абсорбционного компонента эмиссионной линии  $H_\alpha$  наблюдаются тогда, когда скорости синего абсорбционного компонента становятся самыми низкими, и наоборот (рис. 7.10).

Если такая интерпретация верна, то лучевая скорость абсорбционного компонента, смещенного в длинноволновую сторону дает возможность для прямого измерения степени расширения линий магнитного поля вблизи границы между внутренним диском и магнитосферой, причем скорость должна уменьшаться по мере расширения линий магнитного поля. Таким образом, мы можем использовать этот параметр для отслеживания эволюции структуры магнитосферы во время ее взаимодействия с внутренним диском. Эволюцию лучевой скорости красного абсорбционного компонента эмиссионной линии  $H_\alpha$  хорошо видно на рис. 7.11 (правая нижняя панель). Из рисунка видно, что лучевая скорость монотонно уменьшалась в течении 18 суток, с самого начала наблюдений ( $JD = 507$ ) до конца фотометрического плато ( $JD = 525$ ). С этого момента

лучевая скорость красного абсорбционного компонента начинает быстро увеличиваться, достигая максимального значения через пять суток ( $JD = 530$ ). Этот момент времени должен соответствовать восстановлению начальной конфигурации магнитного поля. После этого лучевая скорость красного компонента начинает снова уменьшаться.

Динамическая эволюция магнитосферы, предсказанная по вариациям лучевой скорости абсорбционного компонента линии  $H_{\alpha}$ , смещенного в длинноволновую сторону, согласуется в глобальном масштабе со спектральной и фотометрической эволюцией системы. А именно, во время минимального темпа аккреции вещества диска на звезду ( $JD = 518 - 525$ ) имеет место минимальное вуалирование, наблюдаются минимальные потоки в эмиссионных линиях и отсутствуют глубокие ослабления блеска. Все это происходит в конце фазы расширения магнитосферы. Повторное появление глубоких ослаблений блеска, увеличение вуалирования и потоков в эмиссионных линиях происходят между  $JD = 526$  и  $JD = 532$ , когда восстанавливается начальная конфигурация магнитного поля. Следует отметить, что на рис. 7.10 имеются три точки, которые значительно отклоняются от корреляционной зависимости. Эти отклонения происходят в моменты времени  $JD$  529.5, 530.5 и 531.5, именно тогда, когда завершается восстановление начальной конфигурации поля.

Полученные нами данные убедительно подтверждают результаты численных моделирований, которые предсказывают динамичное поведение границы между диском и магнитосферой и могут иметь важное значение как для объяснения природы спектральной и фотометрической переменности CTTS, так и для понимания эволюции углового момента вращения молодой звезды.

## 7.7. Результаты доплер-зеemanовского картирования

Чтобы получить более четкое представление о динамическом взаимодействии внутреннего диска с магнитосферой AA Тау, мы получили несколько

серий спектрополяриметрических данных с использованием двух спектрополяриметров: ESPaDOnS и NARVAL, установленных на 3.6-м телескопе CFHT и 2-м телескопе TBL, соответственно. Шесть спектров были получены с использованием спектрополяриметра NARVAL между 27 декабря 2007 года и 7 января 2008 года, и семь спектров – при помощи спектрополяриметра ESPaDOnS в течение 7 – 14 января 2009 года. Каждый спектр охватывал весь оптический диапазон (от 370 до 1000 нм) с разрешением 65000 (т.е.  $4.6 \text{ км с}^{-1}$ ) и спектральной дискретизацией  $2.6 \text{ км с}^{-1}$ . Для AA Tau были получены как неполяризованные ( $I$ -параметр Стокса), так и поляризованные спектры ( $V$ -параметр Стокса). Все поляризованные спектры состоят из четырех отдельных подэкспозиций, полученных в разных положениях поляриметра, что позволяет учитывать инструментальные поляризационные эффекты первого порядка. Пиковые отношения сигнал/шум, достигнутые в полученных спектрах, находятся в диапазоне от 60 до 90 для данных NARVAL, и от 110 до 180 для данных ESPaDOnS.

Все исходные спектры обрабатывались с помощью специализированного пакета Libre Esprit, доступного на телескопах CFHT и TBL. Этот пакет автоматически выполняет оптимальное извлечение неполяризованных и поляризованных спектров в соответствии с процедурой, описанной в работе [78]. Благодаря тому что щель спектрографа имеет наклон относительно строк ПЗС, спектральные порядки, соответствующие различным строкам ПЗС, имеют различную выборку пикселей. Пакет Libre Esprit использует эту возможность для оптимального извлечения спектров с более плотной дискретизацией, чем исходная дискретизация самой ПЗС. В результате достигается спектральное разрешение около  $1.8 \text{ км с}^{-1}$ . Все спектры автоматически корректируются по спектральным сдвигам, возникающим в результате инструментальных ошибок (например, из-за механических изгибов, из-за колебаний температуры или давления). Для этого, в качестве эталона, используются теллурические линии. Хотя эти процедуры пакета Libre Esprit и не идеальны, они обеспечивают точность определения лучевой скорости (RV) лучше  $30 \text{ м с}^{-1}$ . Полный журнал спектральных

наблюдений представлен в таблицах 1 и 2 в нашей работе [79].

Циклы вращения, используемые далее при анализе фотометрических и спектральных данных, выражены в единицах звездного вращения и вычислены согласно формуле:  $JD = JD_0 + P_{rot} \times C$ , где  $JD_0 = 2454400.0$ ,  $P_{rot} = 8.22$  суток,  $C$  – цикл вращения. Фаза вращения определялась как дробная часть цикла  $C$ .

Для анализа спектральных данных была использована техника деконволюции по методу наименьших квадратов (Least-Squares Deconvolution, LSD). Эта техника взаимной корреляции позволяет вычислять средний профиль одной псевдолинии из нескольких тысяч спектральных линий, которые ведут себя одинаковым образом в магнитном поле. Основное преимущество методики LSD состоит в существенном повышении результирующего отношения S/N при построении как  $V$ –, так и  $I$ – профиля псевдолинии. Список линий, которые использовались для вычисления среднего локального профиля LSD, формировался на основе модели атмосферы в условиях локального термодинамического равновесия ATLAS9 [214] для спектрального класса K7 ( $T_{eff} = 4000$  K) и значения  $\log g = 3.5$ , которые лучше всего соответствуют параметрам AA Tau. В этот список были включены только умеренные или сильные атомные спектральные линии, формирующиеся в фотосфере звезды. В целом, при вычислении среднего локального профиля LSD использовалось около девяти тысяч спектральных линий, причем около 40% из них – это линии Fe I. В результате отношение S/N для среднего LSD  $I$ –профиля достигало значений от 950 до 3000 для скоростного бина  $1.8 \text{ км с}^{-1}$ . Отношение S/N для LSD  $V$ –профиля, где преобладает шум статистики фотонов, варьировалось в диапазоне от 1800 до 7000 в зависимости от яркости звезды и погодных условий. С целью получения абсолютных оценок вуалирования использовалась звезда-стандарт 61 Cyg B (спектральный класс K7V,  $v \sin i = 1.7 \text{ км с}^{-1}$  [236]), которая наблюдалась квази-одновременно на тех же спектрополяриметрах. Спектр звезды-стандарта искусственно расширялся до значения  $v \sin i = 11.3 \text{ км с}^{-1}$  и сравнивался с каждым спектром AA Tau.

Для получения информации о фотометрическом поведении AA Tau, в КрАО проводились фотометрические наблюдения в течение нескольких месяцев в 2007/2008 и в 2008/2009 гг. Однако на интервал спектрополяриметрических наблюдений попало только 18 оценок блеска. Поэтому, мы использовали дополнительные фотометрические данные, полученные в результате автоматизированного обзора ASAS [273]. Из данных ASAS были отобраны только оценки с минимальными ошибками. Таким образом мы использовали двадцать дополнительных измерений ASAS, которые были получены одновременно с нашими спектральными наблюдениями. Типичная среднеквадратичная точность фотометрических измерений составила около  $0.^m05$  и  $0.^m1$  для данных КрАО и ASAS соответственно.

Анализ спектрополяриметрических данных позволил определить степень вуалирования, эквивалентные ширины эмиссионных и фотосферных линий, напряженность продольного компонента магнитного поля, измеренного как в эмиссионных линиях, так и по среднему локальному фотосферному профилю LSD. На рис. 7.14 представлены вариации блеска и перечисленных выше параметров в зависимости от фазы вращения звезды, в предположении, что  $P_{rot} = 8.22$  суток [31].

Средний локальный  $V$ -профиль LSD фотосферной псевдолинии имеет почти симметричную форму относительно центра линии на протяжении всей наблюдательной кампании. Этот факт предполагает наличие значительного тороидального компонента магнитного поля [77]. В результате этого, среднее продольное поле (проекция поля на луч зрения, усредненная по видимому звездному полушарию), вычисленное по локальному  $V$ -профилю LSD, оказывается слабым и изменяется в пределах от  $-230$  до  $+70$  Гс в течение наблюдений конца 2008, начала 2009 г. (нижняя левая панель на рис. 7.14).

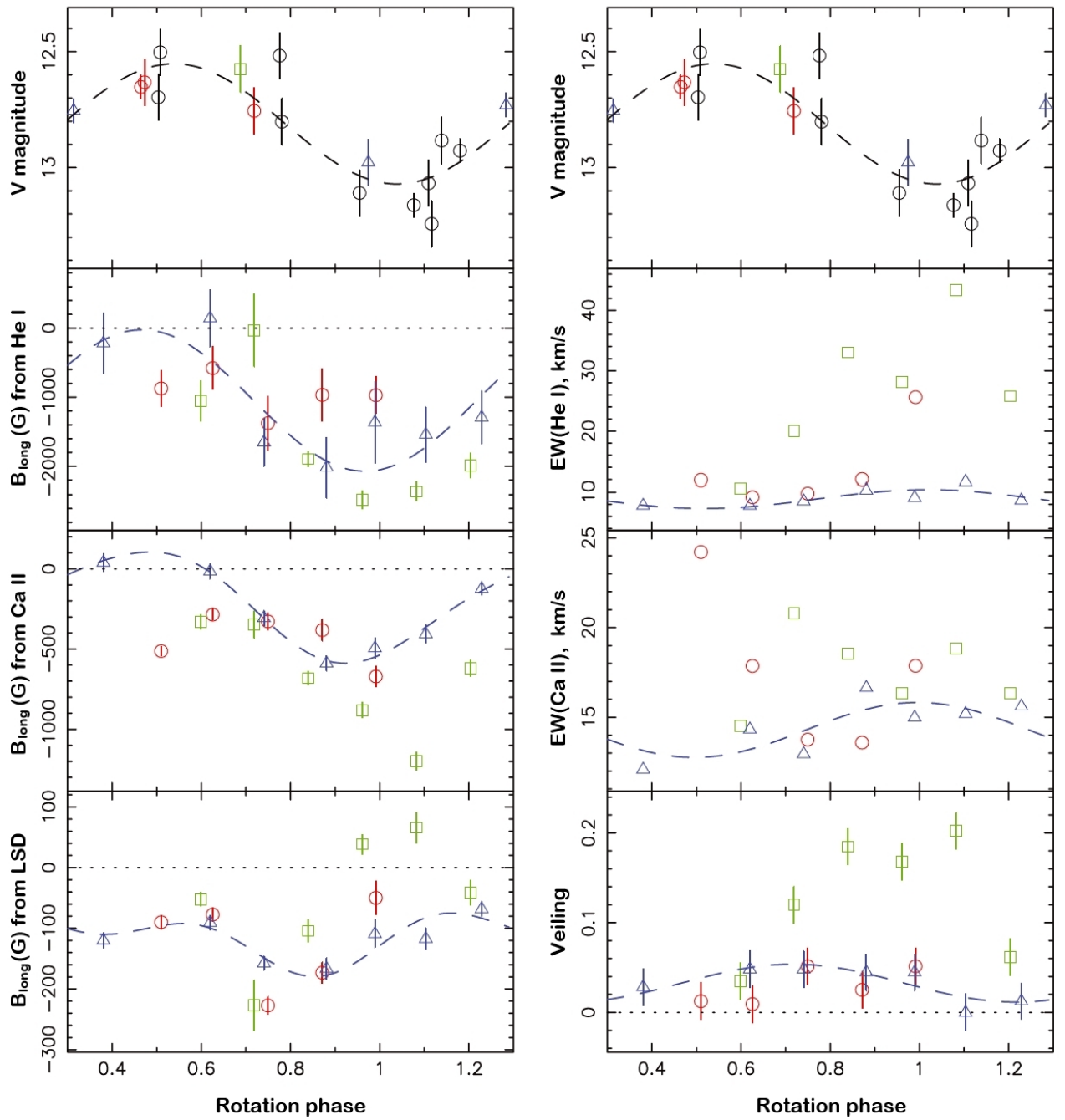


Рис. 7.14. Вариации блеска, продольного магнитного поля в линиях He I, Ca II IRT и фотосферы (левая панель) и вариации блеска, эквивалентной ширины линий He I, Ca II IRT и синтезированной фотосферной линии (правая панель) в зависимости от фазы периода вращения звезды. Данные, полученные в течение трех последовательных вращательных циклов (48.3-49.3, 49.3-50.3 и 52.3-53.3), обозначены красными кружками, зелеными квадратами и синими треугольниками соответственно. Синяя штриховая кривая представляет наилучшее синусоидальное приближение для третьего вращательного цикла, чтобы показать переменность, вызванную вращательной модуляцией.

По нашим измерениям, вуалирование АА Тау большую часть времени было незначительным, не более 0.05. Только в среднем вращательном цикле (49.7-50.2) оно достигло максимального значения 0.2 (нижняя правая панель на рис. 7.14) на фазах 0.8–1.1, незадолго до наступления минимума блеска. Такое поведение вуалирования отмечалось и в наших предыдущих наблюдательных кампаниях [31]. Отсутствие повторяемости вариаций вуалирования от цикла к циклу говорит о том, что аккреция очень неустойчива в случае АА Тау.

Эмиссия в линии гелия  $\text{He I } 5876 \text{ \AA}$ , обычно рассматриваемая как наиболее надежное свидетельство аккреции, возникает в основании аккреционных колонн, в области постудара, там, где образуются горячие аккреционные пятна. Во время наших наблюдений, эмиссия в линии  $\text{He I}$  демонстрирует узкий профиль ( $\text{EW}(\text{He I}) \sim 15 \text{ км с}^{-1}$ ). При этом, она показывает сильную переменность во времени, с эквивалентной шириной в пределах от 7.5 до 45  $\text{км с}^{-1}$  (рис. 7.14). В наших предыдущих исследованиях ([38], [31]) мы сообщали об очень похожих уровнях эмиссии  $\text{He I}$  со средней эквивалентной шириной около 25  $\text{км с}^{-1}$  и максимальным значением не более 75  $\text{км с}^{-1}$  во время эпизодов наибольшей аккреции (см. предыдущие разделы). Моменты наибольшей эмиссии в линии  $\text{He I}$  совпадают с моментами максимального вуалирования (рис. 7.14), как это и было отмечено в наших предыдущих работах (см., например, [31]). Вариации эквивалентной ширины эмиссионной линии  $\text{He I}$  не повторяются от цикла к циклу, и, таким образом, не являются следствием вращательной модуляции. Во время третьего цикла вращения (52.3–53.3) АА Тау находилась в состоянии очень низкой активности с минимальным уровнем вуалирования и самой низкой эмиссией в линии  $\text{He I}$ .

Продольное магнитное поле, измеренное по эмиссионной линии  $\text{He I}$ , показывает уверенную вращательную модуляцию и может достигать очень высоких значений, около -2.5 кГс (вторая панель сверху с левой стороны рис. 7.14). Продольное поле является самым сильным около фазы 1.0 в момент минимального уровня блеска и максимального вуалирования, когда горячее пятно развернуто

в сторону наблюдателя.

Эквивалентная ширина эмиссии Ca II в среднем равна  $15 \text{ км с}^{-1}$  и изменяется в пределах от 12 до  $24 \text{ км с}^{-1}$  в течение нашей кампании 2008/2009 г. Как и в случае с линией He I, вариации эквивалентной ширины эмиссии Ca II не повторяются от цикла к циклу (третья панель сверху с правой стороны рис. 7.14). Следует отметить, что самая большая эквивалентная ширина, зафиксированная в цикле 48.51, совпала по фазе с максимальным уровнем блеска и, скорее всего, имеет отношение к хромосферной активности звезды. Во время третьего вращательного цикла (52.3–53.3) эмиссия Ca II минимальна, как и эмиссия He I. Во время максимальной видимости горячего хромосферного пятна на третьем вращательном цикле средняя эквивалентная ширина Ca II достигает своего максимального значения (синяя штриховая синусоидальная кривая на рис. 7.14). Это подтверждает наше предположение о том, что вращательная модуляция в течение третьего вращательного цикла обусловлена вкладом от горячего хромосферного аккреционного пятна.

Продольное магнитное поле, вычисленное из эмиссии Ca II, меняется в пределах от 0 до  $-700 \text{ Гс}$  в течение первого и третьего вращательных циклов и достигает максимального значения  $-1.2 \text{ кГс}$  во втором цикле (третья панель сверху с левой стороны рис. 7.14). В спокойной фазе, во время третьего вращательного цикла (52.3–53.3), среднее продольное поле меняется плавно и синхронно с изменениями среднего продольного поля He I, что свидетельствует в пользу наличия вращательной модуляции (синяя пунктирная линия). Максимальное значение напряженности поля ( $-600 \text{ Гс}$ ) достигается на фазе 0.95, когда горячее пятно обращено к наблюдателю. Максимальная напряженность поля в это время примерно в три раза меньше, чем напряженность поля в линии He I ( $-2 \text{ кГс}$ ). Это говорит о том, что горячее аккреционное пятно вносит небольшой вклад в эмиссию Ca II, большая часть излучения приходит из звездной хромосферы.

Используя среднюю эквивалентную ширину линии He I, мы оценили средний темп аккреции как  $10^{-9.2 \pm 0.3} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ . Максимальный темп аккреции на



блюдается во время магнитного максимума (вблизи фазы 1.0) и варьируется в больших пределах, от  $10^{-9.4}$  до  $10^{-8.5} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$  от цикла к циклу. Во время магнитного минимума (вблизи фазы 0.5), темп аккреции достигает минимального значения,  $10^{-9.6} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ , и не показывает значительных вариаций от цикла к циклу.

Для кампании 2007/2008 г. мы получили аналогичные результаты, но с большими ошибками и с более плохой выборкой данных по фазам вращения (шесть из семи спектров покрывают только один цикл вращения). Среднее продольное поле, вычисленное по локальному  $V$ -профилю LSD, изменяется в пределах от -220 до +90 Гс. Эмиссия в линиях Ca II и He I плавно изменяется со временем, достигая максимальных значений на фазе 1.3. Продольное поле, вычисленное по эмиссии Ca II, тоже показывает плавные изменения от 0 до -730 Гс, достигая максимального значения на фазе 1.2. Изменчивость, наблюдаемая во всех спектральных параметрах, совместима с вращательной модуляцией. Средняя эквивалентная ширина эмиссионных линий He I, Ca II и  $H_{\alpha}$  равна 14, 14 и  $700 \text{ км с}^{-1}$ , что соответствует среднему темпу аккреции  $10^{-9.3 \pm 0.3} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ , который почти совпадает с темпом аккреции, вычисленным по данным кампании 2008/2009 г. Изменения темпа аккреции от магнитного минимума к магнитному максимуму заключены в пределах от  $10^{-9.6}$  до  $10^{-9.0} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ .

Анализ вариаций спектральных параметров и соответствующих им продольных полей позволяет сделать следующие предварительные выводы относительно хромосферного пятна в непосредственной близости от основания аккреционной колонны. Если предположить, что магнитное поле в горячем пятне в основном радиальное, и что оно генерирует периодические флуктуации продольного поля (которые регистрируются в эмиссионной линии He I), мы можем сделать вывод о том, что аккреционное пятно должно быть расположено на широте около  $70^{\circ}$ , а напряженность поля внутри пятна может достигать 3 кГс. Максимумы фотометрического затмения почти совпадают по времени с максимумами продольного поля, что говорит о том, что фотометрические затмения

связаны с деформацией внутреннего края аккреционного диска, что первоначально и предполагалось в наших работах [38] и [31].

Чтобы количественно оценить, как магнитные поля распределены вблизи поверхности AA Тау, и выяснить, как эти поля соединяют звезду с ее аккреционным диском, требуется более детальное моделирование профилей спектральных линий и их вращательной модуляции. Для этого мы использовали томографический метод доплер-зеemanовского картирования (Zeeman–Doppler imaging, ZDI). В этом методе поверхностное магнитное поле описывается как комбинация его полоидального и тороидального компонентов, представленных в виде взвешенных сумм сферических гармоник (SH), которые проецируются на сферическое координатное пространство [75]. Пространственное распределение яркости фотосферы (относительно спокойной фотосферы) и избыточного излучения Ca II (относительно спокойной хромосферы) моделируется в виде набора независимых ячеек (обычно несколько тысяч) на сетке, которая охватывает видимую поверхность звезды. Предполагается, что яркостные пятна темнее фотосферы, а аккреционные пятна ярче спокойной хромосферы. Основное отличие этой версии ZDI состоит в том, что фотосферная и хромосферная карты подгоняются к спектральным данным независимо друг от друга.

Следуя принципу максимальной энтропии, метод ZDI автоматически восстанавливает простейшую магнитную топологию и распределение яркости на уровне фотосферы и хромосферы, согласованные с серией  $I$ - и  $V$ - профилей LSD, модулированных вращением звезды. Процесс восстановления магнитной, яркостной и хромосферной карт является итеративным и осуществляется путем сравнения синтетических профилей LSD, соответствующих вычисляемым изображениям, с профилями реального набора данных. В процессе вычисления синтетического профиля LSD выполняется суммирование элементарных спектральных вкладов от каждой ячейки изображения на видимом полушарии звезды с учетом всех локальных параметров каждой элементарной ячейки. В данной реализации метода ZDI учитываются такие параметры ячейки как яр-

кость фотосферы, избыточное хромосферное излучение, напряженность и ориентация магнитного поля, лучевая скорость, площадь проекции и некоторые другие. Поскольку это частично некорректная задача, процесс восстановления изображения использует метод максимальной энтропии, когда осуществляется поиск изображения с наименьшим информационным содержанием, которое соответствует некоторому заданному уровню  $\chi^2$ . Как правило, в начале процесса восстановления изображения значение  $\chi^2$  было больше 50, что соответствует нулевому магнитному полю и яркостной карте без каких-либо крупных температурных неоднородностей. Процесс восстановления прекращается, когда значение  $\chi^2$  приближается к единице. Более подробное описание метода ZDI приведено в работе [79].

Чтобы смоделировать локальные  $I$ - и  $V$ -профили LSD, мы использовали уравнения Унно-Рачковского для переноса поляризованного излучения в модельной атмосфере Милна-Эддингтона с учетом локальной яркости и магнитного поля. Затем эти локальные профили интегрировались по видимому полушарию звезды, чтобы получить синтетические средние фотосферные LSD профили для их дальнейшего сравнения с нашими спектральными наблюдениями. Такой метод вычислений обеспечивает, в частности, надежное описание того, как профили линий искажаются в присутствии магнитных полей. Основные параметры локального LSD профиля, использованные в методе ZDI, были следующими: центральная длина волны псевдолинии 640 нм, доплеровская ширина линии  $2.0 \text{ км с}^{-1}$  и множитель Ланде 1.2. Для хромосферных профилей Ca II значения центральной длины волны псевдолинии, доплеровской ширины линии и множителя Ланде были установлены равными 850 нм,  $6.7 \text{ км с}^{-1}$  и 1.0 соответственно.

Описанный выше метод восстановления изображения предполагает, что наблюдаемые изменения профиля в основном связаны с вращательной модуляцией и, возможно, также с дифференциальным вращением, когда звезда наблюдается в течение нескольких циклов вращения. Все другие источники собственной

переменности профиля, такие как вспышки или короткие эпизоды интенсивной аккреции, не могут быть должным образом воспроизведены и будут вносить шум в процесс восстановления изображения. Таким образом, необходимо избавиться от существенной собственной переменности в наблюдаемых профилях спектральных линий AA Tau, чтобы оптимизировать процесс восстановления изображения. По этой причине, мы отказались от применения метода ZDI к нашим декабрьским данным от 2008 г. и сосредоточились только на тех, которые были получены в течение кампании 2007/2008 г. и в январе 2009 г.

Восстановленные магнитные, яркостные и хромосферные карты AA Tau представлены на рис. 7.15. На рис. 7.16 показаны два набора профилей LSD, полученных нами в течение двух кампаний 2007/2008 г. и января 2009 г., вместе с результатами модельной подгонки данных. Наблюдательные данные охватывают примерно один период вращения звезды в обеих кампаниях и не позволяют оценить степень дифференциального вращения. Наиболее оптимальные решения получены для  $v \sin i = 11.5 \pm 0.5 \text{ км с}^{-1}$  и  $v_{rad} = 17.2 \pm 0.1 \text{ км с}^{-1}$ , что хорошо согласуется с предыдущими оценками этих параметров (например, [38] и [31]). Из анализа результатов ZDI следует, что линии Ca II имеют небольшое смещение в длинноволновую сторону относительно фотосферных линий (около  $1 \text{ км с}^{-1}$ ), что обычно имеет место для CTTS (например, [76]).

Восстановленное крупномасштабное магнитное поле AA Tau имеет сходную топологию для двух наблюдательных эпох и образовано в основном дипольным компонентом ( $\sim 2 \text{ кГс}$ ), наклоненным относительно оси вращения на  $20^\circ$ . Этот дипольный компонент концентрирует в себе до 90–95% энергии полоидального поля. Квадрупольная и октупольная составляющие полоидального поля значительно слабее, примерно в 5–10 раз. Мы также находим, что тороидальное поле AA Tau имеет форму экваториального кольца, образованного отрицательным (по часовой стрелке) азимутальным компонентом (0.5–1 кГс). Тороидальное поле содержит в себе 15–20% всей магнитной энергии.

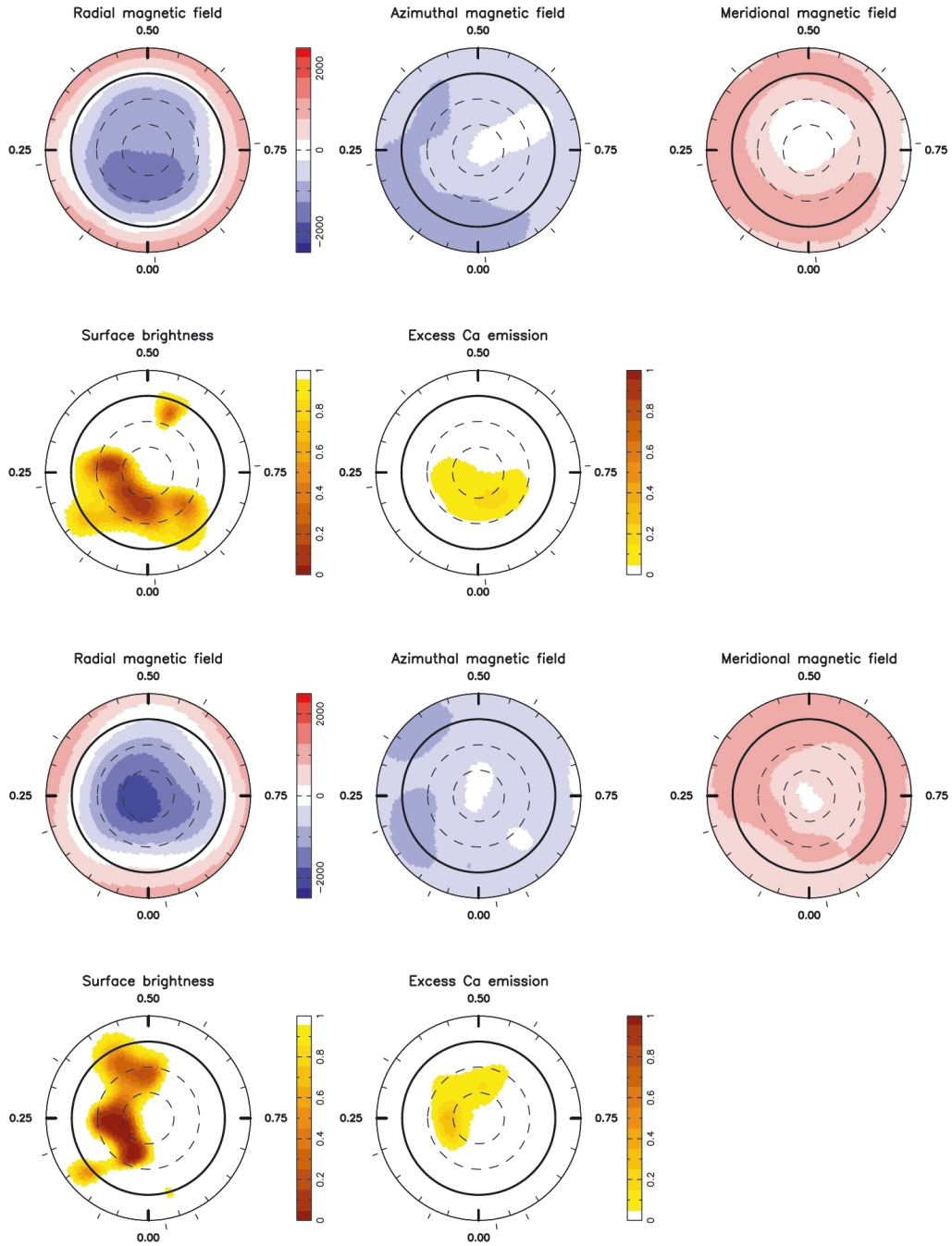


Рис. 7.15. Карты радиальной, азимутальной и меридиональной составляющих магнитного поля (первый и третий ряд, слева на право, соответственно), поверхностной яркости и эмиссии в линии Ca II (второй и четвертый ряд, первая и вторая панели, соответственно) для AA Tau, восстановленные по данным, полученным в январе 2009 г. (два верхних ряда) и в 2007/2008 г. (два нижних ряда). Звездная поверхность представлена в плоской полярной проекции до широты  $-30^\circ$ . Экватор обозначен жирным кругом, а параллели – пунктирными кругами. Радиальные штрихи вокруг каждой карты указывают фазы моментов спектральных наблюдений.

