

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ  
УЧРЕЖДЕНИЕ НАУКИ  
СПЕЦИАЛЬНАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ  
РОССИЙСКОЙ АКАДЕМИИ НАУК

На правах рукописи

УДК 524.338-337

ЯКУНИН Илья Андреевич

ПОИСК И ИССЛЕДОВАНИЕ МАГНИТНЫХ Вр  
ЗВЕЗД ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

Специальность 01.03.02 —  
«Астрофизика и звездная астрономия»

Диссертация на соискание учёной степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:  
д.ф.-м.н, зав. лабораторией Романюк И.И.

Нижний Архыз – 2014

# Оглавление

<b>Введение</b> . . . . .	<b>5</b>
<b>1 Выбор объектов для исследования</b> . . . . .	<b>17</b>
1.1 Обзор литературы . . . . .	17
1.2 Выбор объектов для наблюдений . . . . .	23
1.3 Ассоциация Ori OB1 . . . . .	24
1.4 Выводы . . . . .	28
<b>2 Магнитные поля Vr звезд</b> . . . . .	<b>29</b>
2.1 Методы анализа магнитных полей . . . . .	29
2.1.1 Эффект Зеемана в звездных спектрах . . . . .	30
2.1.2 Параметры Стокса . . . . .	34
2.1.3 Описание спектрографа ОЗСП и анализаторов по- ляризации . . . . .	35
2.1.4 Редукция данных . . . . .	38
2.2 Измерение магнитных полей . . . . .	40
2.2.1 Измерение продольного магнитного поля . . . . .	40
2.2.2 Измерение модуля поверхностного магнитного поля	45
2.3 Наблюдения магнитных Vr звезд . . . . .	46
2.3.1 Наблюдательный материал . . . . .	47
2.3.2 Каталог магнитных Vr звезд . . . . .	49
2.3.3 Анализ данных каталога . . . . .	56
2.3.4 Новые магнитные Vr-звезды . . . . .	64
2.3.5 Выводы . . . . .	67

<b>3</b>	<b>Химически пекулярные звезды ассоциации OriOB1 . . .</b>	<b>68</b>
3.1	Выделение CP-звезд ассоциации . . . . .	68
3.1.1	Химически пекулярные звёзды в направлении ассоциации OriOB1 . . . . .	76
3.1.2	Частота встречаемости и пространственное распределение CP-звезд . . . . .	86
3.2	Магнитные поля звезд ассоциации . . . . .	90
3.3	Выводы . . . . .	92
<b>4</b>	<b>Исследование отдельных CP звезд . . . . .</b>	<b>94</b>
4.1	Линейная поляризация HD 37776 . . . . .	95
4.1.1	Введение . . . . .	95
4.1.2	Результаты исследований магнитного поля . . . . .	96
4.1.3	Наблюдения линейной поляризации HD 37776 . . . . .	99
4.1.4	Выводы . . . . .	101
4.2	Магнитное поле HD 35298 . . . . .	103
4.2.1	Введение . . . . .	103
4.2.2	Наблюдения и обработка . . . . .	106
4.2.3	Измерение магнитного поля . . . . .	107
4.2.4	Спектральная переменность . . . . .	110
4.2.5	Выводы . . . . .	111
4.3	HD 184927 . . . . .	113
4.3.1	Наблюдательный материал . . . . .	114
4.3.2	Измерение магнитного поля . . . . .	117
4.3.3	Период вращения . . . . .	121
4.3.4	Переменность . . . . .	122
4.3.5	Доплер-зеемановское картирование . . . . .	137
4.3.6	Выводы . . . . .	142
	<b>Заключение . . . . .</b>	<b>144</b>
	<b>Список иллюстраций . . . . .</b>	<b>151</b>

Список таблиц . . . . . 153

Литература . . . . . 154

# Введение

Магнитные поля играют одну из важнейших ролей в процессах, протекающих в космосе на различных масштабах. Различные проявления магнитных полей наблюдаются у самых различных объектов — от планет до галактик.

Магнитное поле у звезды впервые было открыто Хэллом [1] в 1908 году в результате анализа поляризации спектров солнечных пятен. После трех десятилетий поисков, при наблюдении 78 Vir Бэбкоку [2] удалось обнаружить магнитное поле у других звезд.

В последующие десятилетия были проведены наблюдения многих сотен объектов, имеющих разные физические характеристики и эволюционный статус с целью поиска у них магнитных полей. Эти исследования показали, что упорядоченными, постоянными по величине крупномасштабными магнитными полями обладают только химически пекулярные звезды Главной последовательности (кГс), белые карлики (МГс) и субкарлики (кГс).