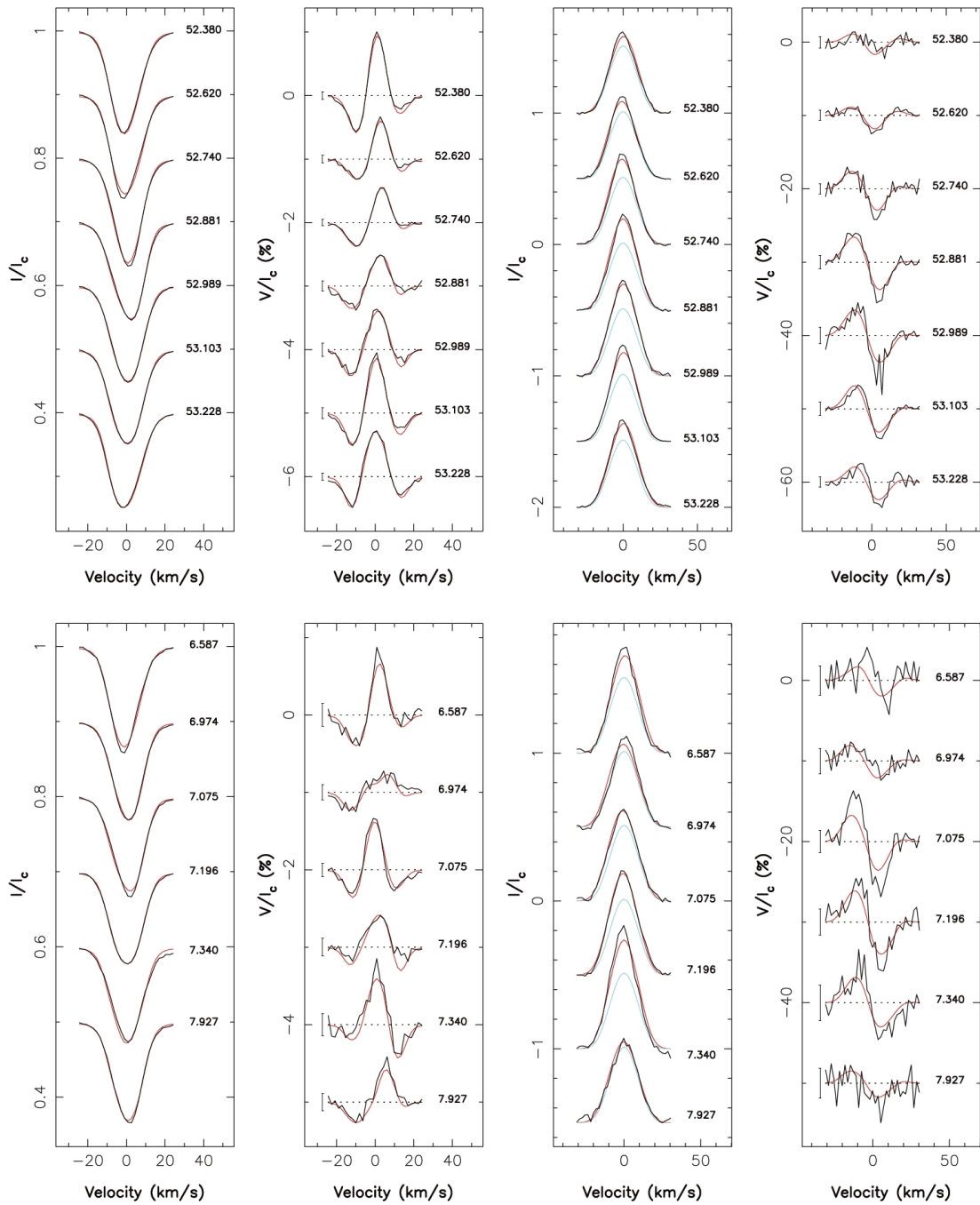


Рис. 7.16. Набор фотосферных LSD-профилей (первые две панели) и профилей эмиссии в линии Ca II (последние две панели) для данных, полученных в январе 2009 г. (верхний ряд) и в 2007/2008 г. (нижний ряд). Черными и красными линиями представлены исходные профили и модельные профили ZDI, соответственно. Синей линией показан постоянный вклад спокойной хромосферы в эмиссионную линию Ca II (третья панель). Справа от каждого профиля приведен соответствующий вращательный цикл. Бары ошибок на уровне  $3\sigma$  представлены рядом с каждым  $V$ -профилем.

Основное различие между двумя восстановленными картами магнитного поля заключается в кажущемся смещении примерно на 0.25 цикла между фазами в сторону которых наклонен диполь (фаза 0 для января 2009 г. и фаза 0.25 во время кампании 2007/2008 г). Поскольку фазы момента затмения (соответственно равные 0.05 и 0.35) тоже сдвинуты на 0.30 цикла, можно предположить, что этот сдвиг отражает неточность периода вращения. Немного меньший период ( $\sim 8.18$  суток) приведет к тому, что два изображения будут в фазе друг с другом. Принимая во внимание умеренный фазовый охват и уровень собственной переменности AA Tau, трудно установить, реальны ли замеченные различия в восстановленных крупномасштабных полях в эти две эпохи.

Карты поверхностной яркости также очень похожи, если учитывать фазовый сдвиг между двумя эпохами. Обе карты содержат протяженную запятенную область с центром на широте  $\sim 50^\circ$ , покрывающую не менее 10% всей поверхности и вытянутую вдоль экватора примерно на половину полного фазового диапазона. Эта темная область хорошо объясняет наблюдаемую асимметрию  $I$ -профиля (см. рис. 7.16, левые панели) и соответствующие вариации RV. Расположение этой запятенной области хорошо согласуется с моментами максимального ослабления блеска (затмениями), что и ожидалось при анализе максимумов и минимумов RV, возникающих соответственно со сдвигом на  $\sim 0.25$  до и после середины затмения.

Учитывая глубину затмений (амплитуда изменяется в диапазоне от  $0.^m5$  до  $1.^m5$ ), очевидно, что эта темная протяженная область не может полностью объяснить наблюдаемую фотометрическую переменность. Как было отмечено ранее, цветовые и поляриметрические вариации свидетельствуют в пользу того факта, что переменная околозвездная экстинкция является основной причиной наблюдаемых изменений блеска ([38], [241]). Хромосферные (аккреционные) карты, содержат одну протяженную высокоширотную область, покрывающую около 2% всей поверхности звезды. Эта хромосферная область имеет форму полумесяца, вытянута вдоль параллелей и охватывает 0.2 фазового диапазона.

Самая яркая часть этой хромосферной области является ведущей, пересекающей луч зрения несколько раньше максимума затмения (примерно на 0.1 фазы). Этот самый яркий участок хромосферной области примерно совпадает магнитным полюсом. Хромосферная область в форме полумесяца очень похожа на те аккреционные пятна, которые предсказываются при численном моделировании магнитосферной аккреции в случае умеренно наклоненных магнитных диполей (например, [286]).

Таким образом, полоидальное магнитное поле АА Тау в основном является дипольным, его более высокая октупольная составляющая в пять раз меньше. Это делает АА Тау очень похожей на М-карлики средней массы, чьи крупномасштабные поля также являются сильными, в основном полоидальными и осесимметричными [251]. Однако, магнитное поле АА Тау включает в себя значительный тороидальный компонент, который содержит до 15–20% магнитной энергии. В случае М-карликов средней массы тороидальный компонент содержит в себе не более нескольких процентов общей магнитной энергии. Мы предполагаем, что тороидальный компонент магнитного поля АА Тау связан с аккреционным потоком, хотя детали этой связи еще не ясны. Вполне возможно, что из-за магнитной связи между звездой и диском аккреция замедляет вращение звезды, создавая подповерхностный сдвиг и генерируя дополнительное интерфейсное динамо, с которым и связан тороидальный компонент магнитного поля.

Как было показано выше, средний темп аккреции в случае АА Тау составляют  $10^{-9.2 \pm 0.3} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ . В момент магнитного максимума, на фазе 0.0, темп аккреции изменяется в широких пределах от одного цикла вращения к другому (от  $10^{-9.4}$  до  $10^{-8.5} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ ), в то время как во время магнитного минимума (на фазе 0.5) темп аккреции примерно постоянный на уровне  $10^{-9.6} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ . Зная средний темп аккреции и напряженность дипольного компонента поля (порядка 2–3 кГс), можно оценить радиус магнитосферы, используя теоретическое соотношение из работы [27]. Его величина будет составлять  $r_{mag} \simeq 15 R_{\star}$ , что



в два раза больше радиуса коротации ( $r_{cor} \simeq 7.6 R_*$ ). Однако, устойчивая аккреция вещества диска на звезду происходит при условии  $r_{mag} \leq r_{cor}$ . Другими словами, АА Тау находится в режиме пропеллера, когда бóльшая часть вещества выбрасывается наружу и только небольшая часть вещества может проникнуть в замкнутую магнитосферу и достичь поверхности звезды (см., например, [287], [288], [336]). В этом контексте, темп аккреции у поверхности звезды (который мы оцениваем из эмиссионных линий), является только нижним пределом темпа аккреции вещества во внутренних областях диска.

Темп аккреции вещества во внутренних областях диска, соответствующий условию  $r_{mag} \simeq r_{cor}$ , ожидается в диапазоне от  $10^{-8.3}$  до  $10^{-8.0} M_\odot \text{ год}^{-1}$ , в зависимости от напряженности магнитного поля, т.е. в 1.6–3.2 раза больше, чем максимальный темп аккреции у поверхности звезды, который мы получаем из наблюдений. Согласно нашим результатам, АА Тау находится в режиме пропеллера ( $r_{mag}/r_{cor} \simeq 2$ ), когда темп аккреции вещества у поверхности меньше темпа аккреции во внутренних областях диска, и на звезду попадает только часть аккрецирующего вещества: до 40% в декабре 2008 г., и только  $\simeq 5\%$  в январе 2009 г.

Значительная переменность темпа аккреции у поверхности АА Тау в основном обусловлена изменяющейся эффективностью проникновения вещества диска в магнитосферу в режиме пропеллера, а не переменностью темпа аккреции во внутренних частях диска. Это вывод находится в качественном согласии с результатами численного моделирования режима пропеллера (см., например, [288]), которые говорят о том, что аккреционный поток вблизи поверхности звезды не находится в стационарном состоянии и подвержен сильным вариациям.

Систематическое отставание моментов фотометрических затмений от моментов магнитных и аккреционных максимумов является еще одним аргументом в пользу нашей схематической модели. Предыдущие наши наблюдения АА Тау в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах, выполненные с помощью космического рентгеновского телескопа XMM–Newton, показали, что УФ-

максимумы (предположительно совпадающие с магнитными и аккреционными максимумами) происходят раньше оптических затмений [139]. Мы предполагаем, что эта временная задержка между аккреционными максимумами и моментами оптических затмений указывает на то, что силовые магнитные линии, соединяющие звезду с внутренним аккреционным диском, закручиваются из-за различных скоростей вращения звезды и диска, в результате чего основания аккреционных колонн расположены впереди (являются ведущими) по сравнению с деформированным краем внутреннего диска, который отвечает за фотометрические затмения.

## 7.8. Фотометрические свойства LkCa 15

В первой главе отмечалось, что среди 49 CTTS нашей выборки имеется три объекта (AA Tau, V521 Cyg и LkCa 15), фотометрическое поведение которых обусловлено только одним физическим механизмом – переменной околозвездной экстинкцией, что сближает их с подгруппой более массивных звезд типа UX Ori (см. обсуждение рис. 1.2 и 1.16). Большую часть времени эти три звезды остаются в ярком состоянии, которое прерывается относительно кратковременными и довольно глубокими ослаблениями блеска. В частности, шесть лет наших фотометрических наблюдений LkCa 15 показали, что эта звезда демонстрировала почти постоянный уровень яркости около  $12^m$ , на который накладывались повторяющиеся ослабления блеска  $\sim 1^m$  (см. таб. 1.1, таб. 1.4 и рис. А.2). Периодограммный анализ этих фотометрических данных позволил выявить периодичность около 6 суток [369]. Такие фотометрические особенности типичны для достаточно представительной группы звезд с кривыми блеска типа AA Tau [2], которые позднее стали называть “дипперами” (dippers) из-за характерных для них резких падений блеска или нырков (от английского слова dip) [55]. Действительно, интенсивные оптические и инфракрасные наблюдения молодого скопления NGC 2264, выполненные с помощью космических телеско-

пов *CoRoT* и *Spitzer*, позволили провести детальный анализ фотометрического поведения 162 CTTS и показать, что 81% этих звезд являются переменными в оптическом диапазоне и 91% из них демонстрируют переменность в ИК-диапазоне. В свою очередь, 21% этих переменных CTTS были классифицированы как периодические и непериодические дипперы [55]. Специфичное фотометрическое поведение дипперов считается следствием затмений центральной звезды вращающимися пылевыми сгущениями, находящимися в протопланетном диске, экваториальная плоскость которого находится близко к лучу зрения [240]. Спектральные наблюдения LkCa 15 на телескопе VLT подтвердили существование значительной переменности в профилях эмиссионных линий. В частности, были зарегистрированы кратковременные появления абсорбционных компонентов в эмиссионных профилях  $H_\gamma$ ,  $H_\beta$ ,  $He\ I\ 10380\ \text{\AA}$  и  $P_{\alpha\beta}$ , смещенных в длинноволновую сторону вплоть до скоростей  $\sim 400\ \text{км с}^{-1}$  (рис. 2 в [351]). Такие абсорбционные особенности обычно интерпретируются как свидетельства существования аккреционных потоков [154]. Фотометрическое поведение и обратные Р Суг профили эмиссионных линий позволяют предположить, что LkCa 15 имеет внутренний диск, который взаимодействует с центральной звездой, экваториальная плоскость которого близка к лучу зрения. Предыдущие исследования показали, что LkCa 15 характеризуется как система в состоянии образования переходного диска, который имеет в центре запыленное отверстие размером  $\sim 46$  а.е. [89]. В пределах этого отверстия обнаружен оптически тонкий внутренний диск, прослеживаемый до  $\sim 30$  а.е. [329]. Высококонтрастные ИК-изображения в поляризованном свете показали, что внутренний диск возможно деформирован [261]. Все это предполагает существование планетной системы около LkCa 15. Моделирование свойств внешнего диска говорит о его умеренном наклоне относительно луча зрения  $\simeq 50^\circ$  [329], который не согласуется со значительным наклоном внутреннего диска, определенным из фотометрических и спектральных наблюдений. Похожий случай имеет место и для AA Tau, наклон внешнего диска которой  $\simeq 59^\circ$  [225], а наклон внутреннего диска  $\simeq 75^\circ$  [36].

Представленные выше предварительные фотометрические и спектральные результаты послужили основанием для подробного изучения свойств этой системы с переходным диском. Поэтому мы предприняли кампанию спектрополяризметрических наблюдений LkCa 15 в течение нескольких недель с надеждой выяснить, как происходит аккреция вещества на звезду в системе с переходным диском и с протяженным внутренним отверстием.

Спектральные наблюдения были получены на 3.6-м телескопе CFHT, оснащённом спектрополяриметром ESPaDOnS (Echelle Spectro-Polarimetric Device for the Observation of Stars). В период с 18 ноября по 3 декабря 2015 г. удалось получить 14 спектров в диапазоне от 370 до 1050 нм с разрешением около 68000 и отношением сигнал/шум  $\sim 150$  на 666 нм. Наблюдения выполнялись в спектрополяриметрическом режиме, который обеспечивает одновременное получение неполяризованных ( $I$ -параметр Стокса) и поляризованных ( $V$ -параметр Стокса) спектров. Исходные спектры обрабатывались с помощью стандартных процедур из пакета Libre-ESpRIT [78].

Оптическая фотометрия в полосах  $BVRI$  была получена в КрАО на 1.25-м телескопе АЗТ-11 с использованием пятиканального фотометра или ПЗС камеры с детектором ProLine PL23042. Фотометрические наблюдения были собраны на более широком временном интервале в период с 13 ноября 2015 г. по 31 марта 2017 г. Для оценки ошибок фотометрических оценок блеска использовалась близкая контрольная звезда аналогичной яркости (TYC 1278-166-1). Средние значения ошибок  $0.^m02$ ,  $0.^m014$ ,  $0.^m013$  и  $0.^m012$  в полосах  $BVRI$  соответственно. Звезда сравнения HD 284589 наблюдалась с пятиканальным фотометром с целью обеспечения необходимой калибровки дифференциальных кривых блеска, полученных на ПЗС-камере, к стандартной фотометрической системе Джонсона. Значения блеска и показателей цвета для HD 284589 следующие:  $10.^m78$  ( $V$ ),  $1.^m57$  ( $B - V$ ),  $1.^m21$  ( $V - R$ ) и  $2.^m03$  ( $V - I$ ). ПЗС-изображения были получены только в полосах  $VRI$  и обработаны с использованием стандартных процедур для вычитания шума считывания и калибровки по плоскому полю.

Кривая блеска в полосе  $V$ , полученная в КрАО течение двух сезонов, представлена на верхней панели рис. 7.17. LkCa 15 демонстрирует значительную фотометрическую переменность: до  $0.^m4$  в 2015/2016 г. и до  $1.^m$  в 2016/2017 г. Из-за плохих погодных условий мы получили мало фотометрических данных во время спектральных наблюдений 2015/2016 г. Поэтому мы привлекли к анализу фотометрические наблюдения из проекта ASAS-SN [204], которые представлены на нижней панели рис. 7.17 вместе с нашей фотометрией и моментами спектральных наблюдений.

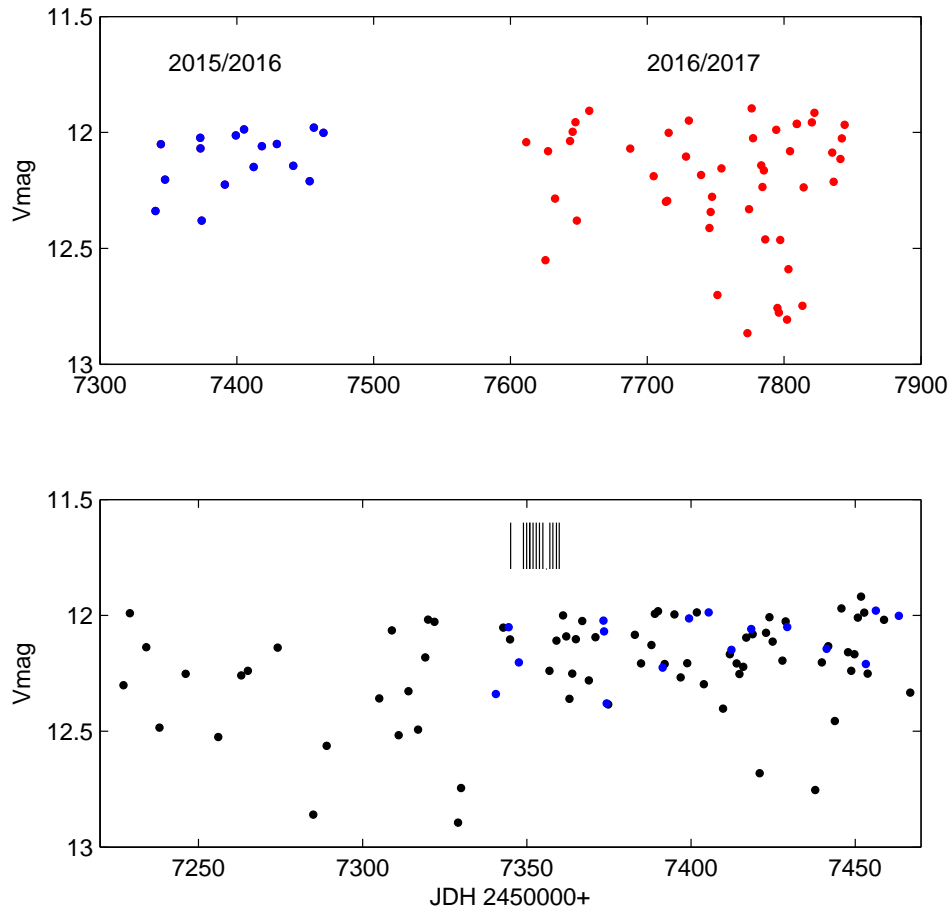


Рис. 7.17. Кривая блеска LkCa 15 по наблюдениям в КрАО (верхняя панель) и по данным ASAS-SN (нижняя панель). Крымские наблюдения 2015/2016 и 2016/2017 гг. обозначены синим и красным цветом соответственно. Данные ASAS-SN отмечены черным цветом. Вертикальные штрихи над кривой блеска показывают моменты спектральных наблюдений.

Мы выполнили поиск скрытых периодичностей в четырех наборах данных:

(1) в полном комбинированном наборе данных КрАО и ASAS-SN, (2) отдельно в полном наборе данных КрАО, (3) отдельно в полном наборе данных ASAS-SN и (4) отдельно в комбинированном наборе данных КрАО и ASAS-SN, соответствующем только одному сезону 2015/2016 г. Во всех этих четырех наборах был обнаружен значимый пик, который соответствовал следующим значениям периода: 5.698, 5.695, 5.711 и 5.695 суток. На верхней панели рис. 7.18 приведена периодограмма Ломба-Скаргла [176] для комбинированного набора данных КрАО и ASAS-SN за один наблюдательный сезон, который показан на нижней панели рис. 7.17. Периодограмма демонстрирует единственный значимый пик, соответствующий периоду 5.7 суток. На нижней панели рис. 7.18 представлена фазовая кривая блеска, соответствующая этому периоду.

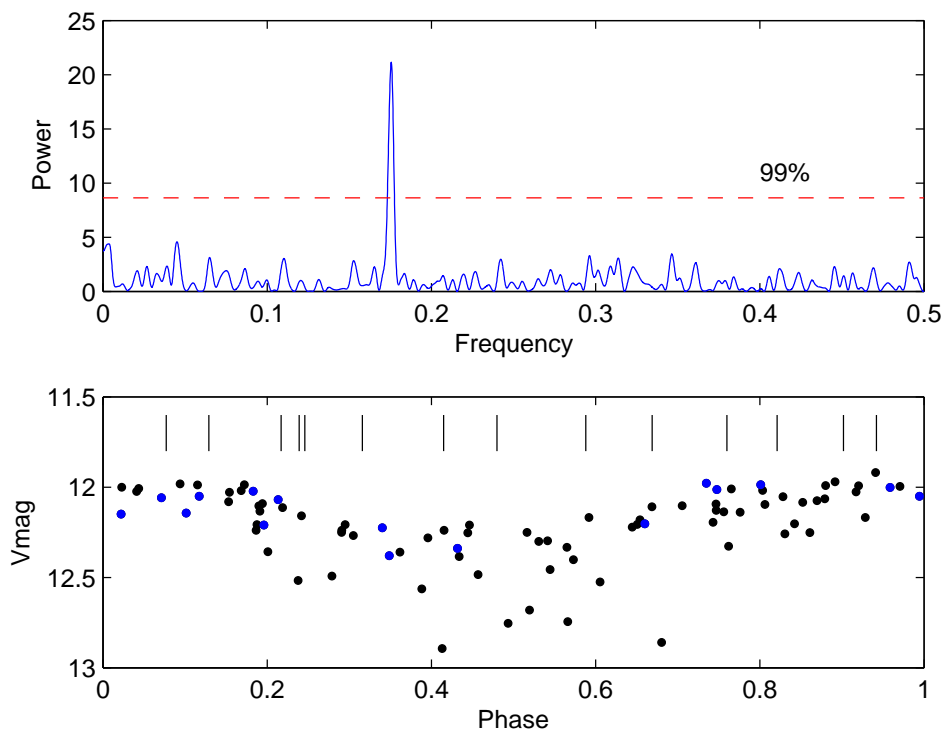


Рис. 7.18. Результаты периодограммного анализа кривой блеска LkCa 15 за 2015/2016 г., полученные с помощью метода Ломба-Скаргла (верхняя панель) и фазовая кривая блеска, соответствующая периоду 5.7 суток (нижняя панель). Красная горизонтальная штриховая линия показывает 99%-ый уровень достоверности. Вертикальные штрихи над кривой блеска показывают моменты спектральных наблюдений.

Фазовая кривая блеска была вычислена с произвольным начальным значе-

нием  $JD_0 = 2457224.1$  так, чтобы большая часть фотометрических минимумов концентрировалась внутри фазового диапазона 0.4–0.6.

Сразу после завершения наших фотометрических наблюдений, космическая обсерватория Kepler осуществила интенсивный мониторинг LkCa 15 в широкой фотометрической полосе (от 420 до 900 нм) в период с 8 марта по 27 мая 2017 г. Хотя этот фотометрический мониторинг был предпринят более чем через год после наших спектральных наблюдений, его непревзойденная точность и непрерывность временного ряда обеспечивают гораздо более глубокое понимание фотометрического поведения этого объекта.

Кривая блеска, полученная в течение 80 суток непрерывных наблюдений космической обсерватории Kepler в рамках миссии K2, представлена на рис. 7.19 (верхняя панель). Из рисунка видно, что LkCa 15 относится к группе дипперов и демонстрирует периодические глубокие ослабления блеска, которые длятся по несколько суток. Анализ этой кривой блеска позволил выделить четкий сигнал с периодом 5.78 суток, который присутствует на протяжении всех 13 вращательных циклов звезды. Фазовая кривая блеска, соответствующая этому периоду, представлена на нижней панели рис. 7.19. Из этого рисунка видно, что фотометрические ослабления блеска часто имеют значительную длительность по сравнению вращательным циклом, что говорит о том, что деформация внутреннего края диска, ответственная за эти ослабления, является довольно протяженной.

Периодические ослабления блеска различаются по форме, а их глубина, продолжительность и фаза значительно меняются от одного цикла к другому. Это свидетельствует о динамическом взаимодействии между деформированным краем внутреннего диска и звездной магнитосферой, предсказанным современными моделями магнитосферной аккреции ([289]; [284]). Такое фотометрическое поведение очень похоже на поведение AA Tau – прототипа класса дипперов, свойства которой подробно обсуждались в первой части этой главы.

Многополосная фотометрия КрАО предоставляет информацию о цветовом поведении LkCa 15 во время глубоких ослаблений блеска. Зависимость показана

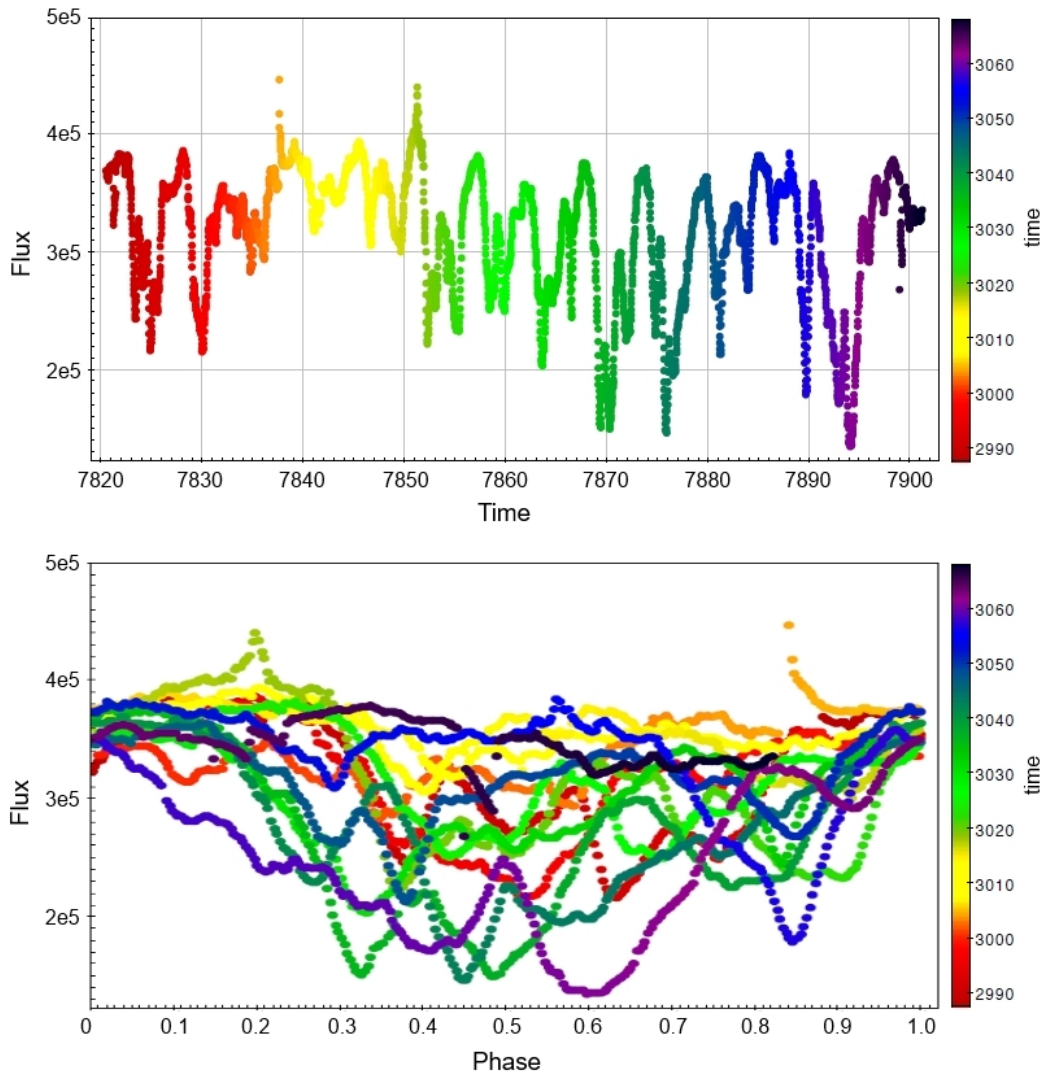


Рис. 7.19. Кривая блеска LkCa 15 по наблюдениям *Kepler* K2 (верхняя панель) и фазовая кривая блеска, соответствующая периоду 5.78 суток (нижняя панель). Разными цветами показаны различные моменты наблюдений. Подробности в тексте.

телей цвета  $V - R$  и  $V - I$  от блеска в полосе  $V$  представлена на рис. 7.20 на левой и правой панели соответственно. При уменьшении блеска на  $\sim 1^m$  показатели цвета увеличиваются на несколько десятых звездной величины по линейному закону. Средние значения наклона цветовых зависимостей  $\Delta(V - R)/\Delta V$  и  $\Delta(V - I)/\Delta V$  составляют 0.22 и 0.36 соответственно. Эти значения несколько отличаются от ожидаемых наклонов вектора межзвездного покраснения, которые равны 0.25 и 0.52 соответственно [47]. Диапазон изменения показателя цвета  $V - R$  и его наклон подобны тем значениям, которые были определены из предыдущих многолетних фотометрических наблюдений (см. таб. 1.4).