В настоящее время значительно возросшее качество и точность получаемых спектрополяриметрических данных позволяют анализировать детали поляризованных профилей. Как следствие этого, магнитные поля сложной конфигурации были обнаружены у звёзд солнечного типа и у более холодных объектов, имеются сведения о регистрации полей у звёзд типа Т Тау, Ae/Be Хербига и некоторых других. При помощи специальных методик строятся карты распределения магнитных полей и химических аномалий по поверхности звезды.

Накопленный материал позволил объяснить основные свойства перечисленных выше объектов.

У Солнца и, по существу, остальных холодных звезд наблюдаемая магнитная активность является следствием преобразования энергий вращения и конвекции в магнитную энергию. Вследствие этого генерируются сильно структурированные и переменные магнитные поля, свойства которых в высокой степени коррелируют с массой, возрастом и периодом вращения звезды. Хотя механизм “динамо”, который является причиной таких процессов, на сегодня не до конца понятен, его базовые принципы хорошо установлены, (например, [3]).

Магнитные поля химически пекулярных звезд Главной Последовательности существенно отличаются от описанных выше. Поля в подобных объектах имеют простую структуру и почти всегда гораздо сильнее, чем магнитные поля в холодных звездах. Главная их особенность в том, что характеристики магнитного поля не показывают ярко выраженной корреляции между основными звездными параметрами, такими как возраст, масса или вращение (например, [4, 5]). Большинство исследователей объясняет существование таких полей не механизмом динамо, а тем, что, скорее всего, поля являются реликтовыми, то есть остатками магнитного поля, существовавшего в газопылевом облаке во время стадии формирования звезды.

Реликтовая теория – очень мощный инструмент для объяснения характеристик магнитного поля и его влияния на эволюцию звезд высоких масс, однако, на данный момент она только начинает разрабатываться (например, [6]). Одной из причин ее медленного развития является недостаточность и фрагментарность существующих наблюдательных данных, а также высокая сложность их получения и обработки, из-за чего до сегодняшнего дня фактически не было опубликовано ни одного обзора посвященного магнетизму в ОВ звездах.

Таким образом, наблюдение магнитных химически пекулярных звезд, изучение взаимосвязи магнитного поля с химическими аномалиями, про-

ведение статистических исследований в этой области является одной из актуальных задач современной астрофизики.

## Цели и задачи работы

**Целью** данной работы является комплексное исследование магнитных полей массивных магнитных звезд типа Вр.

Для достижения поставленной цели необходимо было решить следующие **задачи**:

1. На основе спектрополяриметрических наблюдений, проведенных на 6-м телескопе и литературных данных составить каталог магнитных Вр-звезд;
2. Провести статистическое исследование характеристик магнитного поля и возраста выборки Вр-звезд, разработать критерии поиска новых магнитных звезд с экстремально сильными полями;
3. Провести анализ магнитных полей химически пекулярных звезд молодой ассоциации Орион OB1;
4. Детально исследовать структуру и топологию магнитного поля 1-2-х Вр-звезд.

## Научная новизна

– На основе спектрополяриметрических наблюдений, проведенных для 98 Вр-звезд, *впервые* обнаружено 12 ранее неизвестных магнитных звезд. *Впервые* получены спектры с анализатором линейной поляризации звезды HD 37776, обладающей сложной структурой магнитного поля. По ним найдено отсутствие линейной поляризации практически во всех линиях (за исключением ядер самых сильных) в различные фазы периода вращения звезды.

– *Впервые* проведен статистический анализ свойств магнитных полей Вр-звезд на основе составленного нами каталога. Сравнение выборок Вр и Ар-звезд показывает, что среднеквадратические магнитные поля

массивных звезд (находящихся в интервале спектральных классов В2 - В9) больше, чем у Ар-звезд. *Впервые* систематически проанализирован возраст Ар и Вр-звезд. Показано, что возраст Ар-звезд, найденный методом моделей атмосфер, находится в интервале  $\log t = 8-9$ , в то время как для Вр-звезд значения возраста (определенного как методом моделей атмосфер, так и по принадлежности к скоплению) лежат в интервале  $\log t = 6-8$ .

– На основе выделенной нами выборки из 85 СР-звезд ассоциации Орион ОВ1 *впервые* найдено, что доля СР-звезд в подгруппах ассоциации уменьшается с возрастом, от 20% в самой молодой подгруппе до 10% в самой старой. *Впервые* показано, что частота встречаемости Вр-звезд в ассоциации по отношению к нормальным В-звездам (14%) в два раза выше частоты встречаемости Ар-звезд (8%) по отношению к нормальным А-звездам. Получены поляризованные спектры всех 62 Вр-звезд ассоциации и, таким образом, мы *впервые* провели спектрополяриметрические наблюдения всех известных пекулярных В-звезд в ассоциации. *Впервые* в выделено 23 магнитных Вр-звезды, из которых 4 обнаружено нами.