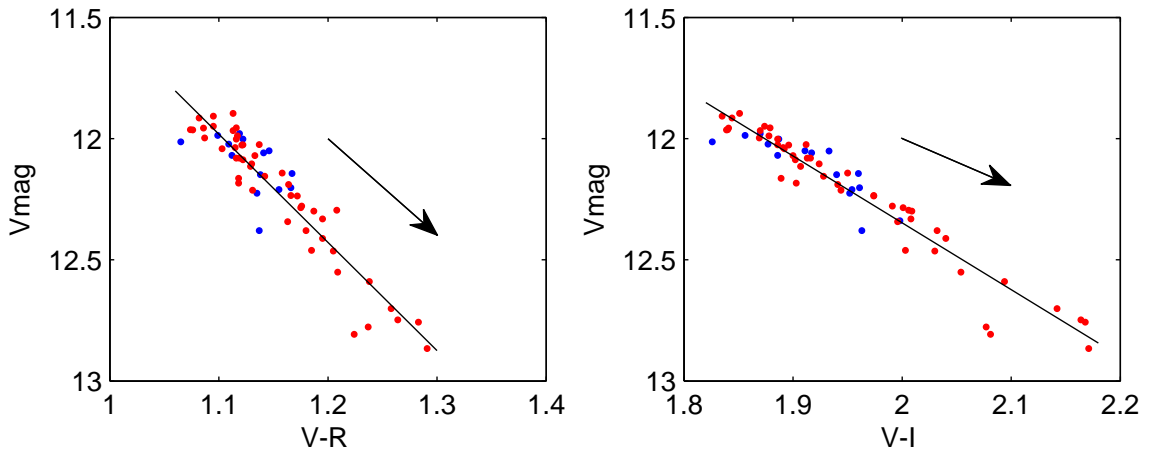


Рис. 7.20. Зависимость блеска от показателей цвета V-R (левая панель) и V-I (правая панель) по фотометрическим данным КраО. Наблюдения сезона 2015/2016 г. обозначены синим цветом, наблюдения 2016/2017 г. – красным. Тонкая наклонная линия – результат линейной аппроксимации данных. Толстой стрелкой показано направление межзвездного покраснения для  $R_V = 3.1$ .

## 7.9. Спектральные свойства LkCa 15

Вариации степени вуалирования и фотосферной лучевой скорости были вычислены с использованием нормализованных спектров LkCa 15 в пяти спектральных областях шириной около  $100 \text{ \AA}$  центрированных на  $4800 \text{ \AA}$ ,  $5300 \text{ \AA}$ ,  $5600 \text{ \AA}$ ,  $6000 \text{ \AA}$  и  $6300 \text{ \AA}$ . В качестве звезды-шаблона использовалась WTTS V819 Tau (K4,  $T_{eff} = 4250 \pm 50 \text{ K}$ ,  $v \sin i = 9.5 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ ), которая наблюдалась на ESPaDOnS с теми же настройками, что и LkCa 15. Спектр звезды-стандарта искусственно расширялся, вуалировался и сравнивался с каждым спектром LkCa 15 до тех пор, пока не было найдено наилучшее совпадение. Такая процедура позволила нам одновременно вычислить вуалирование и лучевую скорость для каждого измеренного спектра независимо.

Поиск периодичностей в изменениях вуалирования и лучевой скорости выполнялся с использованием модифицированного метода Ломба-Скаргла [176]. Ошибки в значениях частоты оценивались как стандартное отклонение гауссианы, подогнанной к основному пику спектра мощности периодограммы. В результате периодограммного анализа были обнаружены периоды в изменениях

вуалирования и лучевой скорости со значениями  $5.55 \pm 0.71$  и  $5.55 \pm 0.77$  суток соответственно, которые согласуются со значением фотометрического периода ( $5.70 \pm 0.05$  суток) в пределах ошибок. На рис. 7.21 представлены фазовые диаграммы для периодических изменений вуалирования и лучевой скорости и соответствующие ошибки определения значений вуалирования и лучевой скорости. Эти ошибки вычислялись как стандартные отклонения значений вуалирования и лучевой скорости, которые определялись на каждую дату наблюдений по пяти различным спектральным областям. Фазы вычислялись для фотометрического периода 5.7 суток с начальной  $JD_0 = 2457224.1$  для того, чтобы легче было сравнивать вариации вуалирования и лучевой скорости с изменениями блеска. Из рисунка видно, что фотометрический минимум блеска, приходящийся на фазу 0.5, совпадает с максимальным вуалированием и минимальной лучевой скоростью. Это указывает на то, что горячее пятно, холодное пятно и деформация внутреннего диска согласованы друг с другом по фазе.

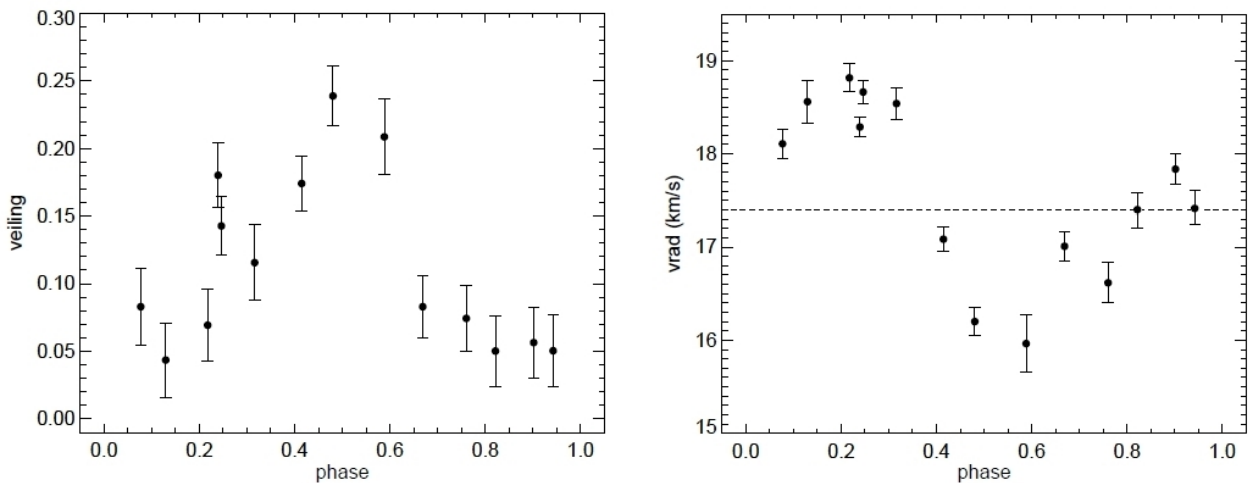


Рис. 7.21. Фазовые кривые изменения вуалирования (левая панель) и лучевой скорости, соответствующие фотометрическому периоду 5.7 суток и  $JD_0 = 2457224.1$ . Штриховая горизонтальная линия соответствует среднему значению  $v_{rad} = 17.4 \pm 0.1$  км с<sup>-1</sup>.

Для уточнения некоторых звездных параметров мы сравнили спектры LkCa 15 с модельными спектрами, вычисленными с помощью пакета ZEEMAN ([221]; [344]; [101]). Сравнение спектров осуществлялось в спектральной обла-

сти от 6060 до 6155 Å, в которой имеется достаточно много линий атомов и мало blends. Используя расстояние до LkCa 15 в  $159 \pm 1.3$  пс, массу  $M_\star = 1.10 \pm 0.10 M_\odot$ , светимость  $L_\star = 0.80 \pm 0.15 M_\odot$  и предполагая, что  $T_{eff}$  заключена в диапазоне от 4350 до 4500 К, мы получили значение  $\log g = 4.1 \pm 0.1$ . На следующем шаге мы снова сравнили наши спектры с синтетическими спектрами для трех значений  $\log g$ , равных 4.0, 4.1 и 4.2. При этом, значения  $T_{eff}$ ,  $v \sin i$  и степень вуалирования принимались в качестве свободных параметров. В результате моделирования мы получили  $T_{eff} = 4500 \pm 50$  К и  $v \sin i = 13.82 \pm 0.5$  км с<sup>-1</sup>. Используя уточненное значение  $T_{eff}$  и светимость  $L_\star = 0.80 \pm 0.15 M_\odot$ , и сравнивая эти значения с эволюционными треками из работы [307], мы оценили звездный радиус  $R_\star = 1.49 \pm 0.15 R_\odot$  и возраст  $\simeq 6$  млн лет. Значения светимости, массы, радиуса и возраста, определенные с использованием спектральных данных, находятся в очень хорошем согласии с аналогичными параметрами, вычисленными на основании фотометрии в нашей предыдущей работе [378] (см. таб. 3.2).

Используя среднее значение  $v \sin i = 13.82 \pm 0.5$  км с<sup>-1</sup>, фотометрический период  $P_{rot} = 5.7 \pm 0.05$  суток и радиус  $R_\star = 1.49 \pm 0.15 R_\odot$ , получаем оценку для  $\sin i \geq 0.9$  в пределах погрешностей измеренных значений. Это соответствует наклону звезды  $i > 65^\circ$ , который значительно больше наклона внешнего диска ( $\simeq 50^\circ$ ), измеренного из оптических и инфракрасных поляризметрических изображений [329]. Это подтверждает вывод о различном наклоне внутреннего и внешнего диска системы LkCa 15.

Для анализа профилей спектральных линий использовался метод LSD, описанный в предыдущей главе. Спектральная маска, использованная для методики LSD, была рассчитана на основе венской базы данных спектральных линий VALD ([271]; [210]) для значений  $T_{eff} = 4500$  К и  $\log g = 4.0$ . Эмиссионные, теллурические и широкие линии были исключены из маски, поскольку они не представляют профиль слабой фотосферной линии. Фотосферные профили LSD были нормализованы со средней длиной волны 670 нм, доплервской

шириной линии  $1.8 \text{ км с}^{-1}$  и коэффициентом Ланде 1.2, следуя методике [73]. Мы скорректировали LSD-профили за вуалирование, используя средние значения вуалирования, показанные на рис. 7.21. Интенсивность каждой точки нормализованного и вуалированного спектра ( $I$ ) связана со средним значением вуалирования ( $\nu$ ) и интенсивностью невуалированной линии ( $I_0$ ) выражением  $I = (I_0 + \nu)/(1 + \nu)$ , которое позволяет восстанавливать  $I_0$ , зная  $I$  и  $\nu$ .

Остаточные профили эмиссионных линий, упорядоченные по фазе периода вращения звезды, представлены на рис. 7.22. Линия He I показывает простой профиль, состоящий из узкого эмиссионного компонента ( $EW < 60 \text{ км с}^{-1}$ ), интенсивность которого плавно меняется в зависимости от фазы вращения звезды (см. рис. 7.22, верхняя левая панель). Самая сильная эмиссия наблюдается вблизи фазы 0.5, когда вуалирование достигает максимальных значений (рис. 7.21). Именно на этой фазе горячее аккреционное пятно должно находиться на луче зрения. Этот факт согласуется со сценарием, в котором линия He I в основном формируется у основания аккреционной колонны [20]. Эмиссия практически полностью исчезает на фазах 0.9–0.94, когда аккреционное пятно оказывается на противоположной стороне от наблюдателя.

Линия Ca II 8542 Å является частью инфракрасного триплета Ca II. Исходные спектры демонстрируют наличие узкой эмиссии хромосферного и постударного происхождения внутри профиля фотосферной абсорбции. Чтобы оценить только околос звездный вклад в профили линии Ca II, мы вычислили остаточные спектры, вычитая расширенный вращением и вуалированный спектр звезды-шаблона V819 Tau из каждого исходного спектра LkCa 15. Остаточный спектр Ca II 8542 Å демонстрирует один узкий эмиссионный компонент в центре линии, широкий эмиссионный компонент смещенный в коротковолновую или длинноволновую сторону и широкий абсорбционный компонент смещенный в красную сторону (см. рис. 7.22, верхняя правая панель).

Широкий абсорбционный компонент линии Ca II 8542 Å, смещенный в длин-

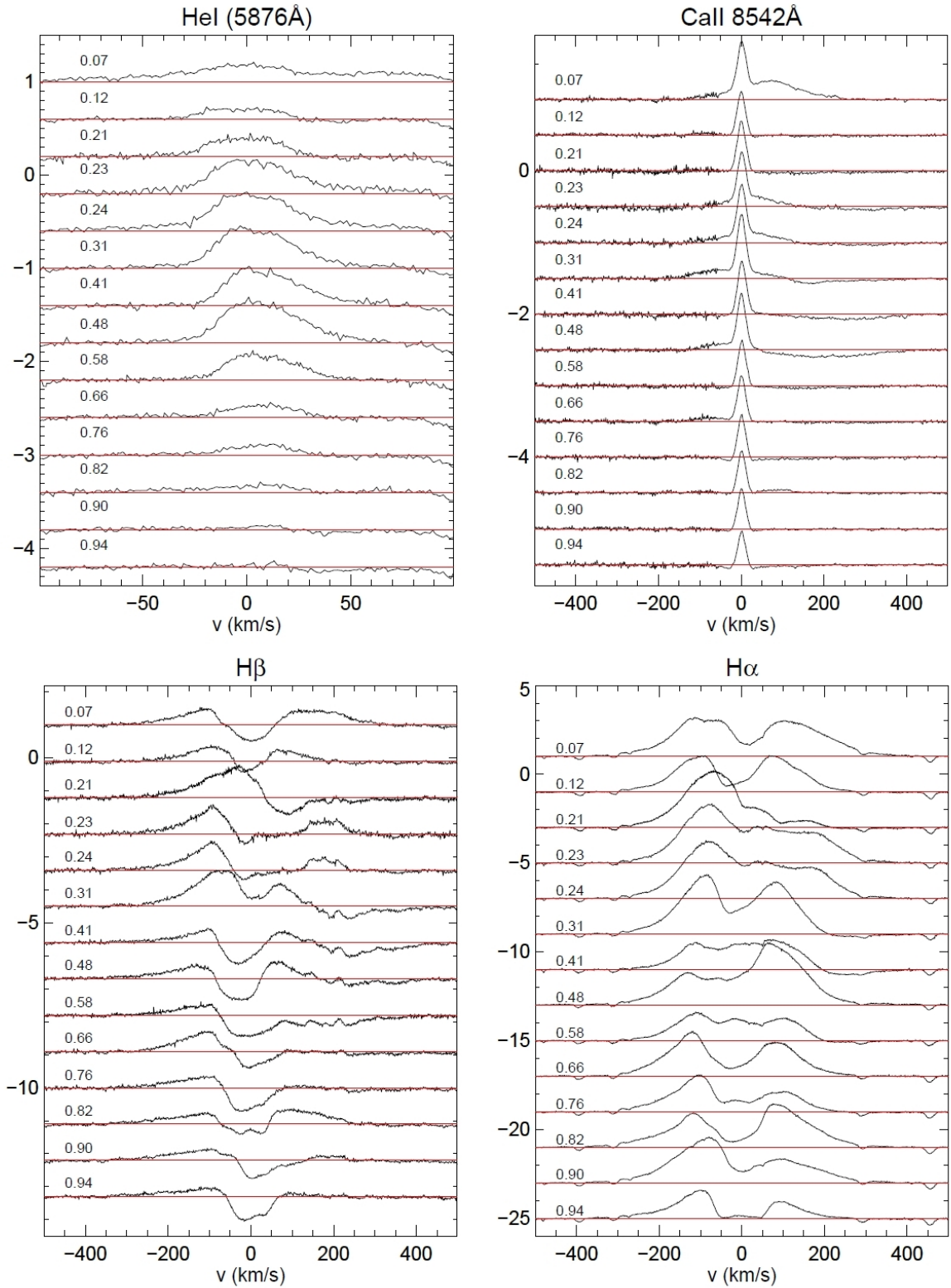


Рис. 7.22. Профили эмиссионных линий He I, Ca II, H $\beta$  и H $\alpha$ , упорядоченные по фазе периода вращения звезды. Фазы указаны рядом с каждым профилем. Уровень континуума отмечен красными горизонтальными линиями.

новолновую сторону, появляется на фазе 0.48, когда основная аккреционная колонна должна находиться прямо на луче зрения. Этот абсорбционный компо-

нент образуется в аккреционной колонне, когда фотоны из горячего аккреционного пятна поглощаются газом, который падает на звезду с высокой скоростью.

Остаточный профиль линии  $H_{\beta}$  имеет сложную структуру и состоит из широкой эмиссии, на которую накладываются несколько абсорбционных компонентов нефотосферного происхождения (рис. 7.22, нижняя левая панель). Мы идентифицируем абсорбционный компонент, смещенный в коротковолновую сторону на  $\sim 50 \text{ км с}^{-1}$  и два абсорбционных компонента, смещенных в длинноволновую сторону, один на низкой, другой на высокой скорости. Высокоскоростной компонент появляется только на фазах от 0.31 до 0.58.

Остаточный профиль эмиссионной линии  $H_{\alpha}$ , так же как и линии  $H_{\beta}$ , имеет сложную форму (рис. 7.22, нижняя правая панель). На фоне широкого эмиссионного профиля можно выделить один абсорбционный компонент, смещенный в коротковолновую сторону и два абсорбционных компонента, смещенных в длинноволновую сторону. Один из последних расположен близко к центру линии, а другой имеет высокую скорость и присутствует только в нескольких спектрах.

Как отмечалось ранее, фотосферный LSD-профиль и профили эмиссионных линий  $LkCa 15$  значительно изменялись в течение нашей наблюдательной программы. Высокое разрешение спектров позволило нам идентифицировать несколько эмиссионных и абсорбционных компонентов и проанализировать их переменность. С этой целью мы вычислили двухмерные периодограммы для значений интенсивности профиля этих линий. Ошибки оценивались как среднее стандартное отклонение подгонки гауссианы к основному пику спектра мощности в диапазоне скоростей обнаружения периодичностей. Поскольку спектральные данные охватывают временной интервал в 15 суток, мы искали периоды с продолжительностью не более 7.5 суток. Результаты вычисления двухмерных периодограмм представлены на рис. 7.23.

Линия  $He I$  показывает достоверный периодический сигнал  $5.63 \pm 0.66$  суток в скоростном интервале от  $-25$  до  $35 \text{ км с}^{-1}$ . Период вращения аккреционно-

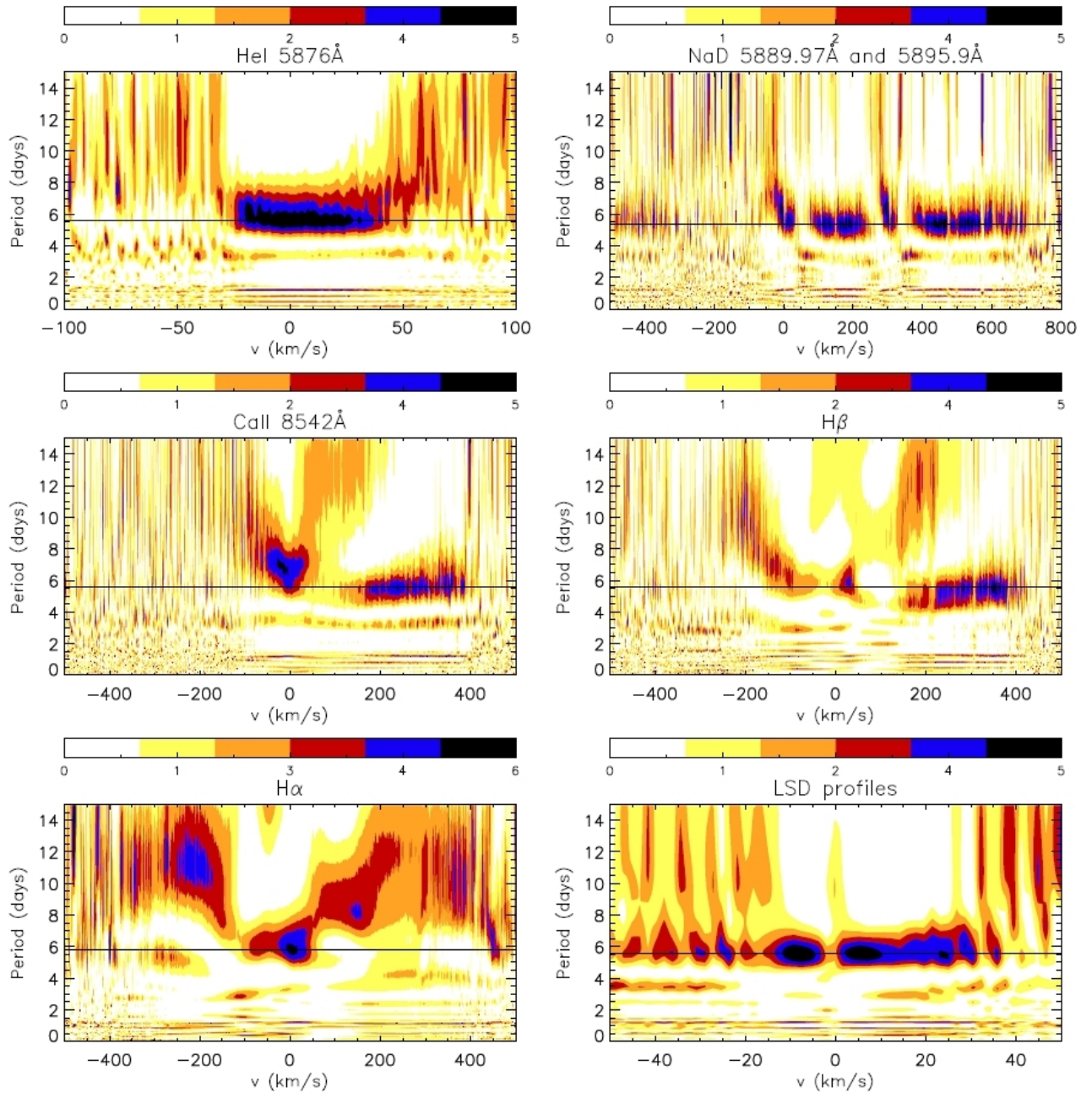


Рис. 7.23. Двухмерные периодограммы линий He I, Ca II, H $\alpha$  (левая панель) и Na D, H $\beta$  и фотосферного LSD-профиля (правая панель). Верхние цветные горизонтальные полосы представляют мощность периодограммы, изменяющуюся в пределах от нуля (белый цвет) до максимального значения (черный цвет). Черные горизонтальные линии соответствуют наиболее вероятному периоду для каждой линии, как описано в тексте.

го пятна должен соответствовать периоду вращения звезды, и он действительно согласуется в пределах ошибок с фотометрическим периодом. Поскольку повторяющиеся фотометрические изменения блеска обусловлены деформацией внутреннего диска, совпадения периодов говорит о том, что эта деформация

расположена вблизи радиуса коротации диска.

Широкий абсорбционный компонент линии Ca II 8542 Å смещенный в красную сторону показывает достоверный периодический сигнал  $5.63 \pm 0.65$  суток в скоростном диапазоне от 150 до 370 км с<sup>-1</sup>. Узкий центральный эмиссионный компонент демонстрирует более длинную периодичность в  $6.7 \pm 1.0$  суток. Этот более длинный период может быть следствием комбинированного вклада от горячего аккреционного пятна и вышележащей хромосферной области.

Красное крыло линии H<sub>β</sub> показывает достоверный периодический сигнал  $5.56 \pm 0.75$  суток в скоростном диапазоне от 150 до 370 км с<sup>-1</sup>. Центральная часть линии демонстрирует периодичность  $5.85 \pm 0.76$  суток. Синее крыло линии H<sub>β</sub> показывает сложную переменность без значимых периодичностей и может образовываться в различных областях, таких как аккреционная колонна и дисковый ветер.

Поскольку эмиссионная линия H<sub>α</sub> имеет наибольшую вероятность перехода в серии Бальмера, вполне ожидаемо, что она формируется во всей околосредной среде: в дисковом и звездном ветре, в аккреционной колонне и в горячем пятне. Поэтому ее переменность может быть обусловлена изменениями во всех околосредных компонентах, и неудивительно, что мы не видим на двумерной периодограмме единого и значимого периода (рис. 7.23). Единственным исключением является область вблизи центра линии, которая демонстрирует значимую периодичность  $5.78 \pm 0.68$  суток, как и та же область линии H<sub>β</sub>.

Как и в случае с AA Tau, мы смоделировали профиль линии H<sub>α</sub> с помощью трех гауссиан и вычислили лучевые скорости синего и красного абсорбционных компонентов. Мы обнаружили значимую корреляцию между вариациями лучевой скорости синего компонента (характеристика ветра) и скорости красного компонента (характеристика аккреции). В то время как лучевая скорость синего абсорбционного компонента растет от 0 до -80 км с<sup>-1</sup>, лучевая скорость красного абсорбционного компонента уменьшается с 90 до 0 км с<sup>-1</sup>. Этот результат подтверждает справедливость динамического характера взаимодействия внут-



ренного диска со звездной магнитосферой (см. раздел 7.6 для подробностей).

Линия дублета Na I в основном имеет фотосферное происхождение и демонстрирует абсорбционный профиль. Но в красном крыле этой линии присутствует значительная переменность, что указывает на возможный околозвездный вклад от высокоскоростного свободно падающего газа в этой части профиля. В этом крыле линии наблюдается значимый период  $5.41 \pm 0.64$  суток, что согласуется с гипотезой о влиянии на профиль линии высокоскоростного аккрецирующего на звезду газа.

Фотосферные LSD I–профили демонстрируют периодические изменения с периодом  $5.56 \pm 0.74$  суток. Значения лучевой скорости звезды, вычисленные из LSD I–профилей, также обнаруживают периодичность в  $5.62 \pm 0.75$  суток. Эти значения согласуются с фотометрическим периодом и периодическими изменениями вуалирования.

Мы вычислили продольное магнитное поле линии Ca II 8542 Å как первый момент по LSD V–профилям этой линии. Продольное поле в области образования линии Ca II изменяет свою интенсивность от -118 Гс до +660 Гс синхронно с периодом вращения звезды (рис. 7.24, правая панель). Максимальная напряженность поля наблюдается в диапазоне фаз от 0.25 до 0.6 и согласуется с максимальным вуалированием. Это указывает на то, что изменения магнитного поля происходят синхронно с условиями видимости горячего пятна. Таким образом, этот результат убедительно свидетельствует о том, что часть узкой эмиссии линии Ca II 8542 Å производится вблизи основания аккреционной колонны.

Значения продольного магнитного поля, вычисленные по фотосферным LSD V–профилям после учета эффектов вуалирования меняются в пределах от -29 до +87 Гс и показывают периодические изменения с периодом  $5.76 \pm 0.74$  суток, который согласуется с фотометрическим периодом и с периодическими изменениями вуалирования и лучевой скорости (рис. 7.24, левая панель).

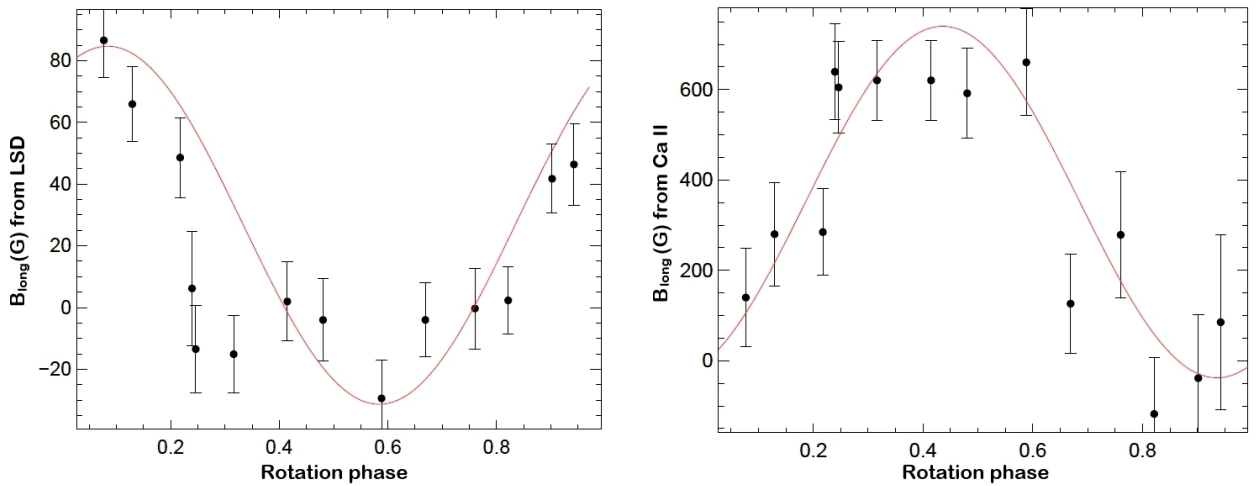


Рис. 7.24. Вариации продольного магнитного поля в синтезированной фотосферной линии LSD и эмиссионной линии Ca II в зависимости от фазы периода вращения звезды. Красная линия показывает наилучшее синусоидальное приближение для периода 5.7 суток и  $JD_0 = 2457224.1$ .

## 7.10. Структура внутреннего диска LkCa 15

В результате совместного анализа фотометрической и спектральной переменности LkCa 15 складывается непротиворечивая картина динамического магнитного взаимодействия между звездной магнитосферой и внутренним диском этой системы. Как в случае AA Tau (см. первую часть этой главы), прототипа дипперов, так и в более общем плане, у большинства периодических дипперов кратковременные глубокие ослабления блеска интерпретируются как результат частичного затмения центральной звезды деформацией внутреннего диска, которая расположена вблизи радиуса коротации ([240]; [283]; [30]). Сама деформация происходит из-за наклона крупномасштабной звездной магнитосферы относительно оси вращения звезды: наклоненная дипольная составляющая магнитного поля поднимает аккрецируемый материал над средней плоскостью диска, создавая тем самым пылевую, расширенную в азимутальном направлении деформацию внутреннего диска ([289]; [284]). Поскольку деформация диска вращается с кеплеровской скоростью вблизи радиуса коротации, она периодически затмевает центральную звезду. Кривая блеска и изменения показателей цвета

LkCa 15 полностью согласуются с такой интерпретацией: характерное время повторяемости затмений (5.7 суток), глубина ослаблений блеска ( $\sim 1^m$  в полосе  $V$ ), линейное покраснение системы при уменьшении яркости и значительные изменения формы затмения от цикла к циклу являются признаками периодических дипперов (например, [31]; [2]; [55]; [240]; [283]; [30]). При звездной массе  $1.10 \pm 0.10 M_{\odot}$  и допущении кеплеровского вращения внутреннего диска, период затмений ( $5.7 \pm 0.05$  суток) будет определять локализацию деформации внутреннего диска на расстоянии  $9.3 \pm 0.1 R_{\star} = 0.064 \pm 0.001$  а.е. от центральной звезды.