– Результаты комплексного анализа звезды HD 35298. *Впервые* по спектрополяриметрическим данным, полученным на 6-м телескопе, проведено исследование магнитного поля и физических параметров звезды с аномальными линиями гелия HD 35298. Продольный компонент поля меняется от -3 кГс до +3 кГс, найдены параметры атмосферы и построена модель поля в рамках модели наклонного ротатора.

## Научная и практическая ценность

– Составлен каталог характеристик магнитных Вр-звезд, насчитывающий 125 объектов. Анализ данных каталога и сравнение результатов с аналогичной выборкой для Ар-звезд показали наличие тренда уменьшения среднеквадратического магнитного поля с ростом спектрального класса звезды.



– Получено и обработано более 500 циркулярно поляризованных спектров для 120 пекулярных В-звезд. Магнитные наблюдения 98 объектов выполнены впервые, среди них обнаружено 12 новых магнитных звезд. Полученный наблюдательный материал имеет может быть использован в дальнейшем для определения лучевых скоростей и скоростей вращения изучаемых звезд, определения фундаментальных параметров и проведения анализа химического состава атмосфер.

– Проведенные с анализатором линейной поляризации наблюдения показали практически полное отсутствие оной на уровне 0.5% в спектральных линиях звезды с усиленными линиями гелия HD 37776. Полученные данные привели к построению новой модели магнитного поля звезды с меньшей его величиной на поверхности.

– Для предварительно выделенных 85 CP-звезд ассоциации Орион OB1 определены расстояния и физические параметры. Показано, что 23 Am звезды не принадлежат ассоциации, остальные 62 объекта – это Vp-звезды. Получены зеемановские спектры всех 62 Vp-звезд.

– Исследование звезды HD 184927 позволили сделать выводы о топологии магнитного поля, химическом составе и характеристиках магнитосферы объекта. Работа была выполнена с применением передовых методик, таких как Least-Square Deconvolution и доплер-зеемановское картирование. Результаты использованы в рамках работы международного проекта по изучению магнитных полей массивных звезд MiMeS: Magnetism In Massive Stars.

## **Основные положения, выносимые на защиту:**

– Результаты измерения магнитных полей 120 пекулярных В-звезд по спектрам, полученным на 6-м телескопе. Наблюдения 98 объектов выполнены впервые, среди них обнаружено 12 новых магнитных звезд. Показано, что в случае небольшого числа широких линий в спектре для измерения магнитного поля лучше пользоваться методом линейной регрессии.

– Результаты исследования химически пекулярных звезд в ассоциации Орион OB1: выделено 85 CP-звезд из 814 объектов звездного населения ассоциации. Доля CP-звезд уменьшается с возрастом, от 20% в самой молодой подгруппе скопления до 10% в самой старой. Установлено, что все 23 выделенные Am-звезды являются объектами переднего плана и не принадлежат ассоциации. Найдено 4 новых магнитных звезды в ассоциации.

– Результаты наблюдений и обработки 10 спектров звезды HD 37776 с усиленными линиями гелия, полученных с анализатором линейной поляризации. Впервые показано отсутствие линейной поляризации в линиях на уровне 0.5% во всех фазах периода вращения звезды.

– Результаты наблюдений и комплексного анализа звезды HD 35298. Установлено, что продольное магнитное поле звезды HD 35298 меняется от -3 до +3 кГс. Структура магнитного поля объяснена в рамках модели наклонного ротатора.

## Структура диссертации.

Диссертация состоит из введения, четырех глав, заключения, списков рисунков и таблиц и списка цитируемой литературы. Общий объем диссертации составляет 166 страниц текста, включая 29 рисунков и 22 таблицы и список литературы из 121 наименований.

## Основное содержание работы

Во **введении** обосновывается актуальность диссертационной работы, формулируются цели, ставятся задачи работы, сформулированы научная новизна и практическая значимость представляемой работы. Приведены пункты, выносимые на защиту, отмечены личный вклад автора и апробация результатов. Приведен список публикаций, содержащих основные результаты диссертации.

**Первая глава** посвящена истории обзору литературных сведений о современном состоянии проблемы магнетизма в химически пекулярных звездах. Обосновывается выбор объектов для исследования.

В разделе 1.1 приведен обзор литературы по проблеме исследования физических и статистических характеристик магнитных CP-звезд.

В разделе 1.2 обосновывается выбор Vp-звезд в качестве основных объектов исследования.

В разделе 1.3 приведена история изучения и информация о звездах молодой ассоциации OriOB1.

Во **Второй главе** представлены результаты наблюдений и исследования выборки магнитных Vp-звезд Главной последовательности. В результате наблюдательной программы нами было открыто 12 новых магнитных звезд, еще у нескольких объектов магнитное поле было заподозрено. К сожалению, нам не удалось обнаружить косвенных спектральных критериев наличия магнитного поля в Vp-звездах, таких как депрессии континуума на  $\lambda 5200$  у Ap-звезд.

На основе каталога [7] и собственных наблюдений нами составлены и проанализированы списки магнитных Ap- и Vp-звезд. Показано, что возраст Vp-звезд распределен равномерно в интервале  $\log t = 6.4 - 8.5$ , в то время, как большинство Ap-звезд имеют возраст  $\log t = 8.20 - 8.90$ , причем точность определения  $\log t$  Vp-звезд выше. Мы сравнили средние величины магнитных полей  $\langle B_e \rangle$  Ap- и Vp-звезд с 8 и более измерениями магнитного поля. Показано, что с достаточной степенью достоверности магнитные поля более горячих и массивных Vp-звезд в 1.5 раза выше, чем у более холодных Ap-звезд ( $\overline{\langle B_e \rangle} = 1170$  Гс для Ap и  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1776$  Гс для Vp).

В разделе 2.1 рассмотрены наблюдательные проявления эффектов магнитного поля в звездных спектрах, описана методика их регистрации и редукции получаемых данных.

Раздел 2.2 посвящен описанию различных методов измерения магнитных полей CP-звезд.

В разделе 2.3 рассмотрены результаты выполнения наблюдательной программы на 6-м телескопе, представлены данные о 12 новых магнитных звездах и 3 звездах с заподозренным полем. Описываются критерии отбора и проводится сравнение возраста и полей выборок магнитных Ар- и Вр-звезд.

**Третья глава** посвящена исследованию химически пекулярных звезд ассоциации OriOB1.

В Разделе 2.1, на основе списка звезд, принадлежащих ассоциации, взятом из работы [8], каталога химически пекулярных звезд [9], и других работ, посвященных изучению CP-звезд ассоциации ([10, 11]), мы выделили 85 CP-звезд в направлении ассоциации OriOB1. Произведен анализ физических параметров CP-звезд ассоциации. Для сравнения расстояний, определенных разными методами, мы выделили из общего списка объекты с эффективной температурой  $T_{\text{eff}}$  не выше 9000 К и выбрали те из них, для которых были измерены параллаксы. Показано, что данными миссии HIPPARCOS [12] для определения расстояний можно пользоваться только если изучаемые объекты находятся ближе 250 пк.

В результате анализа пространственного распределения выделенных CP-звезд, было продемонстрировано, что все Am-звезды находятся ближе, чем передняя граница ассоциации, и, судя по всему, не принадлежат ей. Большая часть объектов сконцентрирована в центре ассоциации. Показано, что доля пекулярных звезд наименьшая среди самой старой подгруппы ассоциации (a) —  $\sim 8\%$ , и в два раза большая в существенно более молодой (b) —  $\sim 15\%$ . Если взять исключительно звезды с эффективными температурами  $\log T_{\text{eff}} < 4$ , то подобный тренд становится менее выраженным, но сохраняется ((a) —  $\sim 11\%$ , (b) —  $\sim 14\%$ ).

Раздел 3.2 посвящен исследованию магнитных звезд ассоциации. Нами было выделено 23 магнитные звезды (4 из которых обнаружены в результате выполнения нашей наблюдательной программы), 22 из которых принадлежат к спектральному классу Вр. Семнадцать из них — это звезды с аномальными линиями гелия.

В подгруппе (a) найдено 6 магнитных звёзд среди 24 пекулярных (25%), в подгруппе (b) — 9 магнитных звёзд из 21 пекулярной (43%), и в подгруппе (c) — 8 из 37 пекулярных (21%). Видим, что доля магнитных звёзд во внутренней подгруппе (b) в два раза больше, чем во внешних (a) и (c). Видна тенденция — магнитные звёзды преимущественно концентрируются в более молодой подгруппе. Однако, в самой молодой подгруппе (d) ни у одной из трех CP-звёзд сильное поле не найдено.

В Разделе 3.3 приведены основные выводы главы.