Мы можем сравнить местоположение самой деформации с радиусом магнитосферы, который определяется дипольной составляющей магнитного поля, как это определено в работе [27]:  $r_{mag}(R_{\star}) = 2m_s^{2/7} B_{\star}^{4/7} \dot{M}_{acc}^{-2/7} M_{\star}^{-1/7} R_{\star}^{5/7}$ , где  $m_s \sim 1$  - звуковое число Маха, измеренное в средней плоскости диска, а  $B_{\star}$ ,  $\dot{M}_{acc}$ ,  $M_{\star}$  и  $R_{\star}$  равны 140 Гс,  $10^{-8} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ ,  $0.8 M_{\odot}$  и  $2 R_{\odot}$ , соответственно. Следовательно, нам необходимо оценить темп аккреции и напряженность дипольной составляющей магнитного поля в момент наших наблюдений. Применение метода ZDI к нашим спектрополяриметрическим данным показало, что дипольная составляющая магнитного поля LkCa 15 достигала 1.35 кГс [70]. Чтобы оценить темп аккреции, мы отобрали спектры, полученные вне затмений (на фазах меньше 0.2 или больше 0.8), и приняли  $V = 11.^m8$  и  $(V - R)_J = 1.1$  во время спектральных наблюдений, которые соответствуют самому яркому состоянию LkCa 15 (см. рис. 1.17, 1.18 и 1.20). Используя связь между показателями цвета в системе Джонсона и Казинса, мы вычислили  $(V - R)_C = 0.76$  и  $R_C = 11.^m04$ . Затем мы измерили эквивалентную ширину линии  $H_{\alpha}$  в пяти отобранных спектрах и вычислили поток в линии  $H_{\alpha}$  для значения  $R_C = 11.^m04$  вне затмения (см. таблицу 7.1). Принимая расстояние до LkCa 15 равным  $159 \pm 1$  пс [112] и используя эмпирическое соотношение между аккрецией и светимостью в линии  $H_{\alpha}$  [91], мы вычислили аккреционную светимость. Значения темпа аккреции были получены из соотношения  $\dot{M}_{acc} = L_{acc} R_{\star} / (GM_{\star}(1 - R_{\star}/R_{in}))$  [153], с типичным

значением радиуса усечения диска  $R_{in} = 5R_*$ , которое обычно используется в литературе [143]. Мы получили значение  $\dot{M}_{acc} = (7.4 \pm 2.8) \times 10^{-10} M_\odot \text{ год}^{-1}$ , которое соответствует среднему значению, вычисленному по нашим оценкам  $\dot{M}_{acc}$  из таблицы 7.1. Увеличение значения  $R_{in}$  с 5 до  $10R_*$  приведет к изменению в оценке  $\dot{M}_{acc}$  в пределах  $\pm 1 \times 10^{-10} M_\odot \text{ год}^{-1}$ , что меньше ошибки измерения темпа аккреции по нашим пяти спектрам. Напряженность дипольного компонента магнитного поля (1.35 кГс) вместе со средним значением темпа аккреции ( $7.4 \times 10^{-10} M_\odot \text{ год}^{-1}$ ), звездной массой ( $1.1 \pm 0.1 M_\odot$ ) и радиусом ( $1.49 \pm 0.15 R_\odot$ ) дают радиус магнитосферы  $r_{mag} = 8.0 \pm 1.4 R_* = 0.055 \pm 0.015 \text{ а.е.}$  Это значение соответствует в пределах ошибок радиусу коротации  $0.064 \pm 0.001 \text{ а.е.}$

Таблица 7.1. Параметры аккреции LkCa 15

JD24500000+	Фаза	Поток $H_\alpha$ эрг $\text{см}^{-2}\text{с}^{-1}$	$L(H_\alpha)$ эрг $\text{см}^{-2}$	$\log L_{acc}$ $L_\odot$	$\dot{M}_{acc}$ $M_\odot \text{ год}^{-1}$
7348.9390	0.902	$1.22 \times 10^{-12}$	$3.70 \times 10^{30}$	-1.82	$8.15 \times 10^{-10}$
7349.9391	0.077	$1.55 \times 10^{-12}$	$4.68 \times 10^{30}$	-1.70	$1.09 \times 10^{-9}$
7354.8715	0.942	$5.58 \times 10^{-13}$	$1.69 \times 10^{30}$	-2.25	$3.05 \times 10^{-10}$
7355.9376	0.129	$1.09 \times 10^{-12}$	$3.30 \times 10^{30}$	-1.89	$7.05 \times 10^{-10}$
7359.8815	0.821	$1.20 \times 10^{-12}$	$3.63 \times 10^{30}$	-1.83	$7.96 \times 10^{-10}$

Если учесть, что температура сублимации пыли близка к 1500 К, можно оценить минимальное расстояние от звезды, где еще возможно существование пыли (или радиус сублимации)  $r_{sub} = 4.48 \pm 0.10 R_* = 0.031 \pm 0.001 \text{ а.е.}$  (согласно формуле (1) из [248]). Следовательно, пыль должна существовать на радиусе магнитосферы ( $r_{mag} = 8.0 \pm 1.4 R_*$ ). Тем более, пыль будет присутствовать на еще бóльших расстояниях, например, на радиусе коротации ( $r_{cor} = 9.3 \pm 0.1 R_*$ ), где взаимодействие наклонного магнитного поля звезды и внутреннего диска должно формировать деформацию.

Мы можем оценить радиус магнитосферы по скорости свободного падения

аккрецирующего газа ( $\nu_{ff}$ ). Абсорбционные компоненты смещенные в длинноволновую сторону, наблюдаемые в эмиссионных профилях Na I, Ca II и H $\beta$ , имеют высокие скорости, вплоть до 350 км с $^{-1}$ . Если принять это значение в качестве скорости аккрецирующего газа и предположить, что в простом дипольном случае  $\nu_{red} = \nu_{ff} \cos i_m$ , где  $i_m$  – это угол наклона магнитосферы по отношению к лучу зрения, то можно записать следующее соотношение:

$$\nu_{ff} = \frac{\nu_{red}}{\cos(i_m)} = \left[ \frac{2GM_\star}{R_\star} \left( 1 - \frac{R_\star}{r_m} \right) \right]^{1/2},$$

когда  $i_m = i_\star - \beta$ , где  $i_\star$  – наклон оси звезды к лучу зрения, а  $\beta$  – угол наклона между магнитосферной и звездной осями. Поскольку аккреционное пятно занимает несколько процентов звездной поверхности, что обычно имеет место в случае CTTS, мы можем оценить наклон магнитного поля по амплитуде лучевой скорости линии He I как  $\Delta\nu_{rad} = 2\nu \sin i_\star \cos(\pi/2 - \beta)$  [31]. Для этого мы аппроксимировали профиль эмиссионной линии He I одной гауссианой и получили значение  $\Delta\nu_{rad} = 11.6 \pm 1.0$  км с $^{-1}$ . Учитывая, что  $\nu \sin i_\star = 13.82 \pm 0.50$  км с $^{-1}$ , мы получаем  $\beta = 25^\circ \pm 5^\circ$ , что согласуется с нашим значением  $\beta \sim 20^\circ$ , полученным независимо с помощью метода ZDI [70]. Зная  $\beta$  и угол наклона магнитосферы к лучу зрения ( $i_m$ ), получаем, что наклон оси вращения звезды к лучу зрения  $i_\star > 65^\circ$ . Принимая это во внимание и используя определенные ранее значения  $M_\odot = 1.1 \pm 0.1 M_\odot$ ,  $R_\odot = 1.49 \pm 0.15 R_\odot$  и  $\nu_{red} = 350$  км с $^{-1}$ , получаем, что  $r_{mag} > 0.014$  а.е. для  $i_\star = 65^\circ$ , или  $r_{mag} > 0.026$  а.е. для  $i_\star = 75^\circ$ , что совместимо в пределах ошибок с местоположением деформации.

Подытоживая выполненные расчеты можно отметить, что, как и в случае с AA Tau, радиус магнитосферы LkCa 15 ( $r_{mag} = 0.055 \pm 0.015$  а.е.) и радиус коротации ( $r_{cor} = 0.064 \pm 0.001$  а.е.) совпадают в пределах ошибок. Они также близки к внутреннему радиусу эмиссии CO ( $\sim 0.093$  а.е.), измеренному в работе [254]. Кроме того, радиус сублимации пыли ( $r_{sub} = 0.031 \pm 0.001$  а.е.) указывает на то, что пыль может присутствовать на радиусе магнитосферы и за-

полнять внутреннюю часть диска вблизи радиуса коротации. Дополнительным подтверждением сценария магнитосферной аккреции является появление высокоскоростных смещенных в длинноволновую сторону абсорбционных деталей в эмиссионных профилях линий Бальмера, Na I и Ca II на фазах максимальной видимости аккреционного удара, в диапазоне фаз от 0.3 до 0.7. Одновременное появление фотометрических затмений, абсорбционных компонентов смещенных в красную сторону и вуалирования подтверждает тот факт, что искривление внутреннего диска, аккрецирующий газ и горячее пятно находятся на одном и том же азимуте от внутреннего края диска до поверхности звезды и, таким образом, физически связаны.

Анализ наших спектрополяриметрических данных с помощью метода ZDI показал, что крупномасштабное магнитное поле LkCa 15 в основном полоидальное, в котором сосредоточено до 85% магнитной энергии. Этот полоидальный компонент в основном состоит из диполя (1.35 кГс), который наклонен под углом  $\sim 20^\circ$  к оси вращения звезды (по направлению к фазе 0.40) и который содержит  $\sim 75\%$  энергии полоидального поля. Полоидальное поле также включает в себя октупольную составляющую (-0.9 кГс), антипараллельную основному диполю и собирающую  $\sim 20\%$  энергии полоидального поля [70]. Наши результаты анализа ZDI предполагают, что LkCa 15, как и AA Tau, может находиться в режиме пропеллера, который отвечает за замедление вращения CTTS с сильными дипольными полями [70]. Это подтверждается нашими фотометрическими данными и неустойчивым режимом аккреции, как и в случае с AA Tau. Этот вывод также согласуется с исследованиями, свидетельствующими о том, что LkCa 15 запускает джеты из внутреннего диска ([90]; [242]).

Таким образом, LkCa 15 является типичным диппером, подобным AA Tau. Эти две системы не только демонстрируют один и тот же тип спектральной и фотометрической переменности, они также имеют сильные дипольные поля, показывают умеренные темпы аккреции, (около  $10^{-10} \div 10^{-9} M_\odot \text{ год}^{-1}$ ) и находятся в режиме пропеллера, когда бóльшая часть аккрецирующего вещества

во внутренних областях диска выбрасывается наружу. Основное отличие этих систем в том, что диск LkCa 15 имеет внутреннюю запыленную полость с радиусом около 50 а.е. и относится к так называемым переходным дискам, в то время как внешний диск AA Tau не классифицируется как переходный диск, но демонстрирует несколько колец, видимых под углом  $\sim 59^\circ$  [225]. Еще одним сходством этих двух систем является наличие существенного рассогласования наклонов внутреннего и внешнего дисков, что может свидетельствовать о присутствии молодых планет в промежутке между внутренним и внешним диском.

## 7.11. Выводы к седьмой главе

Анализ фотометрических, поляриметрических и спектральных наблюдений, проводившихся в течение нескольких наблюдательных сетов (в 1995, 1999, и 2003 гг.), показал, что поведение AA Tau хорошо согласуется с моделями магнитосферной аккреции. Показано, что звездная магнитосфера разрушает аккреционный диск на расстоянии  $\sim 9 R_*$ , который совпадает с радиусом коротации (на котором кеплеровский период равен периоду вращения звезды).

Темп аккреции у поверхности AA Tau является переменным в диапазоне от  $10^{-9.6}$  до  $10^{-8.5} M_\odot \text{ год}^{-1}$  и на порядок величины меньше, чем темп аккреции на внутреннем крае диска, который расположен на радиусе коротации. Это говорит о том, что AA Tau находится в режиме пропеллера, когда бóльшая часть аккрецирующего вещества во внутренних областях диска выбрасывается наружу, и только небольшая часть вещества достигает поверхности звезды.

Используя спектрополяриметрические данные, мы реконструировали карты магнитного поля, поверхностной яркости и хромосферной эмиссии AA Tau. Выяснилось, что дипольный компонент магнитного поля имеет напряженность 2–3 кГс и наклонен к оси вращения звезды на  $\sim 20^\circ$ . Магнитные полюса дипольного компонента магнитного поля пространственно совпадают с протяженными холодными запятненными областями на уровне фотосферы и с аккреционными

пятнами на хромосферном уровне.

Анализ интенсивного фотометрического мониторинга LkCa 15, выполненного в течение 80 суток на космической обсерватории Kepler, показал, что этот объект относится к группе дипперов и демонстрирует повторяющиеся глубокие ослабления блеска с периодом 5.78 суток. Периодические ослабления блеска различаются по форме, а их продолжительность, глубина и фаза значительно меняются от одного цикла к другому. Это свидетельствует о динамическом взаимодействии между деформированным краем внутреннего диска и звездной магнитосферой, предсказанным современными моделями магнитосферной аккреции. Такое фотометрическое поведение очень похоже на поведение AA Tau – прототипа класса дипперов.

Анализ спектральных данных показал, что вуалирование и лучевая скорость звезды показывают периодические изменения, которые согласуются с фотометрическим периодом. Фотометрический минимум блеска совпадает с максимальным вуалированием и минимальной лучевой скоростью. Это указывает на то, что горячее хромосферное пятно, холодная запятненная область и деформация внутреннего диска согласованы друг с другом по фазе.

Характер вариаций остаточных профилей эмиссионных линий He I, Ca II,  $H_{\beta}$  и  $H_{\alpha}$  подобен характеру вариаций этих линий в случае AA Tau. Самая сильная эмиссия в линии He I совпадает по фазе с максимальным вуалированием, когда горячее аккреционное пятно находится на луче зрения. Широкий абсорбционный компонент линии Ca II, смещенный в длинноволновую сторону, появляется на фазе 0.48, когда основная аккреционная колонна находится прямо на луче зрения. Профили широких эмиссионных линий  $H_{\beta}$  и  $H_{\alpha}$  имеют сложную форму с несколькими абсорбционными компонентами, смещенными как в длинноволновую, так и в коротковолновую сторону. Центральная часть линий  $H_{\beta}$  и  $H_{\alpha}$  демонстрирует значимую периодичность, близкую к периоду вращения звезды. Красные крылья линий  $H_{\beta}$  и Ca II показывают достоверный периодический сигнал  $\sim 5.6$  суток в скоростном диапазоне от 150 до 370 км с<sup>-1</sup>.



Замечательное сходство между спектральной и фотометрической переменностью LkCa 15 и AA Tau позволяет сделать вывод о том, что эта переменность обусловлена одним и тем же процессом, а именно динамическим взаимодействием внутреннего околозвездного диска со звездной магнитосферой, которое способствует развитию деформации внутреннего диска. В свою очередь, кеплеровское вращение такой деформации приводит к периодическим затмениям звезды и появлению вращательной модуляции вуалирования и профилей эмиссионных линий.

Основные различия этих двух систем проявляются на масштабах в несколько десятков астрономических единиц. В частности, диск LkCa 15 имеет большую пылевую полость, простирающуюся примерно на 50 а.е. от звезды, в то время как внешний диск AA Tau имеет многокольцевую структуру. На расстояниях в несколько десятых астрономической единицы от центральной звезды эти системы очень похожи. В частности, LkCa 15 имеет компактный внутренний диск, который виден при большом наклоне, то есть который значительно наклонен по отношению к внешнему переходному диску. Аналогичное рассогласование обнаружено и для AA Tau. Возможной причиной такого рассогласования между внутренним и внешним диском может быть присутствие планеты с массой Юпитера внутри дискового зазора.

## Заключение

В диссертационной работе на основе многолетних архивных фотометрических наблюдений 176 молодых звезд из ОЗ Тельца-Возничего, полученных в рамках программы ROTOR, выполнен статистический анализ фотометрических данных, определены надежные физические параметры и уточнен эволюционный статус большинства объектов. На основе современных фотометрических ПЗС-наблюдений, осуществленных на 1.25-м телескопе АЗТ-11 в КрАО, спектральных и спектрополяриметрических наблюдений, полученных на 2-м телескопе TBL (со спектрографом NARVAL), на 3.6-м телескопе CFHT (со спектрополяриметром ESPaDOnS) и на 3.6-м телескопе ESO (со спектрополяриметром HARPS-Pol), исследованы свойства нескольких наиболее интересных объектов выборки (V410 Tau, AA Tau и LkCa 15), которые демонстрируют различные типы фотометрического и спектрального поведения.

Основные результаты исследования заключаются в следующем:

- Впервые применен статистический подход к описанию свойств многолетних кривых блеска 82 молодых звезд в ОЗ Тельца-Возничего. Большинство WTTS и кандидатов в PMS звезды образуют однородную группу в пространстве статистических параметров и демонстрируют умеренную фотометрическую активность с небольшими амплитудами (до  $0^m.6$ ) и скромными изменениями этой средней амплитуды ( $\sigma_{\Delta V} \leq 0^m.12$ ). Напротив, 57% CTTS показывают заметно большую фотометрическую активность со значительными амплитудами (до  $2^m.0$ ) и ее существенными сезонными вариациями ( $\sigma_{\Delta V} = 0^m.1 \div 0^m.6$ ).
- Долговременная фотометрическая переменность WTTS и кандидатов в PMS звезды обусловлена, в основном, одним физическим механизмом – явлением вращательной модуляции звездного излучения холодными фотосферными пятнами. Напротив, фотометрическая переменность CTTS

вызвана несколькими физическими процессами (пятенной вращательной модуляцией, магнитосферной аккрецией и переменной околозвездной экстинкцией), которые трудно отделить друг от друга при использовании только одной фотометрии из программы ROTOR.

- Впервые предложены два новых статистических параметра, характеризующих тип многолетней кривой блеска. Параметр  $C1 = \langle \frac{V_{med} - V_{max}}{\Delta V} \rangle$  показывает предпочтительный уровень блеска звезды, на котором она остается в течение долгого времени. Параметр  $C2 = \sigma_{V_{max}} / \sigma_{V_{min}}$  характеризует долговременную переменность (годы) яркого уровня блеска относительно переменности слабого уровня блеска. Использование этих двух новых параметров позволяет классифицировать многолетнее фотометрическое поведение, если оно обусловлено только одним доминирующим физическим механизмом. В частности, показано, что многолетнее фотометрическое поведение AA Tau, V521 Cyg и LkCa 15 с высокой долей вероятности может быть обусловлено одним физическим механизмом – переменной околозвездной экстинкцией. Напротив, многолетнее фотометрическое поведение DF Tau, HN Tau и V853 Oph хорошо объясняется значительной нестационарной аккрецией.
- Впервые обнаружены периодические изменения блеска у 22 кандидатов в PMS звезды и подтверждены или уточнены периоды для 30 WTTS и 19 кандидатов в PMS звезды. Показано, что периодические изменения блеска у 30 WTTS и 39 кандидатов в PMS звезды обусловлены явлением пятенной вращательной модуляции. Амплитуда периодического процесса характеризует степень неоднородности распределения пятен по звездной поверхности, а изменение среднего уровня блеска зависит от общей площади запятненных областей. Впервые показано, что в состоянии максимального уровня блеска, группы пятен занимают десятки процентов поверхности молодых звезд, а средняя температура этих пятен на 750-1450

градусов ниже температуры фотосферы.

- Выделена группа из шести наиболее активных и молодых WTTS с рекордными амплитудами периодических изменений блеска ( $0.^m4 - 0.^m8$  в полосе  $V$ ) и возрастом 2–3 млн лет. Речь идет о LkCa 4 ( $0.^m79$ ), V410 Tau ( $0.^m63$ ), V836 Tau ( $0.^m62$ ), LkCa 7 ( $0.^m58$ ), V827 Tau ( $0.^m51$ ) и V830 Tau ( $0.^m45$ ). Все эти объекты демонстрируют самый высокий уровень запятненности среди WTTS, многолетнюю стабильность фазовых кривых блеска (на протяжении 5–20 сезонов) и низкую степень дифференциального вращения (в 3–8 раз меньше чем у Солнца). Согласно современным моделям звездной эволюции эти объекты являются полностью конвективными. Отмечено, что их активность трудно объяснить в рамках теории магнитного динамо солнечного типа, когда генерирование магнитного поля происходит в тонком переходном слое между лучистым ядром и внешней конвективной оболочкой.
- Обнаружены различия между долговременным фотометрическим поведением WTTS и кандидатов в PMS звезды. Если WTTS демонстрируют периодические изменения со средней частотой от 68 до 100%, то средняя частота появления периодических изменений у кандидатов в PMS звезды не превышает 50%, т.е. периодические изменения обнаруживаются в половине наблюдательных сезонов. Кроме того, кандидаты в PMS звезды не показывают феномен стабильности фазы минимума блеска, за исключением двух объектов. Такие различия могут быть обусловлены различным возрастом и разным уровнем активности подгруппы WTTS и подгруппы кандидатов в PMS звезды.
- Ключевым моментом при вычислении надежных значений межзвездной экстинкции молодых переменных звезд является аккуратное определение величин блеска и показателей цвета спокойной фотосферы с учетом при-

чин фотометрической переменности конкретной звезды. Среди 60-ти кандидатов в PMS звезды выявлено шесть объектов с заведомо заниженными оценками  $L_{bol}$  и десять объектов с ненадежными оценками  $R_{bol}$ . Среди звезд выборки с известными периодами вращения обнаружено десять объектов с небольшими углами наклона ( $\sin i \ll \pi/4$ ), для которых оценки радиуса являются явно заниженными.

- Для всех звезд с надежными данными о светимостях и радиусах (35 CTTS, 24 WTTS и 50 кандидатов в PMS звезды) определены звездные массы и возраст. Показано, что среди 50 кандидатов в PMS звезды с надежными данными о светимостях и радиусах имеется 21 объект с возрастом от 1 до 10 млн лет и 29 объектов с возрастом от 11 до 100 млн лет.
- Предложена схема классификации эволюционного статуса объектов выборки с учетом оценок возраста и литературных данных о собственных движениях и эквивалентных ширинах линии Li I. Согласно этой схеме, 30% кандидатов в PMS объекты с возрастом меньше 10 млн лет являются надежными WTTS и 32% этих объектов с возрастом 10–45 млн лет принадлежат к надежным PTTS. Остальные 32% звезд из списка Вихмана имеют ненадежный эволюционный статус. Три объекта с возрастом  $\sim 100$  млн лет классифицированы как звезды НГП. Среди подгруппы хорошо известных WTTS выявлено семь объектов с другим эволюционным статусом: пять звезд с возрастом 10–30 млн лет и две звезды с возрастом порядка 100 млн лет.
- Для 57 звезд с надежными значениями периодов вращения (с возрастом не старше 45 млн лет и находящихся на среднем расстоянии около 140 пс) исследованы возможные связи между вращением, массой и возрастом. Показано, что распределение этих звезд на диаграмме период вращения – возраст можно объяснить различным временем активного взаимодей-

ствия между звездой и диском, которое продолжается от 0.7 до 10 млн лет. Наблюдаемое ускорение вращения в пределах временной шкалы от 1 до 40 млн лет хорошо объясняется быстрым уменьшением момента инерции, в то время как потери углового момента остаются умеренными.

- Выполнено сравнение физических параметров 35 CTTS и 35 WTTS с надежным эволюционным статусом. Показано, что распределения CTTS и WTTS по массам практически совпадают и носят бимодальный характер с двумя явными пиками вблизи  $0.6$  и  $1.8 M_{\odot}$ . Причем, первый пик, соответствующий массе  $0.6 M_{\odot}$ , в три раза выше второго. Этот результат согласуется с предыдущими исследованиями начальной функции масс (НФМ) в этой ОЗ [228]. Своеобразная форма НФМ может быть следствием необычных свойств первичных ядер, из которых формировались небольшие группы протозвезд в этой ОЗ [121]. Примерно 50% молодых звезд, образовавшихся в первичном ядре, могут изгоняться из него и формировать широкую популяцию звезд малых масс и коричневых карликов с плоской НФМ. Остальные объекты могут образовывать кратные системы в пределах первоначальных ядер, постепенно накапливать вещество и формировать популяцию звезд промежуточных масс, НФМ которых имеет пик около  $0.6\text{--}0.8 M_{\odot}$ .
- Согласно с бимодальным распределением CTTS и WTTS по массам, эти объекты были разделены на две группы: звезды малых масс ( $0.2\text{--}1.1 M_{\odot}$ ) и звезды промежуточных масс ( $1.4\text{--}2.6 M_{\odot}$ ). Показано, что маломассивные CTTS имеют в среднем бóльшую светимость и бóльший радиус по сравнению с маломассивными WTTS. Кроме того, маломассивные CTTS вращаются в среднем медленнее ( $\langle P_{rot} \rangle = 6.98$  суток), чем маломассивные WTTS ( $\langle P_{rot} \rangle = 4.31$  суток). Эти результаты находятся в хорошем согласии с эволюционным статусом исследованных объектов.

- Показано, что CTTS и WTTS демонстрируют одинаковое бимодальное распределение по возрастам со средними значениями около 1.9 и 6.1 млн лет для CTTS и 2.3 и 7.0 млн лет для WTTS. Средний возраст более молодой подгруппы WTTS (2.3 млн лет) практически совпадает со моментом прекращения фазы дисковой аккреции (2.3 млн лет), определенным из анализа представительной выборки маломассивных звезд в семи молодых звездных скоплениях [92]. Средний возраст более молодой и представительной подгруппы CTTS (1.9 млн лет) на 0.4 млн лет меньше, чем средний возраст аналогичной подгруппы WTTS (2.3 млн лет). Таким образом, время рассеивания протопланетных дисков, отсчитываемое от момента прекращения процесса аккреции, может быть очень коротким, около 0.4 млн лет, что хорошо согласуется с предыдущими оценками времени диссипации протопланетных дисков (например, [53]) и результатами моделирования эволюции протопланетных дисков ([3]; [4]). Вполне возможно, что бимодальный характер распределения по возрастам обусловлен эффектами селекции. Если распределение по возрастам носит действительно бимодальный характер, то можно предположить, что процесс звездообразования в ОЗ Тельца–Возничего был скорее циклическим, чем непрерывным.
- Все объекты выборки с известными периодами вращения находятся в режиме насыщенного динамо, когда нет значимой корреляции между избытком рентгеновской светимости ( $L_X/L_{\text{bol}}$ ) и числом Россби ( $R_0 = P_{\text{rot}}/\tau_c$ ). Максимальная амплитуда переменности блеска в среднем уменьшается с увеличением возраста объектов выборки и увеличивается с увеличением  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  и  $\text{EW}(\text{Li I})$ . Обнаружена статистически значимая зависимость между  $\text{EW}(\text{Li I})$  и возрастом PMS звезд солнечной массы (от 0.7 до  $1.2 M_{\odot}$ ). Чем больше возраст, тем меньше значение  $\text{EW}(\text{Li I})$ . Этот результат находится в очень хорошем согласии с предсказаниями классических моделей, объясняющих эволюцию атмосферного избытка Li в течение

PMS-стадии развития звезд солнечных масс.

- Уточнен период вращения WTTS V410 Tau и вычислены обновленные эфемериды ее кривой блеска. Отмечено, что изменения рентгеновского потока и потока в линии  $H_\alpha$  не показывают корреляции с пятенной вращательной модуляцией, наблюдаемой в фотометрической кривой блеска. Во время интенсивной 11-дневной фотометрической кампании зарегистрировано 9 вспышек. Вспышки на V410 Tau происходят с частотой  $\sim 2$  события в сутки и превосходят по своей энергетике самые мощные вспышки, обнаруженные на звездах типа UV Cet и RS CVn (до  $9.4 \times 10^{36}$  эрг). Непрерывная микровспышечная активность, которая проявляется в спектральных данных через широкий эмиссионный компонент линии  $H_\alpha$ , является источником нагрева короны и может отвечать за спокойную составляющую рентгеновского излучения звезды.
- Впервые показано, что учет поправок за сильную запятненность V410 Tau (47–53%) может увеличить значения ее возраста ( $\sim 2$  млн лет) и массы ( $1.5 - 1.8 M_\odot$ ). Обнаружено, что эпоха стабильного фотометрического поведения V410 Tau, длившаяся около 20 лет (с 1986 по 2006 г.), закончилась в 2007 г., когда амплитуда периодического процесса почти полностью исчезла и достигла своего минимального значения  $0.^m05$ . На протяжении следующих 10 лет (с 2008 по 2017 г.) V410 Tau демонстрировала более сложную по форме кривую блеска с небольшой амплитудой переменности (от  $0.^m05$  до  $0.^m33$ ). Значительное уменьшение амплитуды периодического процесса связано с тем, что пятна почти равномерно распределились по звездной поверхности. Этот вывод подтверждается результатами длительного спектрополяриметрического мониторинга, выполненного в 2008–2016 гг. Показано, что V410 Tau демонстрирует низкий уровень дифференциального вращения, который, как минимум, в пять раз меньше дифференциального вращения Солнца.



- Тщательный анализ результатов нескольких кооперативных программ исследований AA Tau и LkCa 15 показал, что особенности спектральной и фотометрической переменности этих двух звезд обусловлены одним и тем же процессом – динамическим взаимодействием внутреннего околозвездного диска с наклоненной относительно оси вращения звезды дипольной составляющей магнитного поля, что способствует развитию деформации внутреннего диска. В свою очередь, кеплеровское вращение такой деформации приводит к появлению периодических фотометрических затмений звезды и явлению вращательной модуляции вувалирования и профилей эмиссионных линий. Такие особенности фотометрического поведения характерны для представительной группы молодых звезд, относящихся к классу так называемых дипперов, прототипом которых была признана AA Tau [55].
- Сделан вывод о том, что темп аккреции у поверхности этих двух звезд является переменным и на порядок величины меньше, чем темп аккреции на внутреннем крае диска, который расположен на радиусе коротации. Это говорит о том, что AA Tau находится в режиме пропеллера, когда большая часть аккрецирующего вещества во внутренних областях диска выбрасывается наружу, и только небольшая часть вещества достигает поверхности звезды. LkCa 15 может находиться в таком же режиме.
- Показано, что на расстояниях в несколько десятых астрономической единицы от центральной звезды эти две системы очень похожи. В частности, LkCa 15 имеет компактный внутренний диск, который виден при большом наклоне, то есть который значительно наклонен по отношению к внешнему переходному диску. Аналогичное рассогласование обнаружено и для AA Tau. Возможной причиной такого рассогласования между внутренним и внешним диском может быть присутствие внутри дискового зазора планеты с массой Юпитера.

Подводя итоги проведенного исследования, можно с уверенностью утверждать, что основные задачи диссертационной работы были успешно решены и все поставленные цели достигнуты. До конца не удалось решить только одну задачу, которая заключалась в попытке выделить различные типы фотометрического поведения в зависимости от конкретного физического механизма. Исследования показали, что фотометрическая переменность CTTS обусловлена одновременным участием нескольких физических механизмов (пятенной вращательной модуляции, магнитосферной аккреции и переменной околозвездной экстинкции), которые трудно отделить друг от друга при использовании только одной фотометрии из программы ROTOR. Для решения этой задачи необходимо выполнить одновременные интенсивные фотометрические, спектральные и спектрополяриметрические исследования некоторых наиболее интересных объектов. Эффективность применения такого комплексного подхода была убедительно продемонстрирована в последних двух главах диссертации на примере трех объектов выборки: V410 Tau, AA Tau и LkCa 15.

В настоящей диссертации не отражены результаты наших недавних комплексных исследований RY Tau, SU Aur и RW Aur A. Эти исследования показали, что одним из основных источников фотометрической, спектральной и поляриметрической переменности молодых звезд может быть запыленный дисковый ветер [69]; [134]; [266]; [268]; [301].

Перспективы дальнейшей разработки темы диссертации состоят в продолжении исследований, которые позволят повысить точность определения физических параметров молодых звезд. В первую очередь идет речь о таких параметрах как светимость и эффективная температура. Использование индивидуальных параллаксов, измеренных в рамках астрометрического проекта GAIA, поможет получить более надежные значения для светимости. Значительно сложнее задача уточнения эффективной температуры молодых звезд. Наши исследования показали, что фотосферы таких объектов имеют большое количество прохладных пятен, которые вносят значительную неопределенность в оценку

температуры спокойной фотосферы. С одной стороны, необходимо развивать новые методики измерения температуры спокойной фотосферы с учетом степени запятненности. С другой стороны, следует разрабатывать такие модели начальной звездной эволюции, которые учитывали бы влияние сильных магнитных полей и наличие протяженных запятненных областей. Для лучшего понимания сложных процессов аккреции и истечения вещества в окрестностях молодых звезд необходимо получить ультрафиолетовые и оптические спектры высокого разрешения одновременно с рентгеновскими космическими наблюдениями. Такие комплексные исследования начаты в конце 2020 года в рамках международных проектов ULLYSES и ODYSSEUS.

В заключении следует отметить, что работы по массовой фотометрии молодых звезд были начаты в 80-х годах прошлого века в Астрономическом институте АН Узбекистана по инициативе заведующего отделом переменных звезд В.С. Шевченко, который оказывал всестороннюю поддержку этим исследованиям в течение всей своей жизни, вплоть до 2000 года. Во время тяжелого экономического кризиса, который имел место после распада Советского Союза, неоценимую помощь нашим исследованиям оказали профессор W. Herbst (Wesleyan University, Middletown, USA), С.М. Gaskell (University of Nebraska, Lincoln, USA) и С.Ф. Prosser (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, USA).

Выражаю глубокую благодарность всем сотрудникам отдела переменных звезд АИ АН Республики Узбекистан, которые принимали участие в создании уникальной фотометрической базы данных в течение всего периода наблюдений или в отдельные наблюдательные сезоны: С.Ю. Мельникову, М.А. Ибрагимову, С.Д. Якубову, О.В. Ежковой, В.Б. Кондратьеву, А.В. Чернышеву, Д.М. Алексееву, С.А. Артеменко, М.У. Эшанкуловой, Д.В. Стрельникову, Д.А. Малахову, Т.Л. Чернышевой. Я сердечно признателен моему коллеге и другу J. Bouvier за предоставленную возможность многократных посещений различных научных центров Франции, благодаря которым возникли плодотворные контакты со многими исследователями молодых звезд.

## Список сокращений и условных обозначений

ГП	—	главная последовательность
ГР	—	Герцшпрунг–Рессел
ЗО	—	запятненная область
ИК	—	инфракрасный
НГП	—	начальная главная последовательность
НФМ	—	начальная функция масс
ОЗ	—	область звездообразования
УФ	—	ультрафиолетовый
СТТС	—	классическая звезда типа Т Тельца
FAR	—	вероятность ложной тревоги
HAeBe	—	звезда типа Ae/Be Хербига
LSD	—	техника деконволюции методом наименьших квадратов
PDM	—	минимизация фазовой дисперсии
PMS	—	звезда на стадии до главной последовательности
PTTS	—	звезда после стадии TTS
RV	—	лучевая скорость
TTS	—	звезда типа Т Тельца
WTTS	—	слабоэмиссионная звезда типа Т Тельца
ZAMS	—	звезда ГП нулевого возраста
ZDI	—	доплер-зеемановское картирование

## Список литературы

1. Adams W., Pease F. G. The Spectrum of T Tauri // Publications of the Astronomical Society of the Pacific. — 1915. — Vol. 27. — P. 132–133.
2. Alencar S. H. P., Teixeira P. S., Guimaraes M. M. et al. Accretion dynamics and disk evolution in NGC 2264: a study based on CoRoT photometric observations // Astronomy and Astrophysics. — 2010. — Vol. 519. — P. A88–A95.
3. Alexander R. D., Clarke C. J., Pringle J. E. Photoevaporation of protoplanetary discs - I. Hydrodynamic models // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2006. — Vol. 369. — P. 216–228.
4. Alexander R. D., Clarke C. J., Pringle J. E. Photoevaporation of protoplanetary discs - II. Evolutionary models and observable properties // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2006. — Vol. 369. — P. 229–239.
5. Ammler M., Joergens V., Neuhäuser R. What are the temperatures of T Tauri stars? Constraints from coeval formation of young eclipsing binaries // Astronomy and Astrophysics. — 2005. — Vol. 440. — P. 1127–1132.
6. Anderson L., Kuhi L. V. Hydrogen emission phenomena in T Tauri stars // Communications of the Konkoly Observatory. — 1969. — Vol. 6. — P. 93–102.
7. Andre P., Montmerle T., Feigelson E. D. A VLA Survey of Radio-Emitting Young Stars in the Rho Ophiuchi Dark Cloud // Astronomical Journal. — 1987. — Vol. 93. — P. 1182–1198.
8. Andrews S. M., Rosenfeld K. A., Kraus A. L., Wilner D. J. The Mass Dependence between Protoplanetary Disks and their Stellar Hosts // Astrophysical Journal. — 2013. — Vol. 771. — P. id. 129, 40 pp.
9. Appenzeller I., Dearborn D. S. P. Brightness variations caused by surface magnetic fields in pre-main-sequence stars // Astrophysical Journal. — 1984. — Vol. 278. — P. 689–694.
10. Appenzeller I., Mundt R. T Tauri stars // Astronomy and Astrophysics Review. — 1989. — Vol. 1. — P. 291–334.

11. Barnard E. E. On the Variable Nebula of Hind (NGC 1555) and Struve (NGC 1554) in Taurus, and on the Nebulous Condition of the Variable Star T Tauri // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 1895. — Vol. 55. — P. 442–452.
12. Barnes S. A. An Assessment of the Rotation Rates of the Host Stars of Extrasolar Planets // Astrophysical Journal. — 2001. — Vol. 561. — P. 1095–1106.
13. Basri G., Martín E. L., Bertout C. The lithium resonance line in T Tauri stars // Astronomy and Astrophysics. — 1991. — Vol. 252. — P. 625–638.
14. Basril G., Bertout C. Accretion Disks around T Tauri Stars. II. Balmer Emission // Astrophysical Journal. — 1989. — Vol. 341. — P. 340–358.
15. Bastian U., Finkenzeller U., Jaschek C., Jaschek M. The definition of T Tauri and Herbig Ae/Be stars // Astronomy and Astrophysics. — 1983. — Vol. 126. — P. 438–439.
16. Beckwith S., Sargent A., Chini R. S., Güsten R. A Survey for Circumstellar Disks around Young Stellar Objects // Astronomical Journal. — 1990. — Vol. 99. — P. 924–945.
17. Beckwith S., Sargent A. I., Scoville N. Z. et al. Small-scale structure of the circumstellar gas of HL Tauri and R Monocerotis // Astrophysical Journal. — 1986. — Vol. 309. — P. 755–761.
18. Beckwith S., Zuckerman B., Skrutskie M. F., Dyck H. M. Discovery of solar system-size halos around young stars // Astrophysical Journal. — 1984. — Vol. 287. — P. 793–800.
19. Beljawsky S. 23 neue veränderliche Sterne // Astronomische Nachrichten. — 1928. — Vol. 234. — P. 41–45.
20. Beristain G., Edwards S., Kwan J. Helium Emission from Classical T Tauri Stars: Dual Origin in Magnetospheric Infall and Hot Wind // Astrophysical Journal. — 2001. — Vol. 551. — P. 1037–1064.
21. Bertout C. T Tauri and its enigmatic companion // L'Astronomie. — 1984. — Vol. 98. — P. 173–184.

22. Bertout C. T Tauri stars: wild as dust // Annual review of astronomy and astrophysics. — 1989. — Vol. 27. — P. 351–395.
23. Bertout C. Occultation of young stellar objects by circumstellar disks. I. Theoretical expectations and preliminary comparison with observations // Astronomy and Astrophysics. — 2000. — Vol. 363. — P. 984–990.
24. Bertout C., Genova F. A kinematic study of the Taurus-Auriga T association // Astronomy and Astrophysics. — 2006. — Vol. 460. — P. 499–518.
25. Bessell M. S. The Late M Dwarfs // Astronomical Journal. — 1991. — Vol. 101. — P. 662–676.
26. Bessell M. S., Castelli F., Plez B. Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars // Astronomy and Astrophysics. — 1998. — Vol. 333. — P. 231–250.
27. Bessolaz N. ., Zanni C., Ferreira J. et al. Accretion funnels onto weakly magnetized young stars // Astronomy and Astrophysics. — 2008. — Vol. 478. — P. 155–162.
28. Bieging J. H., Cohen M. On the Radio Variability of V410 Tauri // Astronomical Journal. — 1989. — Vol. 98. — P. 1686–1692.
29. Bieging J. H., Cohen M., Schwartz P. R. VLA observations of T Tauri stars. II. A luminosity limited survey of Taurus-Auriga // Astrophysical Journal. — 1984. — Vol. 282. — P. 699–708.
30. Bodman E. H., Quillen A. C., Ansdell M., et al. Dippers and dusty disc edges: new diagnostics and comparison to model predictions // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2017. — Vol. 470. — P. 202–223.
31. Bouvier J., Alencar S. H. P., Bouvier T. et al. Magnetospheric accretion-ejection processes in the classical T Tauri star AA Tauri // Astronomy and Astrophysics. — 2007. — Vol. 463. — P. 1017–1028.
32. Bouvier J., Bertout C. Spots on T Tauri stars // Astronomy and Astrophysics. — 1989. — Vol. 211. — P. 99–114.
33. Bouvier J., Bertout C., Benz W., Mayor M. Rotation in T Tauri stars. I.

- Observations and immediate analysis // *Astronomy and Astrophysics*. — 1986. — Vol. 165. — P. 110–119.
34. Bouvier J., Bertout C., Bouchet P. Spots on T Tauri stars : the photometric database // *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.* — 1988. — Vol. 75. — P. 1–19.
  35. Bouvier J., Cabrit S., Fernandez M. et al. COYOTES I: the photometric variability and rotational evolution of T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1993. — Vol. 272. — P. 176–206.
  36. Bouvier J., Chelli A., Allain S. et al. Magnetospheric accretion onto the T Tauri star AA Tauri. I. Constraints from multisite spectrophotometric monitoring // *Astronomy and Astrophysics*. — 1999. — Vol. 349. — P. 619–635.
  37. Bouvier J., Grankin K., Ellerbroek L. E. et al. AA Tauri’s sudden and long-lasting deepening: enhanced extinction by its circumstellar disk // *Astronomy and Astrophysics*. — 2013. — Vol. 557. — P. A77, 9 pp.
  38. Bouvier J., Grankin K. N., Alencar S. H. P. et al. Eclipses by circumstellar material in the T Tauri star AA Tau. II. Evidence for non-stationary magnetospheric accretion // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 409. — P. 169–192.
  39. Bouvier J., Wichmann R., Grankin K. et al. COYOTES IV: the rotational periods of low-mass Post-T Tauri stars in Taurus // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 318. — P. 495–505.
  40. Breger M. Pre-main sequence stars. 3. Herbig Be/Ae stars and other selected objects // *Astrophysical Journal*. — 1974. — Vol. 188. — P. 53–58.
  41. Broeg C., Joergens V., Fernández M. et al. Rotational periods of T Tauri stars in Taurus-Auriga, south of Taurus-Auriga, and in MBM12 // *Astronomy and Astrophysics*. — 2006. — Vol. 450. — P. 1135–1148.
  42. Brown S. F., Donati J.-F., Rees D. E., Semel M. Zeeman-Doppler imaging of solar-type and AP stars. IV. Maximum entropy reconstruction of 2D magnetic topologies // *Astronomy and Astrophysics*. — 1991. — Vol. 250. — P. 463–474.



43. Bruck M. T. Photographic V and R magnitudes of T Tauri stars and related objects in Orion // Publications of the Royal Observatory, Edinburgh. — 1971. — Vol. 7. — P. 63–72.
44. Burnham S. W. Note on Hind's Variable Nebula in Taurus // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 1890. — Vol. 51. — P. 94–95.
45. Byrne P. B. // in The astronomy and astrophysics encyclopedia / Ed. by S. P. Maran. — Cambridge: Cambridge University Press, 1992. — P. 783.
46. Camenzind M. Magnetized Disk-Winds and the Origin of Bipolar Outflows // Reviews in Modern Astronomy. — 1990. — Vol. 3. — P. 234–265.
47. Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction // Astrophysical Journal. — 1989. — Vol. 345. — P. 245–256.
48. Carroll T. A., Strassmeier K. G., Rice J. B., Künstler A. The magnetic field topology of the weak-lined T Tauri star V410 Tauri. New strategies for Zeeman-Doppler imaging // Astronomy and Astrophysics. — 2012. — Vol. 548. — P. id. A95, 18 pp.
49. Ceraski W. Deux nouvelles variables // Astronomische Nachrichten. — 1906. — Vol. 170. — P. 339–340.
50. Ceraski W. Une nouvelle variable 3.1913 Aurigae // Astronomische Nachrichten. — 1913. — Vol. 193. — P. 439–440.
51. Chalonge D., Divan L., Mirzoyan L. V. Spectrophotometric studies of nonstable stars II. On the spectrum of RW Aurigae in the region 3080 – 6100 Å // Astrophysics. — 1971. — Vol. 7. — P. 204–215.
52. Choi P. I., Herbst W. Rotation Periods of Stars in the Orion Nebula Cluster: The Bimodal Distribution // Astronomical Journal. — 1996. — Vol. 111. — P. 283–298.
53. Cieza L., Padgett D. L., Stapelfeldt K. R. et al. The Spitzer c2d Survey of Weak-Line T Tauri Stars. II. New Constraints on the Timescale for Planet Building // Astrophysical Journal. — 2007. — Vol. 667. — P. 308–328.

54. Clarke C. J., Bouvier J. A comparison of the rotational properties of T Tauri stars in Orion and Taurus // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2000. — Vol. 319. — P. 457–466.
55. Cody A. M., Stauffer J., Baglin A. et al. CSI 2264: Simultaneous Optical and Infrared Light Curves of Young Disk-bearing Stars in NGC 2264 with CoRoT and Spitzer - Evidence for Multiple Origins of Variability // *Astronomical Journal*. — 2014. — Vol. 147. — P. id. 82, 47 pp.
56. Cohen M. Infrared observations of young stars - VI. A 2- to 4-micron search for molecular features // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1975. — Vol. 173. — P. 279–293.
57. Cohen M. Infrared observations of young stars - VIII. Spectra in the ten-micron region // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1980. — Vol. 191. — P. 499–509.
58. Cohen M. HL Tauri and its circumstellar disk // *Astrophysical Journal*. — 1983. — Vol. 270. — P. L69–L71.
59. Cohen M., Bieging J. H., Schwartz P. R. VLA observation of mass loss from T Tau stars // *Astrophysical Journal*. — 1982. — Vol. 253. — P. 707–715.
60. Cohen M., Kuhl L. Observational studies of pre-main-sequence evolution // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 1979. — Vol. 41. — P. 743–843.
61. Collier-Cameron A., Campbell C. G. Rotational evolution of magnetic T Tauri stars with accretion discs // *Astronomy and Astrophysics*. — 1993. — Vol. 274. — P. 309–318.
62. Collier-Cameron A., Campbell C. G., Quaintrell H. Rotational evolution of magnetic T Tauri stars with accretion discs. II. Approach to the main sequence // *Astronomy and Astrophysics*. — 1995. — Vol. 298. — P. 133–142.
63. Costa V. M., Lago M. T. V. T., Norci L., Meurs E. J. A. T Tauri stars: The UV/X-ray connection // *Astronomy and Astrophysics*. — 2000. — Vol. 354. — P. 621–635.
64. Covino E., Terranegra L., Franchini M. et al. UBV(RI)C photometric monitor-

- ing of Orion population stars in the Southern Hemisphere // *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. — 1992. — Vol. 94. — P. 273–290.
65. Czekala I., Andrews S. M., Mandel K. S. et al. Constructing a Flexible Likelihood Function for Spectroscopic Inference // *Astrophysical Journal*. — 2015. — Vol. 812. — P. 128–148.
66. de Jager C., Heise J., Avgoloupis S. et al. Simultaneous optical and X-ray observations of a flare on BY Draconis // *Astronomy and Astrophysics*. — 1986. — Vol. 156. — P. 95–100.
67. de Jager C., Nieuwenhuijzen H. A new determination of the statistical relations between stellar spectral and luminosity classes and stellar effective temperature and luminosity // *Astronomy and Astrophysics*. — 1987. — Vol. 177. — P. 217–227.
68. DeWarf L. E., Sepinsky J. F., Guinan E. F. et al. Intrinsic Properties of the Young Stellar Object SU Aurigae // *Astrophysical Journal*. — 2003. — Vol. 590. — P. 357–367.
69. Dodin A., Grankin K., Lamzin S. et al. Analysis of colour and polarimetric variability of RW Aur A in 2010-2018 // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2019. — Vol. 482. — P. 5524–5541.
70. Donati J.-F., Bouvier J., Alencar S. H. P. et al. The magnetic propeller accretion regime of LkCa 15 // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*. — 2019. — Vol. 483. — P. L1–L5.
71. Donati J.-F., Bouvier J., Walter F. M. et al. Non-stationary dynamo and magnetospheric accretion processes of the classical T Tauri star V2129 Oph // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2011. — Vol. 412. — P. 2454–2468.
72. Donati J.-F., Gregory S. G., Alencar S. H. P. et al. Magnetometry of the classical T Tauri star GQ Lup: non-stationary dynamos and spin evolution of young Suns // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2012. — Vol. 425. — P. 2948–2963.

73. Donati J.-F., Hébrard E., Hussain G. et al. Modelling the magnetic activity and filtering radial velocity curves of young Suns : the weak-line T Tauri star LkCa 4 // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2014. — Vol. 444. — P. 3220–3229.
74. Donati J.-F., Hébrard E., Hussain G. A. J. et al. Magnetic activity and hot Jupiters of young Suns: the weak-line T Tauri stars V819 Tau and V830 Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2015. — Vol. 453. — P. 3706–3719.
75. Donati J.-F., Howarth I. D., Jardine M. M. et al. The surprising magnetic topology of  $\tau$  Sco: fossil remnant or dynamo output? // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2006. — Vol. 370. — P. 629–644.
76. Donati J.-F., Jardine M. M., Gregory S. G. et al. Magnetospheric accretion on the T Tauri star BP Tauri // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2008. — Vol. 386. — P. 1234–1251.
77. Donati J.-F., Paletou F., Bouvier J., Ferreira J. Direct detection of a magnetic field in the innermost regions of an accretion disk // *Nature*. — 2005. — Vol. 438. — P. 466–469.
78. Donati J.-F., Semel M., Carter B. D. et al. Spectropolarimetric observations of active stars // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1997. — Vol. 291. — P. 658–682.
79. Donati J.-F., Skelly M. B., Bouvier J. et al. Magnetospheric accretion and spin-down of the prototypical classical T Tauri star AA Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2010. — Vol. 409. — P. 1347–1361.
80. Donati J.-F., Yu L., Moutou C. et al. The hot Jupiter of the magnetically active weak-line T Tauri star V830 Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2017. — Vol. 465. — P. 3343–3360.
81. Doyle J. G., Butler C. J. Ultraviolet radiation from stellar flares and the coronal X-ray emission for dwarf-Me stars // *Nature*. — 1985. — Vol. 313. — P. 378–380.
82. Doyle J. G., Butler C. J., Bryne P. B., van den Oord G. H. J. Rotational

- modulation and flares on RS CVn and BY Dra systems. VII. simultaneous X-ray, radio and optical data for the dMe star YZ CMi on 4/5 March 1985 // *Astronomy and Astrophysics*. — 1988. — Vol. 193. — P. 229–247.
83. Doyle J. G., van den Oord G. H. J., Butler C. J. Optical flares from the dwarf M star V577 Mon (Gliese 234 AB = Ross 614) // *Astronomy and Astrophysics*. — 1989. — Vol. 208. — P. 208–212.
84. Ducourant C., Teixeira R., Périé J. P. et al. Pre-main sequence star Proper Motion Catalogue // *Astronomy and Astrophysics*. — 2005. — Vol. 438. — P. 769–778.
85. Dworetzky M. M. A period-finding method for sparse randomly spaced observations or "How long is a piece of string?" // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1983. — Vol. 203. — P. 917–924.
86. Eaton J. A., Poe C. H. The Variability of HD 17433 // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1986. — Vol. No. 2846. — P. 1–3.
87. Edwards S., Hartigan P., Ghandour L., Andrusis C. Spectroscopic Evidence for Magnetospheric Accretion in Classical T Tauri Stars // *Astronomical Journal*. — 1994. — Vol. 108. — P. 1056–1070.
88. Ehgamberdiev S. A., Baijumanov A. K., Ilyasov S. P. et al. The astroclimate of Maidanak Observatory in Uzbekistan // *Astronomy and Astrophysics Supplement*. — 2000. — Vol. 145. — P. 293–304.
89. Espaillat C., Calvet N., D'Alessio P. et al. On the Diversity of the Taurus Transitional Disks: UX Tauri A and LkCa 15 // *Astrophysical Journal*. — 2007. — Vol. 670. — P. L135–L138.
90. Fang M., Pascucci I., Edwards S., et al. A New Look at T Tauri Star Forbidden Lines: MHD-driven Winds from the Inner Disk // *Astrophysical Journal*. — 2018. — Vol. 868. — P. id. 28, 35 pp.
91. Fang M., van Boekel R., Wang W., et al. Star and protoplanetary disk properties in Orion's suburbs // *Astronomy and Astrophysics*. — 2009. — Vol. 504. — P. 461–489.

92. Fedele D., van den Ancker M. E., Henning T. et al. Timescale of mass accretion in pre-main-sequence stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2010. — Vol. 510. — P. id.A72, 7pp.
93. Feigelson E. D., DeCampli W. M. Observations of X-ray emission from T Tauri stars // *Astrophysical Journal Letters*. — 1981. — Vol. 243. — P. L89–L93.
94. Feigelson E. D., Jackson J. M., Mathieu R. D. et al. An X-ray survey for pre-main-sequence stars in the Taurus-Auriga and Perseus molecular cloud complexes // *Astronomical Journal*. — 1987. — Vol. 94. — P. 1251–1259.
95. Feigelson E. D., Kriss G. A. Discovery of three X-ray luminous pre-main-sequence stars // *Astrophysical Journal Letters*. — 1981. — Vol. 248. — P. L35–L38.
96. Fernandez M., Miranda L. F. Spectroscopy of low mass pre-main sequence stars: photospheric spots and chromospheric activity // *Astronomy and Astrophysics*. — 1998. — Vol. 332. — P. 629–642.
97. Fernández M., Stelzer B., Henden A. et al. The weak-line T Tauri star V410 Tau. II. A flaring star // *Astronomy and Astrophysics*. — 2004. — Vol. 427. — P. 263–278.
98. Ferreira J. Magnetically-driven jets from Keplerian accretion discs // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 319. — P. 340–359.
99. Fischer W., Edwards S., Hillenbrand L., Kwan J. Characterizing the IYJ Excess Continuum Emission in T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 2011. — Vol. 730. — P. id. 73, 27 pp.
100. Fleming T. A., Liebert J., Gioia I. M., Maccacaro T. M Dwarfs from the Einstein Extended Medium-Sensitivity Survey // *Astrophysical Journal*. — 1988. — Vol. 331. — P. 958–973.
101. Folsom C. P., Petit P., Bouvier J., et al. The evolution of surface magnetic fields in young solar-type stars - I. The first 250 Myr // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2016. — Vol. 457. — P. 580–607.
102. France K., Schindhelm R., Burgh E. B. et al. The Far-ultraviolet "Continu-

- um" in Protoplanetary Disk Systems. II. Carbon Monoxide Fourth Positive Emission and Absorption // *Astrophysical Journal*. — 2011. — Vol. 734. — P. A31, 11 pp.
103. Friend M. T., Martin J. S., Smith R. C., Jones D. H. P. The 8190-Å sodium doublet in cataclysmic variables - II. Too cool for comfort // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1990. — Vol. 246. — P. 637–653.
104. Frink S., Röser S., Neuhäuser R., Sterzik M. F. New proper motions of pre-main sequence stars in Taurus-Auriga // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 325. — P. 613–622.
105. Furlan E., Hartmann L., Calvet N. et al. A Survey and Analysis of Spitzer Infrared Spectrograph Spectra of T Tauri Stars in Taurus // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 2006. — Vol. 165. — P. 568–605.
106. Furlan E., Luhman K. L., Espaillat C. et al. The Spitzer Infrared Spectrograph Survey of T Tauri Stars in Taurus // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 2011. — Vol. 195. — P. id. 3, 45 pp.
107. Gahm G. F. On the mass loss from T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1970. — Vol. 8. — P. 73–75.
108. Gahm G. F. // *Variable Stars and Stellar Evolution, Proceedings of the 67th IAU Symposium* / Ed. by V. E. Sherwood, L. Plaut. — Moscow, USSR, July 29 – August 04, 1974: IAU Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1975. — P. 101–107.
109. Gahm G. F. // *Flare Stars in Star Clusters, Associations, and the Solar Vicinity. Proceedings of the 137th IAU Symposium* / Ed. by L. V. Mirzoyan, B. R. Pettersen, M. K. Tsvetkov. — Byurakan, Armenia, U.S.S.R., October 23-27, 1989: Kluwer Academic, Dordrecht, The Netherlands, Boston, MA, 1990. — P. 193–206.
110. Gahm G. F., Nordh H. L., Olofsson S. G., Carlborg N. C. J. Simultaneous spectroscopic and photoelectric observations of the T Tauri star RU Lupi // *Astronomy and Astrophysics*. — 1974. — Vol. 33. — P. 399–411.

111. Gahm G. F., Petrov P. P., Duemmler R. et al. RW Aur A, a close binary? // *Astronomy and Astrophysics*. — 1999. — Vol. 352. — P. L95–L98.
112. GaiaCollaboration, Brown A. G. A., Vallenari A. et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties // *Astronomy and Astrophysics*. — 2018. — Vol. 616. — P. id. A1, 22 pp.
113. Galli P. A. B., Loinard L., Ortiz-Léon G. N. et al. The Gould’s Belt Distances Survey (GOBELINS). IV. Distance, Depth, and Kinematics of the Taurus Star-forming Region // *Astrophysical Journal*. — 2018. — Vol. 859. — P. id. 33, 27 pp.
114. Ghez A. M., Neugebauer G., Matthews K. The Multiplicity of T Tauri Stars in the Star Forming Regions Taurus-Auriga and Ophiuchus-Scorpius: A 2.2 Micron Speckle Imaging Survey // *Astronomical Journal*. — 1993. — Vol. 106. — P. 2005–2023.
115. Ghez A. M., Weinberger A. J., Neugebauer G. et al. Speckle Imaging Measurements of the Relative Tangential Velocities of the Components of T Tauri Binary Stars // *Astronomical Journal*. — 1995. — Vol. 110. — P. 753–765.
116. Ghez A. M., White R. J., Simon M. High Spatial Resolution Imaging of Pre-Main-Sequence Binary Stars: Resolving the Relationship between Disks and Close Companions // *Astrophysical Journal*. — 1997. — Vol. 490. — P. 353–367.
117. Ghosh P., Lamb F. K. Accretion by rotating magnetic neutron stars. III. Accretion torques and period changes in pulsating X-ray sources // *Astrophysical Journal*. — 1979. — Vol. 234. — P. 296–316.
118. Gomez M., Jones B. F., Hartmann L. et al. On the Ages of Pre-Main-Sequence Stars in Taurus // *Astronomical Journal*. — 1992. — Vol. 104. — P. 762–773.
119. Goodson A. P., Winglee R. M. Jets from Accreting Magnetic Young Stellar Objects. II. Mechanism Physics // *Astrophysical Journal*. — 1999. — Vol. 524. — P. 159–168.
120. Goodson A. P., Winglee R. M., Böhm K. H. Time-dependent Accretion by Magnetic Young Stellar Objects as a Launching Mechanism for Stellar Jets //



- Astrophysical Journal. — 1997. — Vol. 489. — P. 199–209.
121. Goodwin S. P., Whitworth A. P., Ward-Thompson D. An explanation for the unusual IMF in Taurus // *Astronomy and Astrophysics*. — 2004. — Vol. 419. — P. 543–547.
122. Gordon I. M. The Physical Nature of Nonthermal Emission in the Spectra of T Tau Stars and the Problem of the Origin of Cosmic Rays. I. // *Astronomicheskii Zhurnal*. — 1958. — Vol. 35. — P. 420–428.
123. Grankin K. N. Discovery of 5.66 Day Periodicity of HBC 379 = NTTS 041636+2743 = TAP 29 = LkCa 7 // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1992. — Vol. No. 3720. — P. 1–4.
124. Grankin K. N. Periodic Light Variations in Ten Weak Emission T Tauri Stars in Taurus-Auriga Complex // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1993. — Vol. No. 3823. — P. 1–3.
125. Grankin K. N. On the Stability of Spotted Regions on Stellar Surfaces of Weak-Line T Tauri Stars // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1994. — Vol. No. 4042. — P. 1–4.
126. Grankin K. N. Rotation Periods for Four Low-Mass Stars in the Taurus-Auriga Region with CaII Emission // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1996. — Vol. No. 4316. — P. 1–2.
127. Grankin K. N. // *Low Mass Star Formation - from Infall to Outflow*. Poster proceedings of IAU Symposium No. 182. Chamonix, France, 20-24 January 1997 / Ed. by F. Malbet, A. Castets. — Observatoire de Grenoble, 1997a. — P. 281–283.
128. Grankin K. N., Artemenko S. A. Drastic Changes in Photometric Variability of V410 Tau // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 2009. — Vol. No. 5907. — P. 1–4.
129. Grankin K. N., Artemenko S. A., Melnikov S. Y. Photometry of 39 PMS Variables in the Taurus-Auriga Region // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 2007. — Vol. No. 5752. — P. 1–4.

130. Grankin K. N., Bouvier J., Herbst W., Melnikov S. Y. Results of the ROTOR-program. II. The long-term photometric variability of weak-line T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2008. — Vol. 479. — P. 827–843.
131. Grankin K. N., Granzer T., Strassmeier K. G. // in 1st Potsdam Thinkshop on Sunspots and Starspots Poster Proceedings, Potsdam, Germany, May 6–10, 2002. — Potsdam: 2002. — P. 77.
132. Grankin K. N., Ibragimov M. A., Melnikov S. J. et al. The Discovery of 5.37 Day Periodicity of VY Tau // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1991. — Vol. No. 3658. — P. 1–4.
133. Grankin K. N., Melnikov S. Y., Bouvier J. et al. Results of the ROTOR-program. I. The long-term photometric variability of classical T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 461. — P. 183–195.
134. Grankin K. N., Shenavrin V. I., Irmambetova T. R., Petrov P. P. SU Aur: A Deep Fading Event in Visible and Near-Infrared Bands // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 2018. — Vol. No. 6253. — P. 1–4.
135. Grasdalen G. L., Strom S. E., Strom K. M. et al. High spatial resolution IR observations of young stellar objects: a possible disk surrounding HL Tauri // *Astrophysical Journal*. — 1984. — Vol. 283. — P. L57–L61.
136. Gray R. O. The Absolute Flux Calibration of Strömgren uvby Photometry // *Astronomical Journal*. — 1998. — Vol. 116. — P. 482–485.
137. Greenstein J. L. A Possible Energy Source for T Tauri Stars // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1950. — Vol. 62. — P. 156–162.
138. Grinin V. P., Kiselev N. N., Minikulov N. K. et al. The investigations of 'zodiacal light' of isolated AE-Herbig stars with non-periodic Algol-type minima // *Astrophysics and Space Science*. — 1991. — Vol. 186. — P. 283–298.
139. Grosso N., Bouvier J., Montmerle T. et al. Observation of enhanced X-ray emission from the CTTS AA Tauri during one transit of an accretion funnel flow // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 475. — P. 607–617.
140. Güdel M., Briggs K. R., Arzner K. et al. The XMM-Newton extended survey of

- the Taurus molecular cloud (XEST) // *Astronomy and Astrophysics*. — 2007. — Vol. 468. — P. 353–377.
141. Guenther E. W., Ball M. A spectroscopic study of flares on T Tauri and zero-age main-sequence stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1999. — Vol. 347. — P. 508–517.
142. Guenther E. W., Lehmann H., Emerson J. P., Staude J. Measurements of magnetic field strength on T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1999. — Vol. 341. — P. 768–783.
143. Gullbring E., Hartmann L., Briceno C., Calvet N. Disk Accretion Rates for T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 1998. — Vol. 492. — P. 323–341.
144. Gully-Santiago M. A., Herczeg G. J., Czekala I. et al. Placing the Spotted T Tauri Star LkCa 4 on an HR Diagram // *Astrophysical Journal*. — 2017. — Vol. 836. — P. 200, 23 pp.
145. Gurzadyan G. A. Transition radiation and T Tauri type stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1973. — Vol. 28. — P. 147–150.
146. Haisch B., Strong K. T., Rodono M. Flares on the Sun and other stars // *Annual Rev. Astron. Astrophys.* — 1991. — Vol. 29. — P. 275–324.
147. Haro G.  $H_\alpha$  Emission Stars and Peculiar Objects in the Orion Nebula // *Astrophysical Journal*. — 1953. — Vol. 117. — P. 73–82.
148. Haro G., Chavira E., Mendoza E. Flare Stars in the Region of the Orion Nebula // *Astronomical Journal*. — 1960. — Vol. 65. — P. 490.
149. Haro G., Herbig G. H. The unusual brightness in the ultraviolet of certain T Tauri-type Stars // *Boletín de los Observatorios de Tonantzintla y Tacubaya*. — 1955. — Vol. 2. — P. 33–44.
150. Harris R. J., Andrews S. M., Wilner D. J., Kraus A. L. A Resolved Census of Millimeter Emission from Taurus Multiple Star Systems // *Astrophysical Journal*. — 2012. — Vol. 751. — P. 115, 20 pp.
151. Hartigan P., Edwards S., Ghandour L. Disk Accretion and Mass Loss from Young Stars // *Astrophysical Journal*. — 1995. — Vol. 452. — P. 736–768.

152. Hartigan P., Strom K., Strom S. Are Wide Pre–Main-Sequence Binaries Coeval? // *Astrophysical Journal*. — 1994. — Vol. 427. — P. 961–977.
153. Hartmann L., Calvet N., Gullbring E., et al. Accretion and the Evolution of T Tauri Disks // *Astrophysical Journal*. — 1998. — Vol. 495. — P. 385–400.
154. Hartmann L., Herczeg G., Calvet N. Accretion onto Pre-Main-Sequence Stars // *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. — 2016. — Vol. 54. — P. 135–180.
155. Hartmann L., Hewett R., Stahler S., Mathieu R. D. Rotational and Radial Velocities of T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 1986. — Vol. 309. — P. 275–293.
156. Hartmann L., Stauffer J. R. Additional Measurements of Pre-Main-Sequence Stellar Rotation // *Astronomical Journal*. — 1989. — Vol. 97. — P. 873–880.
157. Hartmann L. W., Soderblom D. R., Stauffer J. R. Rotation and Kinematics of the Pre-Main-Sequence Stars in Taurus-Auriga with CA II Emission // *Astronomical Journal*. — 1987. — Vol. 93. — P. 907–912.
158. Hatzes A. P. Doppler Imaging of the Cool SPOT Distribution on the Weak T Tauri Star V410 Tauri // *Astrophysical Journal*. — 1995. — Vol. 451. — P. 784–794.
159. Hawley S. L., Gizis J. E., Reid I. N. The Palomar/MSU Nearby Star Spectroscopic Survey. II. The Southern M Dwarfs and Investigation of Magnetic Activity // *Astronomical Journal*. — 1996. — Vol. 112. — P. 2799–2827.
160. Hayashi M. R., Shibata K., Matsumoto R. X-Ray Flares and Mass Outflows Driven by Magnetic Interaction between a Protostar and Its Surrounding Disk // *Astrophysical Journal Letters*. — 1996. — Vol. 468. — P. L37–L40.
161. Hayes D. S. // *The HR Diagram: the 100th anniversary of Henry Norris Russell*. Proceedings from IAU Symposium No. 80. Washington, 2-5 November 1977 / Ed. by A. G. Davis-Philip, D. S. Hayes. — 1978. — P. 65–75.
162. Haywood R. D., Collier-Cameron A., Queloz D. et al. Planets and stellar activity: hide and seek in the CoRoT-7 system // *Monthly Notices of the Royal*

- Astronomical Society. — 2014. — Vol. 443. — P. 2517–2531.
163. Hempelmann A., Schmitt J. H. M. M., Schultz M. et al. Coronal X-ray emission and rotation of cool main-sequence stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1995. — Vol. 294. — P. 515–524.
164. Herbig G. H. A Study of Variable Stars in Nebulosity: Ph. D. thesis / University of California, Berkeley. — 1948.
165. Herbig G. H. Spectra of Variable Stars in the Orion Nebula // *Astrophysical Journal*. — 1950. — Vol. 111. — P. 15–19.
166. Herbig G. H. Emission-Line Stars Associated with the Nebulous Cluster NGC 2264 // *Astrophysical Journal*. — 1954. — Vol. 119. — P. 483–495.
167. Herbig G. H. Observations of RY Tauri // *Astrophysical Journal*. — 1961. — Vol. 133. — P. 337–339.
168. Herbig G. H. The Properties and Problems of T Tauri Stars and Related Objects // *Advances in Astronomy and Astrophysics*. — 1962. — Vol. 1. — P. 47–103.
169. Herbig G. H. Radial velocities and spectral types of T Tauri stars // *Astrophysical Journal*. — 1977. — Vol. 214. — P. 747–758.
170. Herbig G. H., Bell K. R. Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population // *Lick Observatory Bulletin*. — 1988. — Vol. 1111. — P. 1–90.
171. Herbig G. H., Vrba F. J., Rydgren A. E. A spectroscopic survey of the Taurus-Auriga dark clouds for pre-main-sequence stars having CA II H, K emission // *Astronomical Journal*. — 1986. — Vol. 91. — P. 575–582.
172. Herbst W. Spots on the Weak T Tauri Star V410 Tau: The Sun at One Million Years? // *Astronomical Journal*. — 1989. — Vol. 98. — P. 2268–2274.
173. Herbst W., Herbst D. K., Grossman E., Weinstein D. Catalogue of UBVRI photometry of T Tauri stars and analysis of the causes of their variability // *Astronomical Journal*. — 1994. — Vol. 108. — P. 1906–1923.
174. Herczeg G. J., Hillenbrand L. A. An Optical Spectroscopic Study of T Tauri Stars. I. Photospheric Properties // *Astrophysical Journal*. — 2014. — Vol.

786. — P. id. 97, 32 pp.
175. Hind J. R. Auszug aus einem Schreiben des Herrn Hind an die Redaction // *Astronomische Nachrichten*. — 1852. — Vol. 35. — P. 371–372.
176. Horne J. H., Baliunas S. L. A prescription for period analysis of unevenly sampled time series // *Astrophysical Journal*. — 1986. — Vol. 302. — P. 757–763.
177. Horne K., Wade R. A., Szkody P. A dynamical model for the dwarf nova AH Herculis // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1986. — Vol. 219. — P. 791–808.
178. Hubble E. P. The variable nebula NGC 2261 // *Astrophysical Journal*. — 1916. — Vol. 44. — P. 190–197.
179. Ingleby L., Calvet N., Herczeg G. et al. Accretion Rates for T Tauri Stars Using Nearly Simultaneous Ultraviolet and Optical Spectra // *Astrophysical Journal*. — 2013. — Vol. 767. — P. id. 112, 20 pp.
180. Innes R. T. A. The Variable Stars and Nebulae Near R Corona Australe // *Circular of the Union Observatory Johannesburg*. — 1916. — Vol. 36. — P. 282–284.
181. Jeffries R. D. Pre-Main-Sequence Lithium Depletion // *Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way and its Satellites* / Ed. by L. Pasquini, S. Randich. — Berlin: Springer-Verlag, 2006. — P. 163–170.
182. Jevremovic D., Butler C. J., Drake S. A. et al. Ultraviolet and optical flares on GL 866 // *Astronomy and Astrophysics*. — 1998. — Vol. 338. — P. 1057–1065.
183. Johns-Krull C. M., Valenti J. A., Koresko C. Measuring the Magnetic Field on the Classical T Tauri Star BP Tauri // *Astrophysical Journal*. — 1999. — Vol. 516. — P. 900–915.
184. Johns-Krull C. M., Valenti J. A., Linsky J. L. An IUE Atlas of Pre-Main-Sequence Stars. II. Far-Ultraviolet Accretion Diagnostics in T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 2000. — Vol. 539. — P. 815–833.
185. Johnson H. L. *Interstellar Extinction*. — Chicago, ILL USA: University of Chicago Press, 1968. — P. 167.

186. Joncour I., Bertout C., Bouvier J. Doppler imaging of the T Tauri star HDE 283572 // *Astronomy and Astrophysics*. — 1994. — Vol. 291. — P. L19–L22.
187. Joncour I., Bertout C., Menard F. Doppler imaging of the T Tauri star V410 Tau // *Astronomy and Astrophysics*. — 1994. — Vol. 285. — P. L25–L28.
188. Jones B. F., Herbig G. H. Proper motions of T Tauri variables and other stars associated with the Taurus-Auriga dark clouds // *Astronomical Journal*. — 1979. — Vol. 84. — P. 1872–1889.
189. Joy A. H. Notes on the Spectra of Certain Variable Stars // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1932. — Vol. 44. — P. 385–388.
190. Joy A. H. Spectral Criteria in the Classification of Variable Stars // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1942. — Vol. 54. — P. 15–18.
191. Joy A. H. The Spectrum of UZ Tauri in 1942 // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1943. — Vol. 55. — P. 38–39.
192. Joy A. H. T Tauri Variable Stars // *Astrophysical Journal*. — 1945. — Vol. 102. — P. 168–195.
193. Joy A. H. Bright-Line Stars among the Taurus Dark Clouds // *Astrophysical Journal*. — 1949. — Vol. 110. — P. 424–437.
194. Joy A. H. Variable Stars of Low Luminosity // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1954. — Vol. 66. — P. 5–12.
195. Joy A. H., van Biesbroeck G. Five New Double Stars among Variables of the T Tauri Class // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1944. — Vol. 56. — P. 123–124.
196. Kahler S., Golub L., Harnden F. R. et al. Coordinated X-ray, optical and radio observations of flaring activity on YZ Canis Minoris // *Astrophysical Journal*. — 1982. — Vol. 252. — P. 239–249.
197. Kenyon S. J., Gómez M., Whitney B. A. Low Mass Star Formation in the Taurus-Auriga Clouds // *Handbook of Star Forming Regions, Volume I: The Northern Sky ASP Monograph Publications*. — 2008. — Vol. 4. — P. 405, 54pp.
198. Kenyon S. J., Hartmann L. Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga

- Molecular Cloud // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 1995. — Vol. 101. — P. 117–171.
199. Keppens R., MacGregor K. B., Charbonneau P. On the evolution of rotational velocity distributions for solar-type stars // *Astronomy and Astrophysics.* — 1995. — Vol. 294. — P. 469–487.
200. Kervella P., Fouqué P. The angular sizes of dwarf stars and subgiants. Non-linear surface brightness relations in  $BVR_cI_c$  from interferometry // *Astronomy and Astrophysics.* — 2008. — Vol. 491. — P. 855 – 858.
201. Kharadze E. K., Bartaya R. A. An investigation of the spectrum of RW Aur // *Astrophysics.* — 1965. — Vol. 1. — P. 215–220.
202. Knox-Shaw H. Note on the variable nebula in Corona Australis // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.* — 1916. — Vol. 76. — P. 646–647.
203. Knox-Shaw H. The Variable Nebula (NGC 6729) in Corona Australis and the Stars in Its Neighbourhood // *Helwan Institute of Astronomy and Geophysics Bulletins.* — 1920. — Vol. 20. — P. 182–198.
204. Kochanek C. S., Shappee B. J., Stanek K. Z., et al. The All-Sky Automated Survey for Supernovae (ASAS-SN) Light Curve Server v1.0 // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific.* — 2017. — Vol. 129. — P. 104502, 8 pp.
205. Koenigl A. Disk Accretion onto Magnetic T Tauri Stars // *Astrophysical Journal.* — 1991. — Vol. 370. — P. L39–L43.
206. Kohler R., Leinert C. Multiplicity of T Tauri stars in Taurus after ROSAT // *Astronomy and Astrophysics.* — 1998. — Vol. 331. — P. 977–988.
207. Kraus A. L., Ireland M. J., Martinache F., Hillenbrand L. A. Mapping the Shores of the Brown Dwarf Desert. II. Multiple Star Formation in Taurus-Auriga // *Astrophysical Journal.* — 2011. — Vol. 731. — P. id. 8, 21 pp.
208. Kuhl L. V. Mass Loss from T Tauri Stars // *Astrophysical Journal.* — 1964. — Vol. 140. — P. 1409–1433.
209. Kuhl L. V. Spectral energy distributions of T Tauri stars // *Astronomy and*



- Astrophysics Suppl. Ser. — 1974. — Vol. 15. — P. 47–89.
210. Kupka F. G., Ryabchikova T. A., Piskunov N. E., et al. VALD-2 – The New Vienna Atomic Line Database // *Baltic Astronomy*. — 2000. — Vol. 9. — P. 590–594.
211. Kurochkin N. E. Determination of Characteristic Time for T Ori and the Nature of RW Aur Type Stars // *Peremennye Zvezdy*. — 1963. — Vol. 14. — P. 284–292.
212. Kurster M. Doppler imaging with a CLEAN-like approach. I. A newly developed algorithm, simulations and tests // *Astronomy and Astrophysics*. — 1993. — Vol. 274. — P. 851–869.
213. Kurster M., Schmitt J. H. M. M., Cutispoto G. Doppler imaging with a CLEAN-like approach II. A photospheric image of AB Doradus (=HD 36705) // *Astronomy and Astrophysics*. — 1994. — Vol. 289. — P. 899–921.
214. Kurucz R. ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid // CD-ROM No. 13. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory. — 1993.
215. Lacy C. H., Moffett T. J., Evans D. S. UV Ceti stars: statistical analysis of observational data // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 1976. — Vol. 30. — P. 85–96.
216. Lamzin S. A. On the structure of the accretion shock wave in the case of young stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1995. — Vol. 295. — P. L20–L22.
217. Lamzin S. A. X-ray emission from T Tauri stars attributable to an accretion shock wave // *Astronomy Letters*. — 1999. — Vol. 25. — P. 430–436.
218. Lamzin S. A., Vittone A. A., Errico L. Analysis of HST and IUE Ultraviolet Spectra for T Tauri Stars: DF Tau // *Astronomy Letters*. — 2001. — Vol. 27. — P. 313–323.
219. Landi-Degl’Innocenti E., Landolfi M. Polarization in Spectral Lines. *Astrophysics and Space Science Library* – Vol. 307. — Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 2004.

220. Landolt A. U. UBVRI Photometric Standard Stars in the Magnitude Range  $11.5 < V < 16.0$  Around the Celestial Equator // *Astronomical Journal*. — 1992. — Vol. 104. — P. 340–371.
221. Landstreet J. D. The Magnetic Field and Abundance Distribution Geometry of the Peculiar A Star 53 Camelopardalis // *Astrophysical Journal*. — 1988. — Vol. 326. — P. 967–987.
222. Leavitt H. S., Pickering E. C. 71 New Variable Stars in Harvard Maps Nos. 9, 12, 21, 48, and 51 // *Harvard College Observatory Circular*. — 1907. — Vol. 130. — P. 1–4.
223. Li J. Z., Hu J. Y. Newly discovered candidate weak-line T Tauri stars in the surrounding area of the Taurus-Auriga region // *Astronomy and Astrophysics Supplement*. — 1998. — Vol. 132. — P. 173–179.
224. Loinard L., Torres R. M., Mioduszewski A. J. et al. VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-forming Regions. I. The Distance to T Tauri with 0.4% Accuracy // *Astrophysical Journal*. — 2007. — Vol. 671. — P. 546–554.
225. Loomis R. A., Öberg K. I., Andrews S. M., MacGregor M. A. A Multi-ringed, Modestly Inclined Protoplanetary Disk around AA Tau // *Astrophysical Journal*. — 2017. — Vol. 840. — P. id. 23, 8 pp.
226. Lorre J. J. Analysis of the nebulosities near T Tauri using digital computer image processing // *Astrophysical Journal*. — 1975. — Vol. 202. — P. 696–717.
227. Low F. J., Johnson H. L., Kleinmann D. E. et al. Photometric and Spectroscopic Observations of Infrared Stars // *Astrophysical Journal*. — 1970. — Vol. 160. — P. 531–543.
228. Luhman K. L., Mamajek E. E., Allen P. R., Cruz K. L. An Infrared/X-Ray Survey for New Members of the Taurus Star-Forming Region // *Astrophysical Journal*. — 2009. — Vol. 703. — P. 399–419.
229. Luhman K. L., Stauffer J. R., Muench A. A. et al. A Census of the Young Cluster IC 348 // *Astrophysical Journal*. — 2003. — Vol. 539. — P. 1093–1115.
230. Mackie J. C., Cannon A. J. Stars Having Peculiar Spectra. 13 New Variable

- Stars // Harvard College Observatory Circular. — 1916. — Vol. 196. — P. 1–4.
231. Magazzù A., Martín E. L., Sterzik M. F. et al. Search for young low-mass stars in a ROSAT selected sample south of the Taurus-Auriga molecular clouds // *Astronomy and Astrophysics Supplement*. — 1997. — Vol. 124. — P. 449–467.
232. Magazzù A., Rebolo R., Pavlenko I. V. Lithium Abundances in Classical and Weak T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 1992. — Vol. 392. — P. 159–171.
233. Martín E. L. Quantitative spectroscopic criteria for the classification of pre-main sequence low-mass stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 321. — P. 492–496.
234. Martín E. L., Magazzù A. On the evolutionary status of X-ray selected weak-line T Tauri star candidates in Taurus-Auriga // *Astronomy and Astrophysics*. — 1999. — Vol. 342. — P. 173–178.
235. Martín E. L., Rebolo R., Magazzù A., Pavlenko Y. V. Pre-main sequence lithium burning. I. Weak T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 1994. — Vol. 282. — P. 503–517.
236. Martínez-Arnáiz R., Maldonado J., Montes D. et al. Chromospheric activity and rotation of FGK stars in the solar vicinity. An estimation of the radial velocity jitter // *Astronomy and Astrophysics*. — 2010. — Vol. 520. — P. id A79, 12 pp.
237. Massarotti A., Latham D. W., Torres G. et al. A Search for Substellar Companions around 15 Weak-Lined T Tauri Stars with the Planetary Camera 2 of the Hubble Space Telescope // *Astronomical Journal*. — 2005. — Vol. 129. — P. 2294–2307.
238. Matt S., Pudritz R. E. Accretion-powered Stellar Winds as a Solution to the Stellar Angular Momentum Problem // *Astrophysical Journal*. — 2005. — Vol. 632. — P. L135–L138.
239. McClure M. K., Calvet N., Espaillat C. et al. Characterizing the Stellar Photospheres and Near-infrared Excesses in Accreting T Tauri Systems // *Astro-*

- physical Journal. — 2013. — Vol. 769. — P. id. 73, 17 pp.
240. McGinnis P. T., Alencar S. H. P., Guimaraes M. M. et al. CSI 2264: Probing the inner disks of AA Tauri-like systems in NGC 2264 // *Astronomy and Astrophysics*. — 2015. — Vol. 577. — P. id. A 11, 27 pp.
241. Ménard F., Bouvier J., Dougados C. et al. Constraints on the disk geometry of the T Tauri star AA Tau from linear polarimetry // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 409. — P. 163–167.
242. Mendigutía I., Oudmaijer R. D., Schneider P. C., et al. Spectro-astrometry of the pre-transitional star LkCa 15 does not reveal an accreting planet but extended H $\alpha$  emission // *Astronomy and Astrophysics*. — 2018. — Vol. 618. — P. id. L9, 10 pp.
243. Mendoza E. E. Infrared Photometry of T Tauri Stars and Related Objects // *Astrophysical Journal*. — 1966. — Vol. 143. — P. 1010–1014.
244. Mendoza E. E. Infrared Excesses in T Tauri Stars and Related Objects // *Astrophysical Journal*. — 1968. — Vol. 151. — P. 977–989.
245. Merrill P. W. The Spectrum of RU Lupi // *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. — 1941. — Vol. 53. — P. 342–343.
246. Mewe R., Gronenschild E. H. B. M., van den Oord G. H. J. Calculated X-radiation from optically thin plasmas. V. // *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.* — 1985. — Vol. 62. — P. 197–254.
247. Miller K. A., Stone J. M. Magnetohydrodynamic Simulations of Stellar Magnetosphere-Accretion Disk Interaction // *Astrophysical Journal*. — 1997. — Vol. 489. — P. 890–902.
248. Monnier J. D., Millan-Gabet R. On the Interferometric Sizes of Young Stellar Objects // *Astrophysical Journal*. — 2002. — Vol. 579. — P. 694–698.
249. Montes D., Fernandez-Figueroa M. J., De-Castro E., Sanz-Forcada J. Multi-wavelength optical observations of chromospherically active binary systems. I. Simultaneous Ha, Na I D1, D2, and He I D3 observations // *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. — 1997. — Vol. 125. — P. 263–287.

250. Montmerle T., Koch-Miramond L., Falgarone E., Grindlay J. E. Einstein observations of the Rho Ophiuchi dark cloud: an X-ray Christmas tree // *Astrophysical Journal*. — 1983. — Vol. 269. — P. 182–201.
251. Morin J., Donati J.-F., Petit P. et al. Large-scale magnetic topologies of mid M dwarfs // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2008. — Vol. 390. — P. 567–581.
252. Mundt R., Fried J. W. Jets from young stars // *Astrophysical Journal*. — 1983. — Vol. 274. — P. L83–L86.
253. Muzerolle J., Calvet N., Hartmann L. Emission-Line Diagnostics of T Tauri Magnetospheric Accretion. II. Improved Model Tests and Insights into Accretion Physics // *Astrophysical Journal*. — 2001. — Vol. 550. — P. 944–961.
254. Najita J., Carr J. S., Mathieu R. D. Gas in the Terrestrial Planet Region of Disks: CO Fundamental Emission from T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 2003. — Vol. 589. — P. 931–952.
255. Nandy K., Pratt N. Variability of T Tauri-Like Stars in NGC 2264 // *Astrophysics and Space Science*. — 1972. — Vol. 19. — P. 219–224.
256. Nemeč A. F. L., Nemeč J. M. A test of significance for periods derived using phase-dispersion-minimization techniques // *Astronomical Journal*. — 1985. — Vol. 90. — P. 2317–2320.
257. Neuhaeuser R., Torres G., Sterzik M. F., Randich S. Optical high-resolution spectroscopy of ROSAT detected late-type stars south of the Taurus molecular clouds // *Astronomy and Astrophysics*. — 1997. — Vol. 325. — P. 647–663.
258. Nguyen D. C., Brandeker A., van Kerkwijk M. H., Jayawardhana R. Close Companions to Young Stars. I. A Large Spectroscopic Survey in Chamaeleon I and Taurus-Auriga // *Astrophysical Journal*. — 2012. — Vol. 745. — P. 119–143.
259. Nguyen D. C., Jayawardhana R., van Kerkwijk M. H. et al. Disk-Braking in Young Stars: Probing Rotation in Chamaeleon I and Taurus-Auriga // *Astrophysical Journal*. — 2009. — Vol. 695. — P. 1648–1656.

260. Noyes R. W., Hartmann L. W., Baliunas S. L. et al. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars // *Astrophysical Journal*. — 1984. — Vol. 279. — P. 763–777.
261. Oh D., Hashimoto J., Tamura M., et al. Near-infrared imaging polarimetry of LkCa 15: A possible warped inner disk // *Publications of the Astronomical Society of Japan*. — 2016. — Vol. 68. — P. id. L3, 6 pp.
262. Oláh K., Kolláth Z., Granzer T. et al. Multiple and changing cycles of active stars. II. Results // *Astronomy and Astrophysics*. — 2009. — Vol. 501. — P. 703–713.
263. Patten B. M., Simon T. The Evolution of Rotation and Activity in Young Open Clusters: IC 2391 // *Astrophysical Journal Supplement*. — 1996. — Vol. 106. — P. 489–531.
264. Pecaut M. J., Mamajek E. E. Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars // *The Astrophysical Journal Supplement*. — 2013. — Vol. 208. — P. id. 9, 22pp.
265. Petrov P. P. Five-colour TV photometry of DI Cep // *Izv. Krymskoj Astrofiz. Obs.* — 1972. — Vol. 46. — P. 25–34.
266. Petrov P. P., Gahm G. F., Djupvik A. A. et al. Another deep dimming of the classical T Tauri star RW Aurigae A // *Astronomy and Astrophysics*. — 2015. — Vol. 577. — P. id. A73, 4 pp.
267. Petrov P. P., Gahm G. F., Stempels H. C. et al. Accretion-powered chromospheres in classical T Tauri stars // *Astronomy and Astrophysics*. — 2011. — Vol. 535. — P. id. A6, 10pp.
268. Petrov P. P., Grankin K. N., Gameiro J. F. et al. Dynamics of wind and the dusty environments in the accreting T Tauri stars RY Tauri and SU Aurigae // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2019. — Vol. 483. — P. 132–146.
269. Petrov P. P., Gullbring E., Ilyin I. et al. The gas flows of SU Aurigae // *Astronomy and Astrophysics*. — 1996. — Vol. 314. — P. 821–834.

270. Petrov P. P., Shcherbakov V. A., Berdyugina S. V. et al. Photometric and spectroscopic observations of the spotted T Tauri star V410 Tauri // *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.* — 1994. — Vol. 107. — P. 9–22.
271. Piskunov N. E., Kupka F., Ryabchikova T. A., et al. VALD: The Vienna Atomic Line Data Base // *Astronomy and Astrophysics Supplement.* — 1995. — Vol. 112. — P. 525–535.
272. Pizzolato N., Maggio A., Micela G. et al. The stellar activity-rotation relationship revisited: Dependence of saturated and non-saturated X-ray emission regimes on stellar mass for late-type dwarfs // *Astronomy and Astrophysics.* — 2003. — Vol. 397. — P. 147–157.
273. Pojmanski G. The All Sky Automated Survey // *Acta Astronomica.* — 1997. — Vol. 47. — P. 467–481.
274. Poncet A., Montes D., Fernandez-Figueroa M. J., Miranda L. F. // *ASP Conf. Ser.* Vol. 154, *The Tenth Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun* / Ed. by R. A. Donahue, J. A. Bookbinder. — 1998. — P. 1772–1779.
275. Press W. H., Rybicki G. B. Fast algorithm for spectral analysis of unevenly sampled data // *Astrophysical Journal.* — 1989. — Vol. 338. — P. 277–280.
276. Queloz D., Allain S., Mermilliod J.-C. et al. The rotational velocity of low-mass stars in the Pleiades cluster // *Astronomy and Astrophysics.* — 1998. — Vol. 335. — P. 183–198.
277. Randich S., Schmitt J. H. M. M., Prosser C. F., Stauffer J. R. The X-ray properties of the young open cluster around alpha Persei // *Astronomy and Astrophysics.* — 1996. — Vol. 305. — P. 785–805.
278. Rebull L. M., Padgett D. L., McCabe C. E. et al. The Taurus Spitzer Survey: New Candidate Taurus Members Selected Using Sensitive Mid-Infrared Photometry // *Astrophysical Journal Suppl. Ser.* — 2010. — Vol. 186. — P. 259–307.
279. Reipurth B., Pedrosa A., Lago M. T. V. H $\alpha$  emission in pre-main sequence

- stars. I. An atlas of line profiles // *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. — 1996. — Vol. 120. — P. 229–256.
280. Rice J. B., Strassmeier K. G. Doppler imaging of stellar surface structure. II. The weak-lined T Tauri star V410 Tauri // *Astronomy and Astrophysics*. — 1996. — Vol. 316. — P. 164–172.
281. Rice J. B., Strassmeier K. G., Kopf M. The Surface of V410 Tauri // *Astrophysical Journal*. — 2011. — Vol. 728. — P. id. 69, 11 pp.
282. Robinson R. D., Carpenter K. G., Percival J. W. A Search for Microflaring Activity on DME Flare Stars. II. Observations of YZ Canis Minoris // *Astrophysical Journal*. — 1999. — Vol. 516. — P. 916–923.
283. Rodriguez J. E., Ansdell M., Oelkers R. J., et al. Identification of Young Stellar Variables with KELT for K2. I. Taurus Dippers and Rotators // *Astrophysical Journal*. — 2017. — Vol. 848. — P. id. 97, 16 pp.
284. Romanova M. M., Owocki S. P. Accretion, Outflows, and Winds of Magnetized Stars // *Space Science Reviews*. — 2015. — Vol. 191. — P. 339–389.
285. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Lovelace R. V. Magnetohydrodynamic Simulations of Disk-Magnetized Star Interactions in the Quiescent Regime: Funnel Flows and Angular Momentum Transport // *Astrophysical Journal*. — 2002. — Vol. 578. — P. 420–438.
286. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Lovelace R. V. Three-dimensional Simulations of Disk Accretion to an Inclined Dipole. II. Hot Spots and Variability // *Astrophysical Journal*. — 2004a. — Vol. 610. — P. 920–932.
287. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Lovelace R. V. The Propeller Regime of Disk Accretion to a Rapidly Rotating Magnetized Star // *Astrophysical Journal*. — 2004b. — Vol. 616. — P. L151–L154.
288. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Lovelace R. V. Propeller-driven Outflows and Disk Oscillations // *Astrophysical Journal*. — 2005. — Vol. 635. — P. L165–L168.
289. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Lovelace R. V. Warps,



- bending and density waves excited by rotating magnetized stars: results of global 3D MHD simulations // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2013. — Vol. 430. — P. 699–724.
290. Romanova M. M., Ustyugova G. V., Koldoba A. V. et al. Three-dimensional Simulations of Disk Accretion to an Inclined Dipole. I. Magnetospheric Flows at Different  $\Theta$  // Astrophysical Journal. — 2003. — Vol. 595. — P. 1009–1031.
291. Rydgren A. E., Strom S. E., Strom K. M. The nature of the objects of Joy: a study of the T Tauri phenomenon // Astrophysical Journal Supplement Series. — 1976. — Vol. 30. — P. 307–336.
292. Rydgren A. E., Vrba F. J. Periodic light variations in four pre-main-sequence K stars // Astrophysical Journal. — 1983. — Vol. 267. — P. 191–198.
293. Rydgren A. E., Zak D. S., Vrba F. J. et al. UBVRI monitoring of five late-type pre-main-sequence stars // Astronomical Journal. — 1984. — Vol. 89. — P. 1015–1021.
294. Sanford R. F. The Spectrum of T Tauri // Publications of the Astronomical Society of the Pacific. — 1920. — Vol. 32. — P. 59–61.
295. Sargent A. I., Beckwith S. Kinematics of the circumstellar gas of HL Tauri and R Monocerotis // Astrophysical Journal. — 1987. — Vol. 323. — P. 294–305.
296. Sartoretti P., Brown R. A., Latham D. W., Torres G. A search for substellar companions around nine weak-lined T-Tauri stars with the Planetary Camera 2 of the Hubble Space Telescope // Astronomy and Astrophysics. — 1998. — Vol. 334. — P. 592–598.
297. Schmidt J. F. J. Über einen neuen Veränderlichen Nebelstern // Astronomische Nachrichten. — 1861. — Vol. 55. — P. 91–94.
298. Scholz A., Coffey J., Brandeker A., Jayawardhana R. Rotation and Activity of Pre-Main-Sequence Stars // Astrophysical Journal. — 2007. — Vol. 662. — P. 1254–1267.
299. Schrijver C. J., Zwaan C. Solar and Stellar Magnetic Activity. — New York: Cambridge University Press, 2000.

300. See V., Jardine M., Vidotto A. et al. The magnetic field geometry of cool stars // The 19th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Uppsala, Sweden, 06-10 June. — 2016. — P. id82.
301. Shenavrin V. I., Petrov P. P., Grankin K. N. Hot Dust Revealed During the Dimming of the T Tauri Star RW Aur A // Information Bulletin on Variable Stars. — 2015. — Vol. No. 6143. — P. 1–4.
302. Shevchenko V. S., Ezhkova O. V., Kondratiev V. B., Yakubov S. D. On the Periodicity of WA CrA/1 and WA CrA/2 WTTS // Information Bulletin on Variable Stars. — 1995. — Vol. No. 4206. — P. 1–4.
303. Shevchenko V. S., Grankin K. N., Ibragimov M. A. et al. A Search for Rotational Modulation of T Tauri Stars in the Tau and Oph Dark Clouds // Information Bulletin on Variable Stars. — 1991. — Vol. No. 3652. — P. 1–4.
304. Shevchenko V. S., Herbst W. The Search for Rotational Modulation of T Tauri Stars in the Ophiuchus Dark Clouds // Astronomical Journal. — 1998. — Vol. 116. — P. 1419–1431.
305. Shu F., Najita J., Ostriker E. et al. Magnetocentrifugally Driven Flows from Young Stars and Disks. I. A Generalized Model // Astrophysical Journal. — 1994. — Vol. 429. — P. 781–796.
306. Shu F. H., Najita J., Ruden S. P., Lizano S. Magnetocentrifugally Driven Flows from Young Stars and Disks. II. Formulation of the Dynamical Problem // Astrophysical Journal. — 1994. — Vol. 429. — P. 797–807.
307. Siess L., Dufour E., Forestini M. An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars // Astronomy and Astrophysics. — 2000. — Vol. 358. — P. 593–599.
308. Skelly M. B., Donati J.-F., Bouvier J. et al. Dynamo processes in the T Tauri star V410 Tau // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. — 2010. — Vol. 403. — P. 159–169.
309. Skrutskie M. F., Dutkevitch D., Strom S. E. et al. A Sensitive 10-Micron Search for Emission Arising from Circumstellar Dust Associated with Solar-

- Type Pre-Main-Sequence Stars // *Astronomical Journal*. — 1990. — Vol. 99. — P. 1187–1195.
310. Skumanich A. Time Scales for Ca II Emission Decay, Rotational Braking, and Lithium Depletion // *Astrophysical Journal*. — 1972. — Vol. 171. — P. 565–567.
311. Slipher V. M. A new type of nebular spectrum // *Lowell Observatory Bulletin*. — 1918. — Vol. 3. — P. 63–67.
312. Soderblom D. R., Jones B. F., Balachandran S. et al. The Evolution of the Lithium Abundances of Solar-Type Stars. III. The Pleiades // *Astronomical Journal*. — 1993. — Vol. 106. — P. 1059–1079.
313. Sokoloff D. D., Nefedov S. N., Ermash A. A., Lamzin S. A. Dynamo model with a small number of modes and magnetic activity of T Tauri stars // *Astronomy Letters*. — 2008. — Vol. 34. — P. 761–771.
314. Somers G., Pinsonneault M. H. Older and Colder: The Impact of Starspots on Pre-main-sequence Stellar Evolution // *Astrophysical Journal*. — 2015. — Vol. 807. — P. id. 174, 15 pp.
315. Steffen A. T., Mathieu R. D., Lattanzi M. G. et al. A Dynamical Mass Constraint for Pre-Main-Sequence Evolutionary Tracks: The Binary NTT 045251+3016 // *Astronomical Journal*. — 2001. — Vol. 122. — P. 997–1006.
316. Stellingwerf R. F. Period determination using phase dispersion minimization // *Astrophysical Journal*. — 1978. — Vol. 224. — P. 953–960.
317. Stelzer B., Fernandez M., Costa V. M. et al. The weak-line T Tauri star V410 Tau. I. A multi-wavelength study of variability // *Astronomy and Astrophysics*. — 2003. — Vol. 411. — P. 517–531.
318. Stelzer B., Neuhäuser R. X-ray emission from young stars in Taurus-Auriga-Perseus: Luminosity functions and the rotation - activity - age - relation // *Astronomy and Astrophysics*. — 2001. — Vol. 377. — P. 538–556.
319. Stepanov A. V., Fuerst E., Krueger A. et al. Multifrequency observations of a flare on UV Ceti // *Astronomy and Astrophysics*. — 1995. — Vol. 299. — P. 739–750.

320. Straizys V. Multicolor stellar photometry. — Tucson: Pachart Pub. House, 1992. — P. 570 pp.
321. Strassmeier K. G., Bopp B. W. Time-series photometric SPOT modeling. I. Parameter study and application to HD 17433 = VY Arietis // *Astronomy and Astrophysics*. — 1992. — Vol. 259. — P. 183–197.
322. Strassmeier K. G., Welty A. D., Rice J. B. A Doppler image of the weak T Tauri star V410 Tau // *Astronomy and Astrophysics*. — 1994. — Vol. 285. — P. L17–L20.
323. Strom K. M., Wilkin F. P., Strom S. E., Seaman R. L. Lithium Abundances Among Solar-Type Pre-Main-Sequence Stars // *Astronomical Journal*. — 1989. — Vol. 98. — P. 1444–1450.
324. Strom S. E., Strom K. M., Brooke A. L. et al. Circumstellar Shells in the Young Cluster NGC 2264. II. Infrared and Further Optical Observations // *Astrophysical Journal*. — 1972. — Vol. 171. — P. 267–278.
325. Struve O. *Stellar evolution, an exploration from the observatory*. — Princeton: Princeton University Press, 1950.
326. Struve O., Rudkjøbing M. Stellar Spectra with Emission Lines in the Obscuring Clouds of Ophiuchus and Scorpius // *Astrophysical Journal*. — 1949. — Vol. 109. — P. 92–94.
327. Tanner R. W. Spurious Periods in Spectroscopic Binaries // *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*. — 1948. — Vol. 42. — P. 177–188.
328. Terndrup D. M., Stauffer J. R., Pinsonneault M. H. et al. Rotational Velocities of Low-Mass Stars in the Pleiades and Hyades // *Astronomical Journal*. — 2000. — Vol. 119. — P. 1303–1316.
329. Thalmann C., Mulders G. D., Janson M., et al. Optical Imaging Polarimetry of the LkCa 15 Protoplanetary Disk with SPHERE ZIMPOL // *Astrophysical Journal Letters*. — 2015. — Vol. 808. — P. id. L41, 7 pp.
330. Tokunaga A. T. *Infrared Astronomy*. — New York: AIP Press, 2000.
331. Torres C. A. O., Mello S. F. On variable dM stars // *Astronomy and Astro-*

- physics. — 1973. — Vol. 27. — P. 231–236.
332. Torres G., Andersen J., Giménez A. Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications // *The Astronomy and Astrophysics Review*. — 2010. — Vol. 18. — P. 67–126.
333. Torres R. M., Loinard L., Mioduszewski A. J. et al. VLBA Determination of the Distance to nearby Star-forming Regions. V. Dynamical Mass, Distance, and Radio Structure of V773 Tau A // *Astrophysical Journal*. — 2012. — Vol. 747. — P. id. 18, 11 pp.
334. Torres R. M., Loinard L., Mioduszewski A. J., Rodríguez L. F. VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-forming Regions. II. Hubble 4 and HDE 283572 in Taurus // *Astrophysical Journal*. — 2007. — Vol. 671. — P. 1813–1819.
335. Torres R. M., Loinard L., Mioduszewski A. J., Rodríguez L. F. VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-Forming Regions. III. HP TAU/G2 and the Three-Dimensional Structure of Taurus // *Astrophysical Journal*. — 2009. — Vol. 698. — P. 242–249.
336. Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Romanova M. M., Lovelace R. V. "Propeller" Regime of Disk Accretion to Rapidly Rotating Stars // *Astrophysical Journal*. — 2006. — Vol. 646. — P. 304–318.
337. Valenti J. A., Basri G., Johns C. M. T Tauri Stars in Blue // *Astronomical Journal*. — 1993. — Vol. 106. — P. 2024–2050.
338. Vanko M., Torres G., Hambálek L. et al. On the nature of the candidate T-Tauri star V501 Aurigae // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2017. — Vol. 467. — P. 4902–4913.
339. Vogel S. N., Kuhl L. V. Rotational velocities of pre-main-sequence stars // *Astrophysical Journal*. — 1981. — Vol. 245. — P. 960–976.
340. Vogt S. S. A method for unambiguous determination of starspot temperatures and areas: application to II Pegasi, BY Draconis, and HD 209813 // *Astrophysical Journal*. — 1981. — Vol. 250. — P. 327–340.

341. Vogt S. S., Penrod G. D., Hatzes A. P. Doppler Images of Rotating Stars Using Maximum Entropy Image Reconstruction // *Astrophysical Journal*. — 1987. — Vol. 321. — P. 496–515.
342. Vrba F. J., Herbst W., Booth J. F. Spot evolution on the T Tauri star V 410 Tau // *Astronomical Journal*. — 1988. — Vol. 96. — P. 1032–1039.
343. Vrba F. J., Rydgren A. E., Chugainov P. F. et al. Additional UBVRI photometric searches for periodic light variability from T Tauri stars // *Astronomical Journal*. — 1989. — Vol. 97. — P. 483–498.
344. Wade G. A., Bagnulo S., Kochukhov O. et al. LTE spectrum synthesis in magnetic stellar atmospheres. The interagreement of three independent polarised radiative transfer codes // *Astronomy and Astrophysics*. — 2001. — Vol. 374. — P. 265–279.
345. Walker M. F. Studies of extremely young clusters. I. NGC 2264 // *Astrophysical Journal Supplement*. — 1956. — Vol. 2. — P. 365–387.
346. Walter F. M. X-Ray Sources in Regions of Star Formation. I. The Naked T Tauri Stars // *Astrophysical Journal*. — 1986. — Vol. 306. — P. 573–586.
347. Walter F. M., Brown A., Linsky J. L. et al. X-Ray Sources in Regions of Star Formation. II. The Pre-Main-Sequence G Star HDE 283572 // *Astrophysical Journal*. — 1987. — Vol. 314. — P. 297–307.
348. Walter F. M., Brown A., Mathieu R. D. et al. X-Ray Sources in Regions of Star Formation. III. Naked T Tauri Stars Associated with the Taurus-Auriga Complex // *Astronomical Journal*. — 1988. — Vol. 96. — P. 297–325.
349. Walter F. M., Kuhi L. V. The smothered coronae of T Tauri stars // *Astrophysical Journal*. — 1981. — Vol. 250. — P. 254–261.
350. Wenzel W. Photoelektrische Beobachtungen an SV Cephei // *Mitt. Verand. Sterne* . — 1969. — Vol. 5. — P. 75–82.
351. Whelan E. T., Huélamo N., Alcalá J. M. et al. Spectro-astrometry of LkCa 15 with X-Shooter: Searching for emission from LkCa 15b // *Astronomy and Astrophysics*. — 2015. — Vol. 579. — P. id. A48, 10 pp.

352. White R. J., Ghez A. M. Observational Constraints on the Formation and Evolution of Binary Stars // *Astrophysical Journal*. — 2001. — Vol. 556. — P. 265–295.
353. Wichmann R., Bastian U., Krautter J. et al. HIPPARCOS observations of pre-main-sequence stars // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 1998. — Vol. 301. — P. L39–L43.
354. Wichmann R., Krautter J., Schmitt J. H. M. M. et al. New weak-line T Tauri stars in Taurus-Auriga // *Astronomy and Astrophysics*. — 1996. — Vol. 312. — P. 439–454.
355. Wichmann R., Torres G., Melo C. H. F. et al. A study of Li-rich stars discovered by ROSAT in Taurus-Auriga // *Astronomy and Astrophysics*. — 2000. — Vol. 359. — P. 181–190.
356. Wilking B. A., Meyer M. R., Robinson J. G., Greene T. P. Optical Spectroscopy of the Surface Population of the  $\rho$  Ophiuchi Molecular Cloud: The First Wave of Star Formation // *Astronomical Journal*. — 2005. — Vol. 130. — P. 1733–1751.
357. Williams J. P., Cieza L. A. Protoplanetary Disks and Their Evolution // *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. — 2011. — Vol. 49. — P. 67–117.
358. Wolk S. J., Walter F. M. A Search for Protoplanetary Disks Around Naked T Tauri Stars // *Astronomical Journal*. — 1996. — Vol. 111. — P. 2066–2076.
359. Yu L., Donati J.-F., Grankin K. N. et al. Magnetic field, activity, and companions of V410 Tau // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2019. — Vol. 489. — P. 5556–5572.
360. Yu L., Donati J.-F., Hébrard E. M. et al. A hot Jupiter around the very active weak-line T Tauri star TAP 26 // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. — 2017. — Vol. 467. — P. 1342–1359.
361. Zakirov M. M., Azimov A. A., Grankin K. N. BVR Photometry of Six Pre-Main-Sequence Spectroscopic Binaries // *Information Bulletin on Variable Stars*. — 1993. — Vol. No. 3898. — P. 1–3.

362. Zellner B. Wavelength dependence of polarization. XXI. R Monocerotis // *Astronomical Journal*. — 1970. — Vol. 75. — P. 182–185.
363. Алексеев И. Ю., Гершберг Р. Е. О запятненности красных карликов: модели зональной пятнистости 13 звезд типа VY Dra // *Астрофизика*. — 1996. — Т. 39. — С. 67–89.
364. Алексеев И. Ю., Гершберг Р. Е. О запятненности красных карликовых звезд: прямая и обратная задачи построения модели зональной запятненности // *Астрономический Журнал*. — 1996. — Т. 73. — С. 579–588.
365. Алексеев И. Ю., Гершберг Р. Е. О модели зональной пятнистости красных карликовых звезд. Недостатки традиционной иерархической модели и необходимость построения модели зональной запятненности // *Астрономический Журнал*. — 1996. — Т. 73. — С. 589–597.
366. Алексеев И. Ю., Гершберг Р. Е. О запятненности красных карликовых звезд: некоторые общие закономерности // *Астрономический Журнал*. — 1997. — Т. 74. — С. 240–248.
367. Амбарцумян В. А. Эволюция звезд и астрофизика. — Ереван: АН АрмССР, 1947.
368. Амбарцумян В. А. Звездные ассоциации // *Астрономический журнал*. — 1949. — Т. 26. — С. 3–9.
369. Артеменко С. А., Гранкин К. Н., Петров П. П. Эффекты вращения в классических звездах типа Т Тельца // *Письма в АЖ*. — 2012. — Т. 38. — С. 872–882.
370. Бадалян Г. С. Исследование переменных звезд в темном облаке Тельца // *Сообщения бюраканской обсерватории*. — 1962. — Т. 31. — С. 57–109.
371. Гранкин К. Н. Вращение и активность молодых звезд поздних спектральных классов. Оптическая переменность блеска восьми звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями в 1992-1995 гг. // *Письма в АЖ*. — 1997. — Т. 23. — С. 700–708.
372. Гранкин К. Н. Оптическая переменность блеска НВС 379 и НВС 426 в



- 1990-1995 гг. // Письма в АЖ. — 1998а. — Т. 24. — С. 54–57.
373. Гранкин К. Н. Анализ многолетних наблюдений четырех звезд типа Т Тельца со слабыми эмиссионными линиями // Письма в АЖ. — 1998б. — Т. 24. — С. 580–590.
374. Гранкин К. Н. Эволюция кривой блеска V410 Тау в 1986-1997 гг. // Письма в АЖ. — 1999. — Т. 25. — С. 611–621.
375. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: Фотометрическая переменность и основные физические параметры // Письма в АЖ. — 2013а. — Т. 39. — С. 280–296.
376. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: эволюционный статус // Письма в АЖ. — 2013б. — Т. 39. — С. 376–389.
377. Гранкин К. Н. Магнитно-активные звезды в Тельце–Возничем: активность и вращение // Письма в АЖ. — 2013с. — Т. 39. — С. 508–520.
378. Гранкин К. Н. звезды типа т тельца: физические параметры и эволюционный статус // Письма в АЖ. — 2016. — Т. 42. — С. 353–368.
379. Гранкин К. Н., Ибрагимов М. А., Кондратьев В. Б. и др. Фотометрическое исследование свойств пятенной вращательной модуляции для слабо-эмиссионных звезд типа Т Тельца в темных облаках Тельца-Возничего // *Астрономический Журнал*. — 1995. — Т. 72. — С. 894–904.
380. Мельников С. Ю., Гранкин К. Н. Исследование оптической переменности Т Тау в 1962-2003 гг // Письма в АЖ. — 2005. — Т. 31. — С. 122–130.
381. Миронов А. В. Основы астротометрии. Практические основы фотометрии и спектрофотометрии звезд. — Москва: ФИЗМАТЛИТ, 2008.
382. Никонов В. Б. О некоторых проблемах фундаментальной фотоэлектрической астротометрии // *Известия КрАО*. — 1976. — Т. LIV. — С. 3–23.
383. Новицкий П. В., Зограф И. А. Оценка погрешностей результатов измерений. — Ленинград: Энергоатомиздат, 1985.
384. Паренаго П. П. О природе переменных звезд в туманности Ориона // *Переменные звезды*. — 1950. — Т. 7. — С. 169–181.

385. Паренаго П. П. Исследования звезд в области туманности Ориона // Труды Гос. Астрономического ин-та им. П.К. Штернберга. — 1954. — Т. 25.
386. Паренаго П. П. Исследования звезд в области туманности Ориона. — Из-во Московского Университета. Москва: Труды Гос. Астрономического ин-та им. П.К. Штернберга. Т. 25., 1954.
387. Петров П. П. Звезды типа Т Тельца // Астрофизика. — 2003. — Т. 46. — С. 611–643.
388. Петров П. П., Козак Б. С. О причинах фотометрической и спектральной переменности RW Возничего // Астрономический Журнал. — 2007. — Т. 84. — С. 557–569.
389. Сапар А., Малюто В. Улучшение некоторых параметров фотометрической системы Джонсона // Публ. Тартуской обс. — 1974. — Т. 42. — С. 71–93.
390. Старикова Г. А. Неправильная переменная RR Tauri // Переменные звезды. — 1952. — Т. 8. — С. 244–246.
391. Страйжис В., Свидерскене З. Распределение энергии в спектрах звезд различных спектральных типов и светимостей // Бюлл. Вильнюсской обс. — 1972. — Т. 35. — С. 3–92.
392. Страйжис В. Л. Многоцветная фотометрия звезд. Фотометрические системы и методы. — Вильнюс: Мокслас, 1977.
393. Хербиг Д. Х. Можно ли обнаружить пост-Т Тельца звезды? // Под ред. Л. В. Мирзояна. — Вопросы физики и эволюции космоса. Ереван: АН АрмССР, 1978. — С. 180–188.
394. Холопов П. Н. О переменности блеска звезд-карликов с эмиссионными линиями в спектрах и о некоторых особенностях Т-ассоциаций // Переменные звезды. — 1951. — Т. 8. — С. 83–120.
395. Холопов П. Н. Наблюдения и сводная кривая блеска RY Тельца // Переменные звезды. — 1954. — Т. 10. — С. 180–186.
396. Шевченко В. С. Ae/Be звезды Хербига. — Ташкент: Фан, 1989.

## Приложение А

## Долговременные кривые блеска

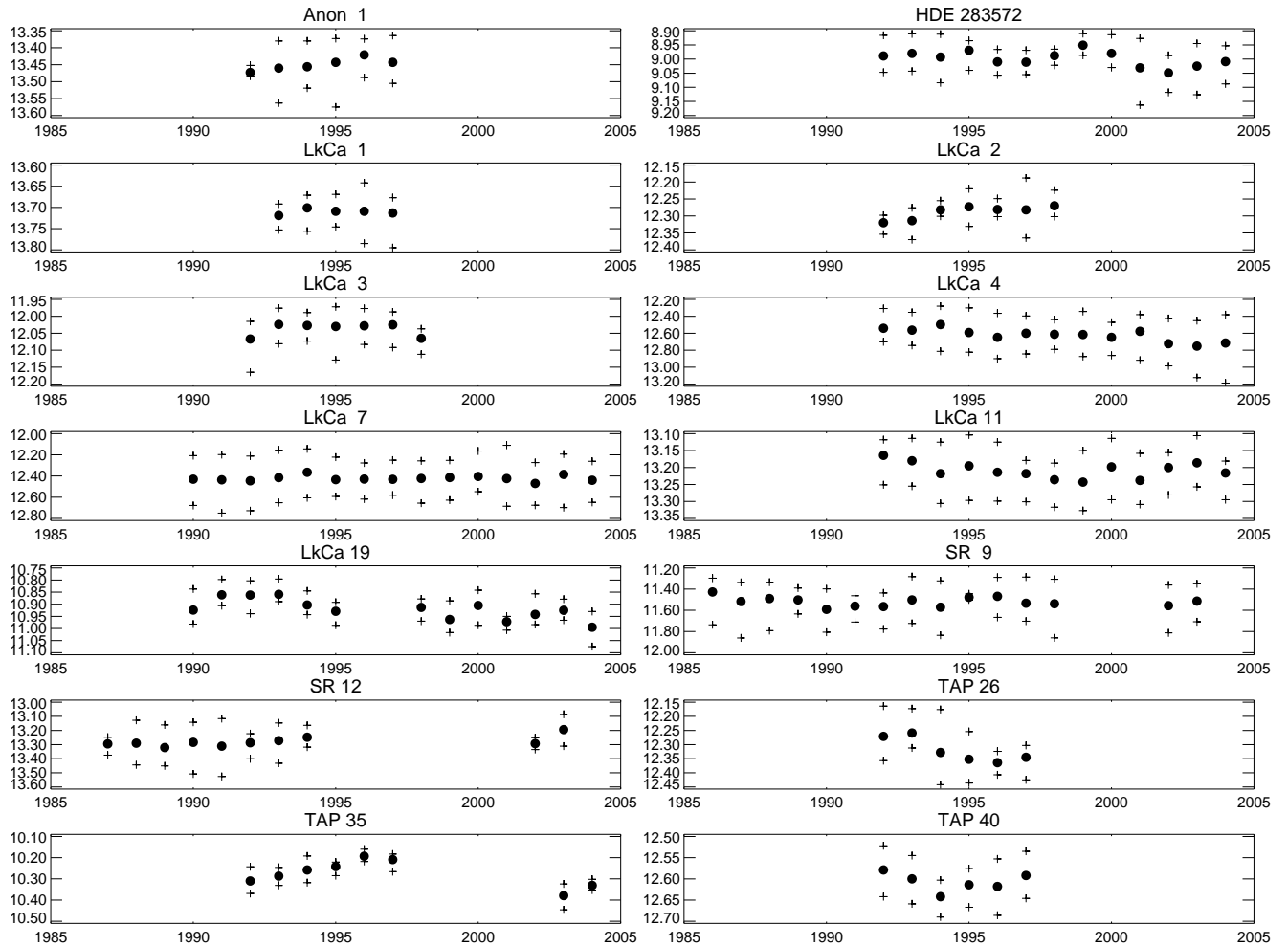
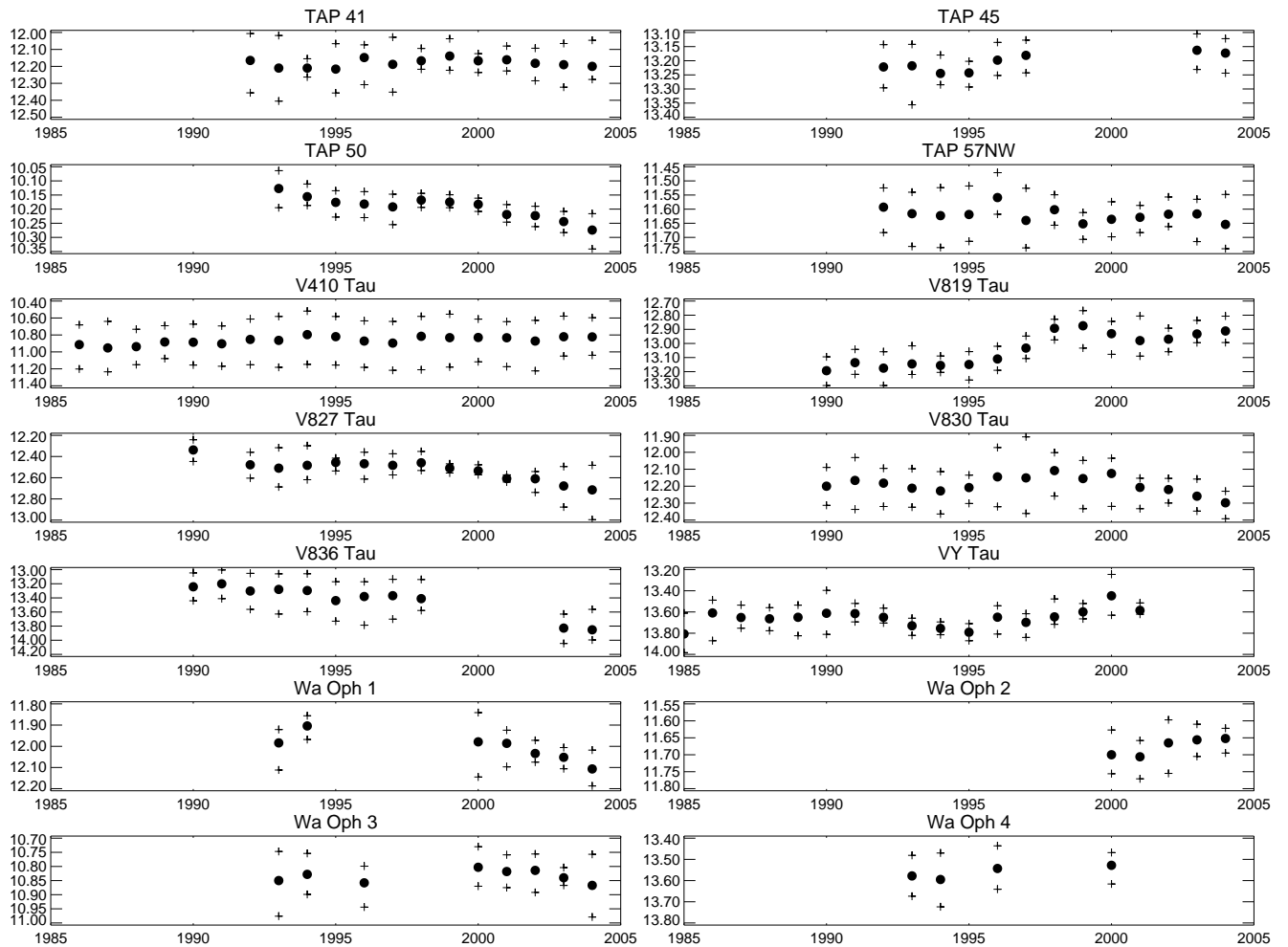


Рис. А.1. Долговременные кривые блеска WTTS в полосе  $V$ , полученные на Майданакской обсерватории в Узбекистане в 1986–2004гг. На рисунке представлены кривые блеска для тех объектов, которые наблюдались не менее 5 сезонов. Для каждого сезона отмечен средний уровень блеска (кружок), минимальное и максимальное значение блеска (крестик).



Продолжение рисунка А.1.

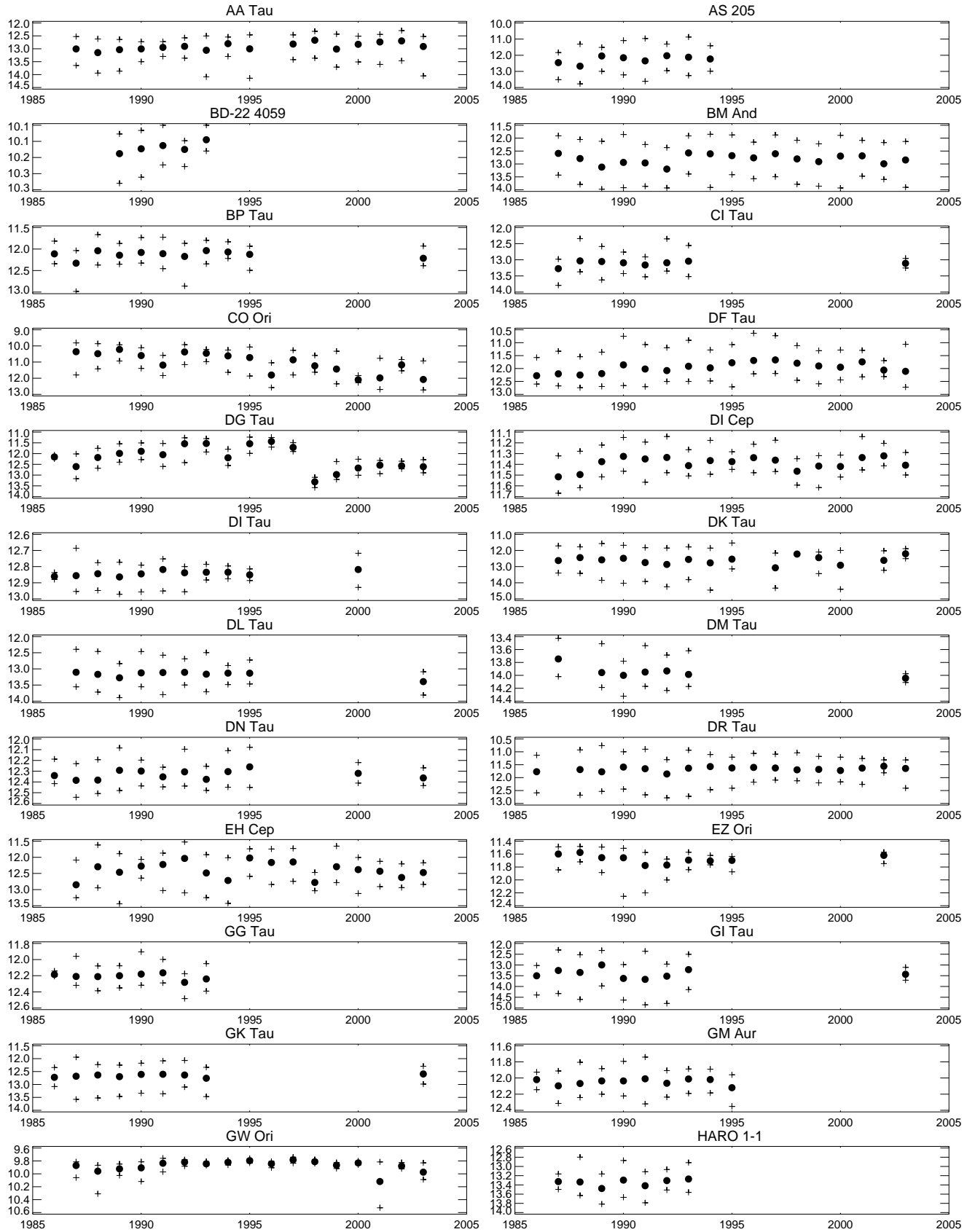
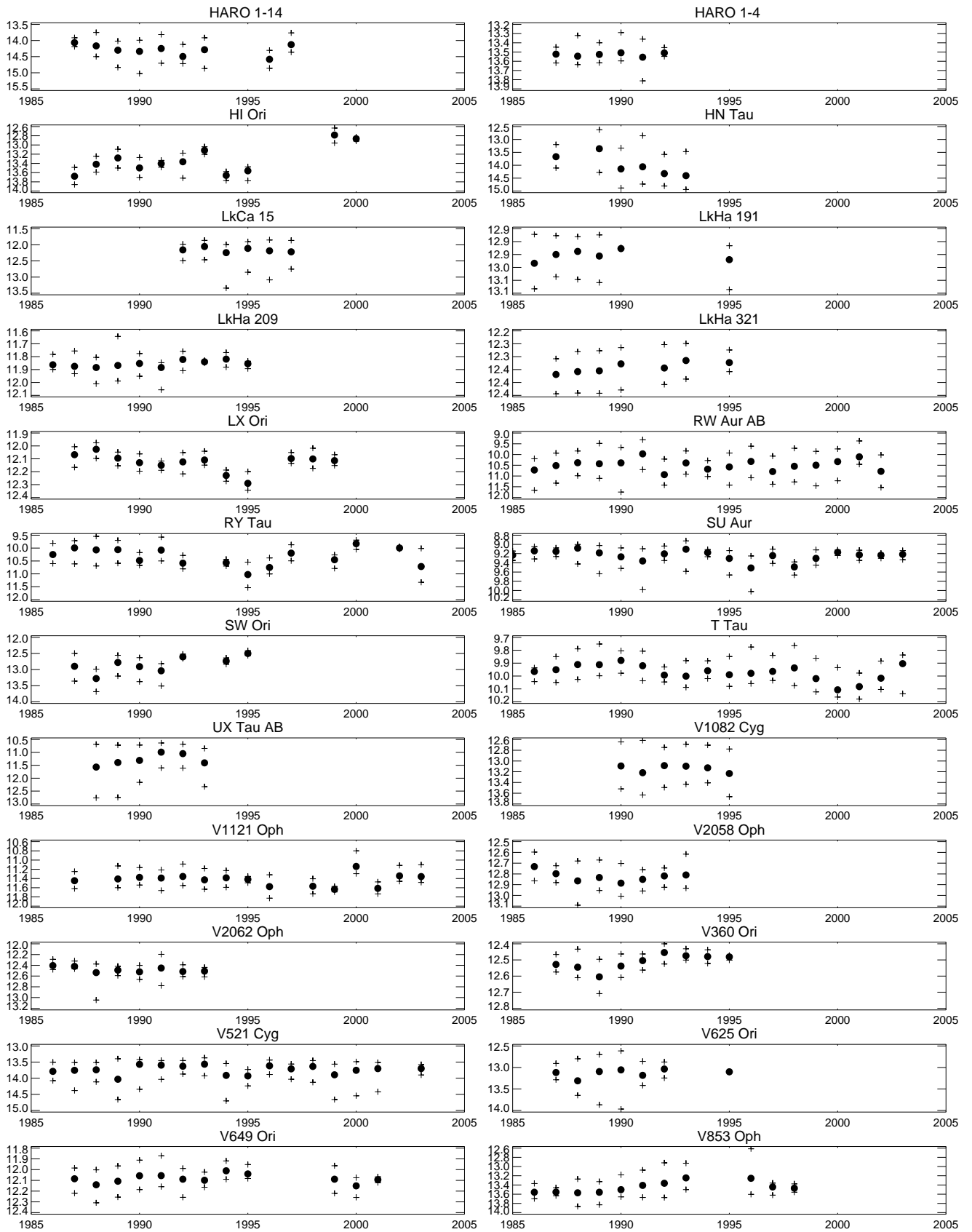


Рис. А.2. Долговременные кривые блеска CTTS в полосе  $V$ , полученные на Майданакской обсерватории в Узбекистане в 1986–2004гг. Обозначения те же, что и на рис. А.1.



Продолжение рисунка А.2.

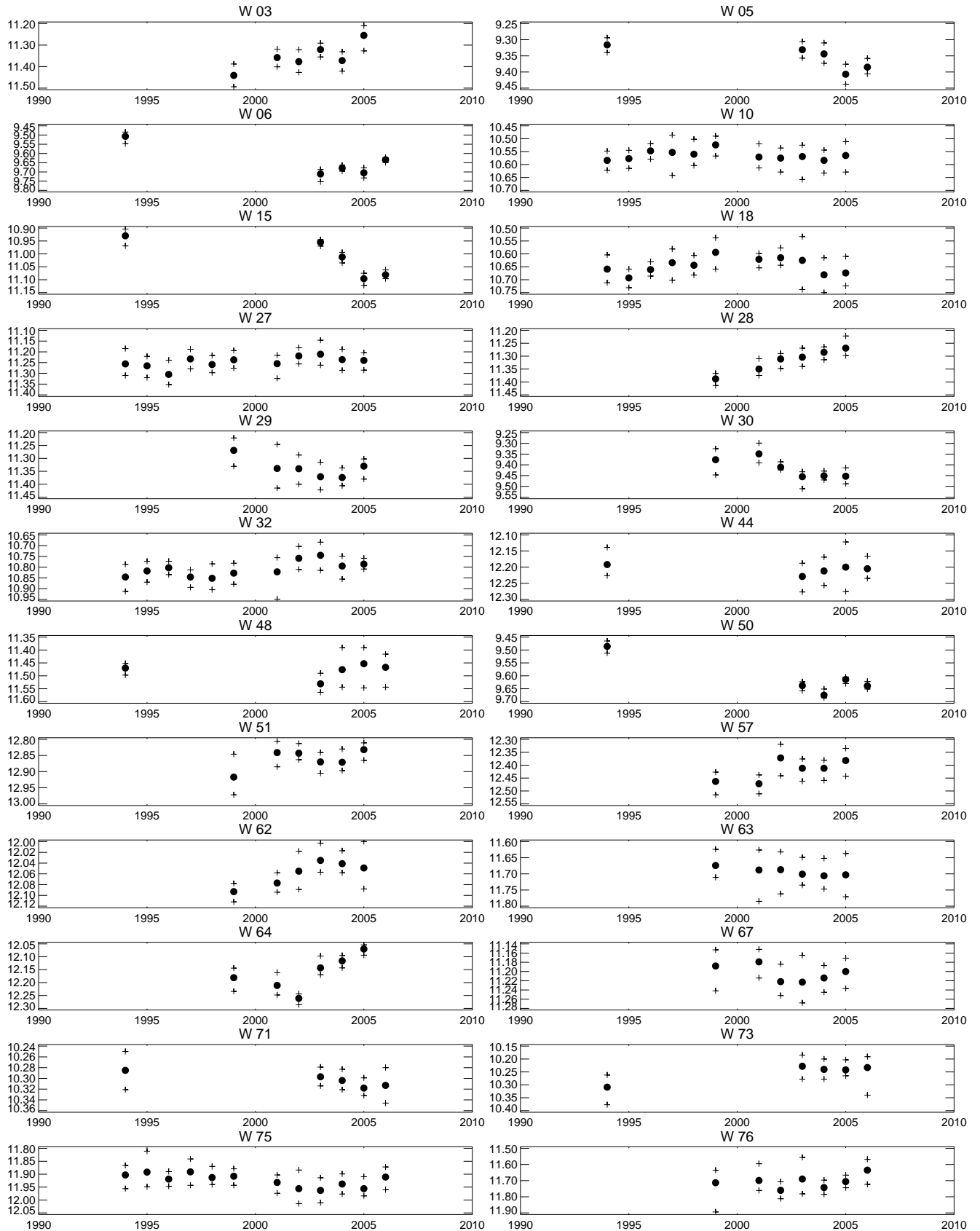


Рис. А.3. Долговременные кривые блеска в полосе  $V$  для 24 звезд из списка Вихмана. Обозначения те же, что и на рис. А.1.

## Приложение Б

## Многолетние фазовые кривые блеска

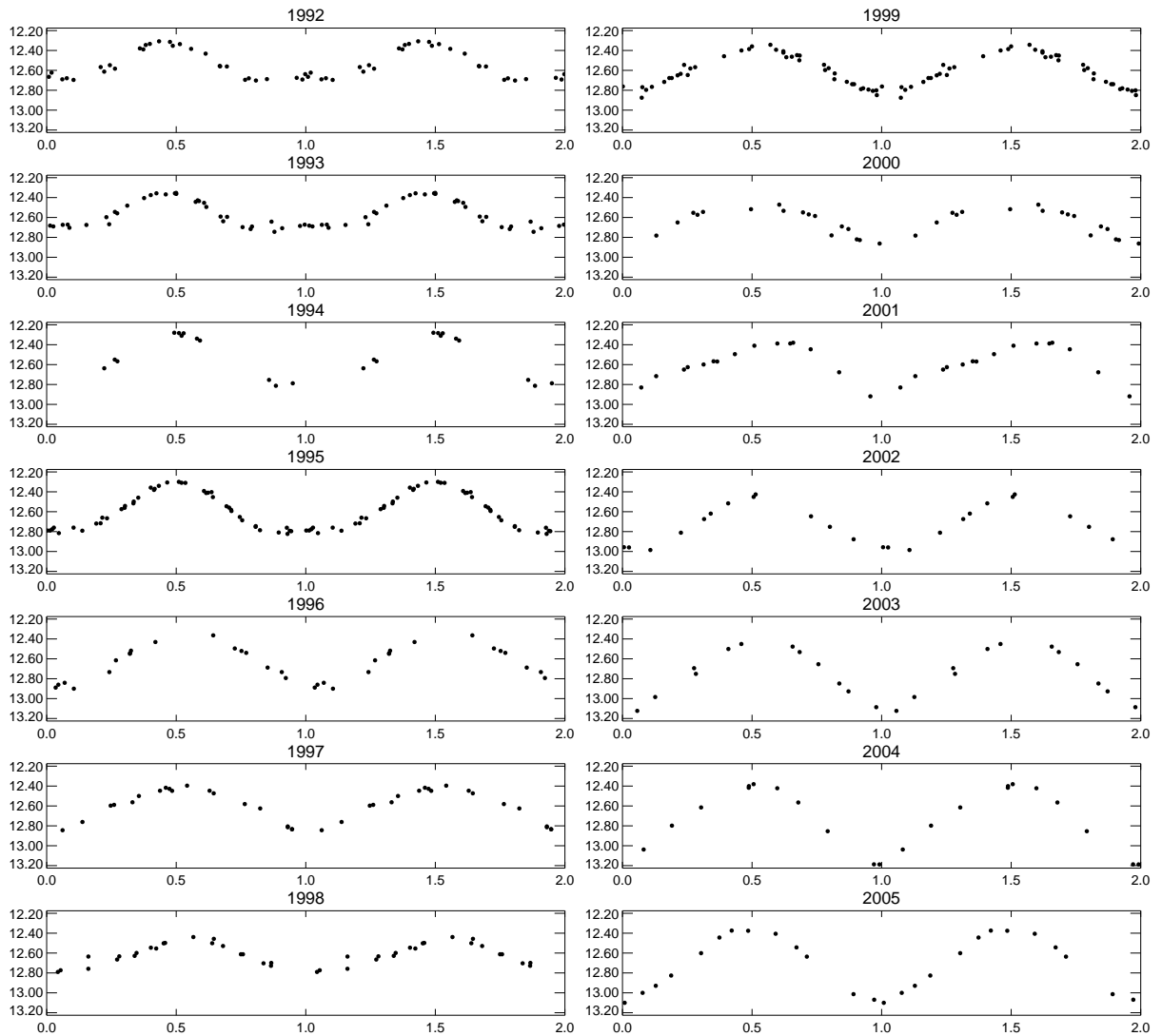


Рис. Б.1. Фазовая кривая блеска LkCa 4 для каждого сезона отдельно. Фаза минимума блеска ( $\varphi_{min}$ ) сохраняет свое положение в течение 14 лет наблюдений.



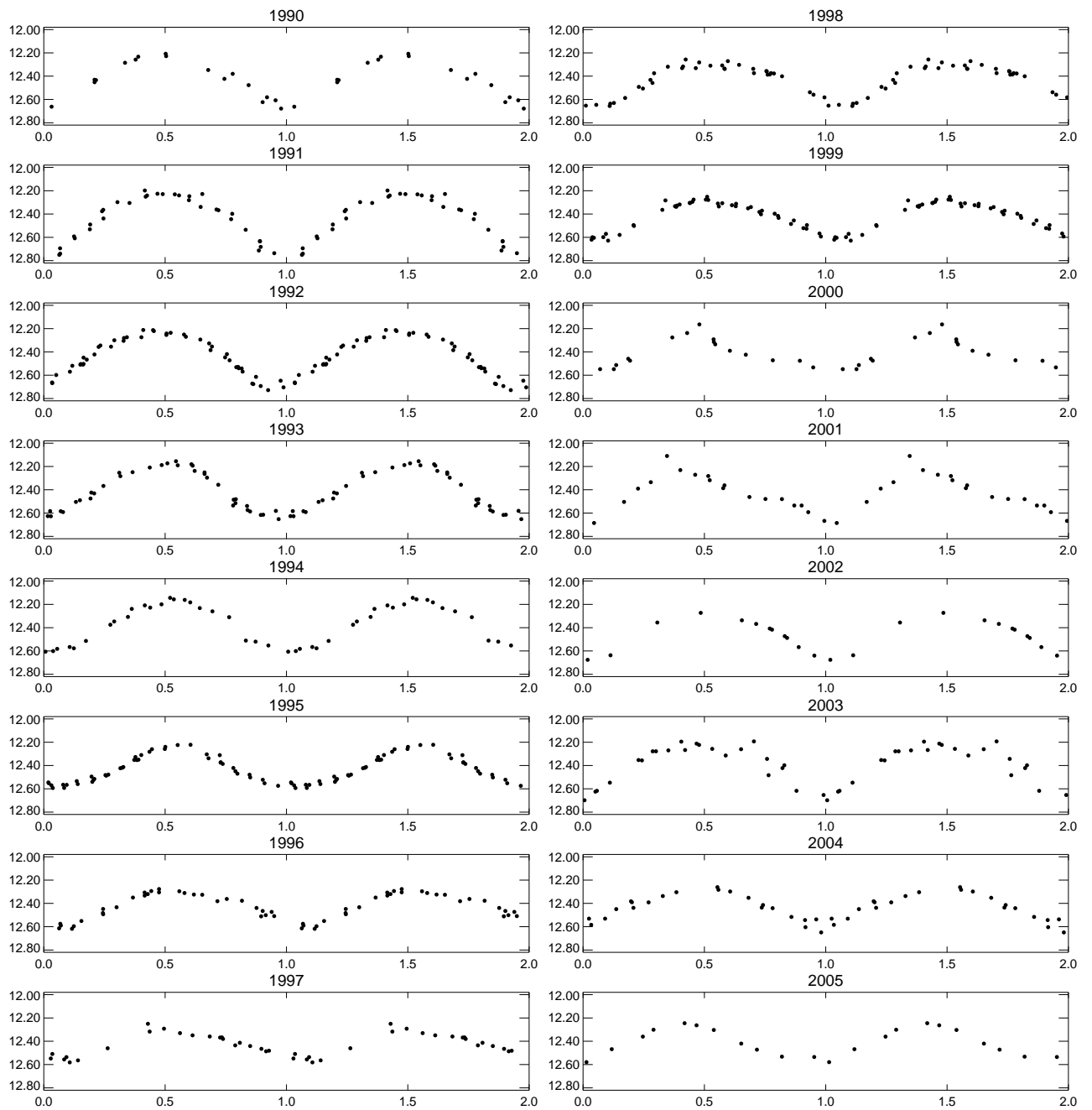


Рис. Б.2. Фазовая кривая блеска LkCa 7 для каждого сезона отдельно. Фаза минимума блеска ( $\varphi_{min}$ ) сохраняет свое положение в течение 16 лет наблюдений.

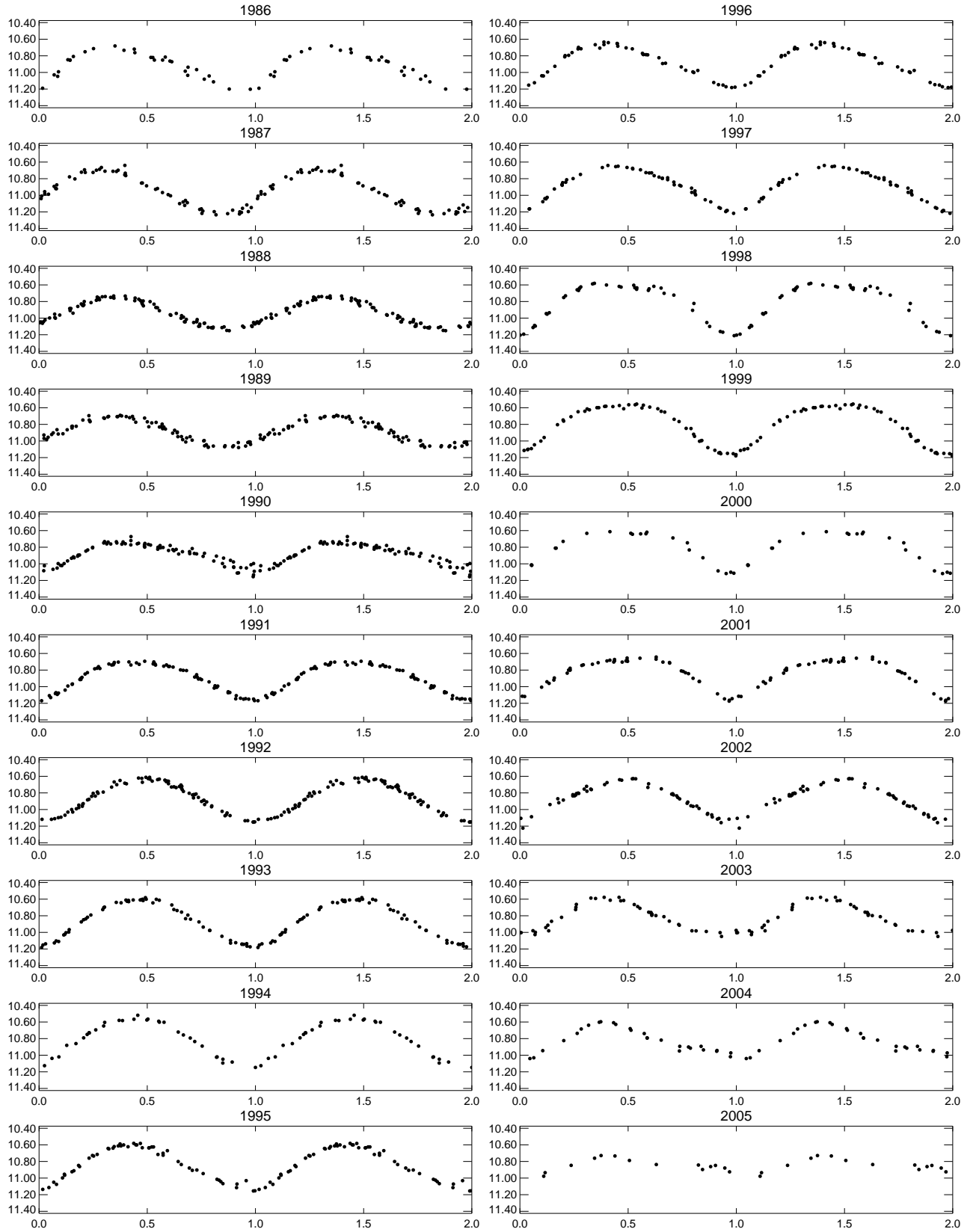


Рис. Б.3. Фазовая кривая блеска V410 Тау для каждого сезона отдельно. Фаза минимума блеска ( $\varphi_{min}$ ) сохраняет свое положение в течение 20 лет наблюдений.

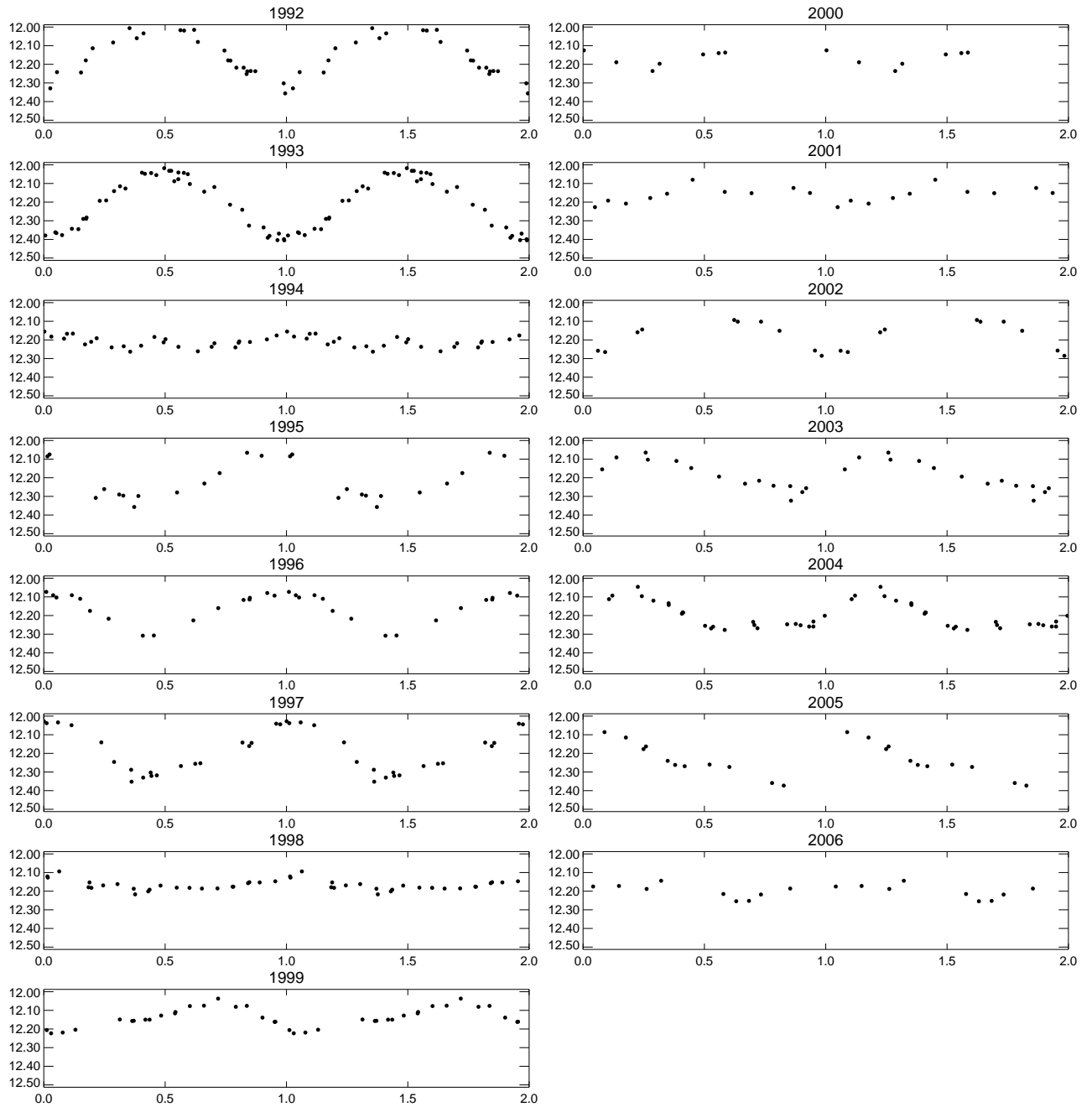


Рис. Б.4. Фазовая кривая блеска ТАР 41. Амплитуда кривой блеска изменяется на несколько десятых звездной величины от сезона к сезону.

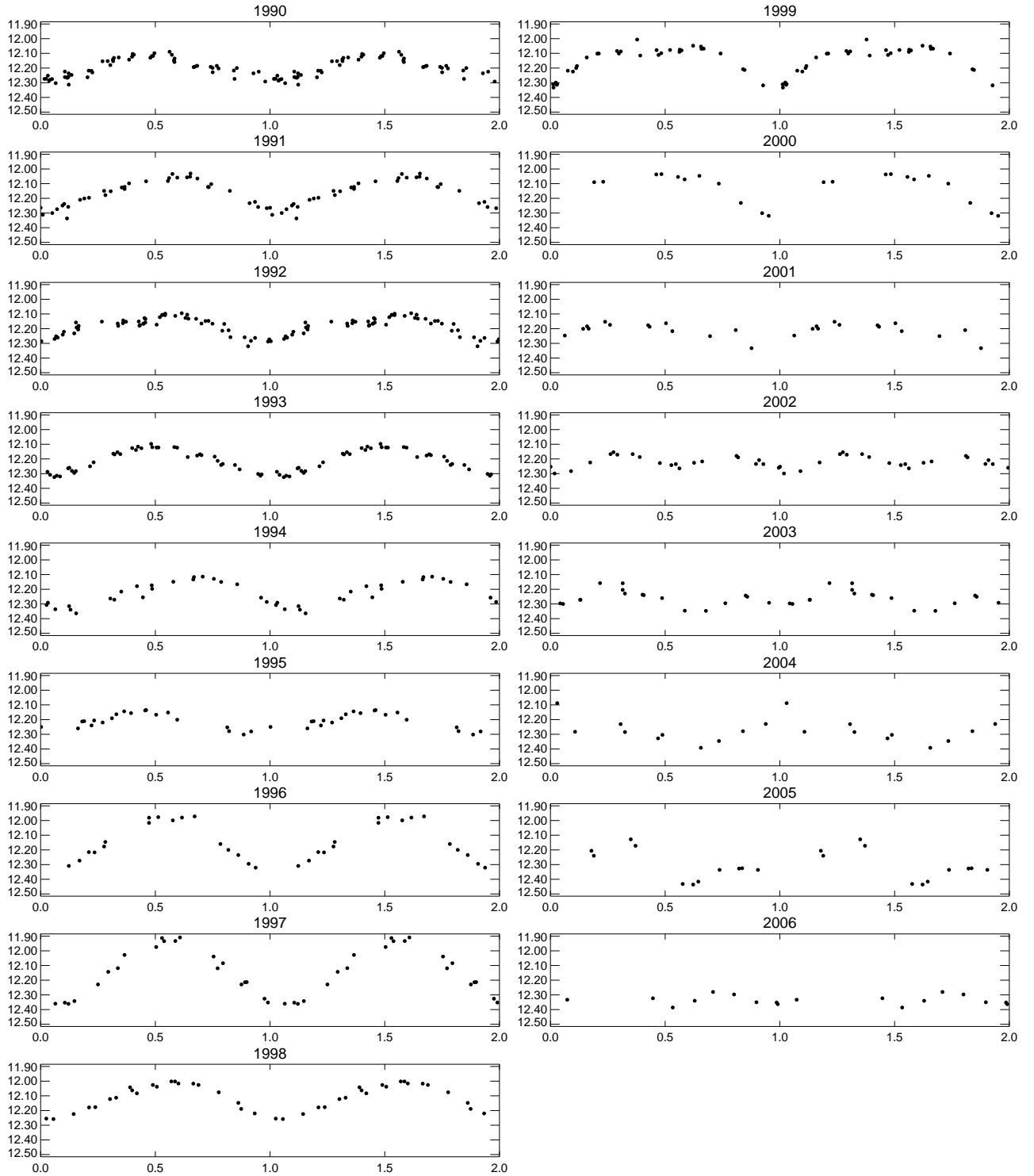


Рис. Б.5. Фазовая кривая блеска V830 Tau. В течение 2002–2003гг фазовая кривая блеска имела сложную форму и демонстрировала наличие двух максимумов и двух минимумов.