**Четвертая глава** посвящена детальному анализу отдельных магнитных звезд с аномалиями гелия.

В разделе 4.1 продемонстрированы результаты наблюдений He-rich звезды HD 37776 с анализатором линейной поляризации. Эта звезда уникальна тем, что магнитное поле на ее поверхности достигает 30 кГс. Циркулярная поляризация в линиях достигает 5% [13].

После обработки наблюдений, вопреки ожиданиям, линейная поляризация в линиях звезды не была найдена на уровне 0.5%. Этот результат привел к пересмотру существующей магнитной модели звезды [14].

Раздел 4.2 посвящен исследованию магнитного поля звезд HD 35298 с ослабленными линиями гелия. Наблюдения, проведенные на 6-м телескопе в течение 2010 – 2012 гг позволили построить кривую изменения продольного магнитного поля, которое варьируется в интервале от -3 до +3 кГс. Показано, что в случае горячих звезд метод линейной регрессии оказывается более точен. В рамках модели наклонного ротатора показано, что магнитное поле HD 35298 может быть объяснено центральным диполем с параметрами  $i = 60^\circ$ ,  $\beta = 95^\circ$ ,  $B_p = 11500$ . Мы считаем, что картина переменности спектральных линий может говорить о том, что поверхность звезды весьма неоднородна по распределению химических элементов, которые собираются в пятна.

Раздел 4.3 посвящен детальному исследованию атмосферы, вращения и магнитного поля He-rich звезды HD 184927, которое выполнялось в рамках международной коллаборации MiMeS: Magnetism In Massive

Stars. Используя данные из литературы и собственные наблюдения нами был уточнен период вращения звезды, его новое значение составило

$$JD(B_e^+) = (2455706.517 \pm 0.48) + (9.53102 \pm 0.0007) \cdot E \quad (1)$$

Магнитное поле, измеренное по построенным нами LSD профилям и отдельным линиям химических элементов показало, что поведение поля, измеренного по бальмеровским линиям, резко отличается от поля, измеренного по линиям металлов. Продемонстрировано, что данный эффект является следствием того, что химические элементы распределены по поверхности звезды крайне неоднородно. Аномально широкие линии гелия в спектрах звезды HD 184927 могут быть объяснены наличием на ее поверхности пятна с высоким содержанием гелия. Построена модель атмосферы и определены физические параметры звезды.

В **Заключении** приведены основные результаты работы.

## Апробация работы

Основные результаты работы докладывались на различных всероссийских и международных конференциях:

1. Международная конференция “Магнитные звезды”, САО РАН, Нижний Архыз, 27 августа – 1 сентября 2010 г.
2. Международная конференция “Magnetic fields in stars and exoplanets”, Потсдам, Германия, 22–25 августа, 2011 г.
3. Конференция стран СНГ “50 лет космической эры: реальные и виртуальные исследования неба”, Академия Наук Армении, Ереван, Армения, 21–25 ноября 2011 г.
4. The MiMeS 6 Workshop, CEA, Сакле, Франция, 21–25 мая 2012 г.
5. IV Пулковская молодежная астрономическая конференция, Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория, Санкт-Петербург, 18–20 сентября 2012 г.

6. Всероссийская молодежная астрономическая конференция “Наблюдаемые проявления эволюции звезд”, САО РАН, Нижний Архыз, 15–19 октября 2012 г.

7. Симпозиум МАС “Magnetic Fields Throughout Stellar Evolution”, Биарриц, Франция, 25–30 августа 2013 г.

## Публикации автора по теме диссертации

1) Yakunin I.A., Chountonov G.A., Semenko E.A.; Romanyuk I.I. *Linear Polarization of HD 37776*

Proceedings of International Conference "Magnetic Stars" (Eds.: I.I.Romanyuk, D.O.Kudryavtsev), 2011, p.137-141.

2) Kudryavtsev D. O.; Romanyuk I. I.; Semenko E. A.; Yakunin I. A. *New magnetic CP stars found at the 6-m telescope*

Astronomische Nachrichten, 2011, v.332, p.961

3) Yakunin, I., Romanyuk, I., Kudryavtsev, D., Semenko, E. *Results of magnetic field observations of stars with helium anomalies with the 6-m telescope*

Astronomische Nachrichten, 2011, v.332, p.974

4) Романюк И.И., Якунин И.А. *Магнитные В-звезды Главной последовательности. 1. Постановка задачи и выбор объектов для наблюдений*

Астрофизический Бюллетень, 2012, т.67, с.186-216

5) Yakunin, I., Romanyuk, I., Kudryavtsev, D., Semenko, E. *Results of magnetic field observations of stars with helium anomalies using the 6-m telescope*

“50 years of Cosmic Era: Real and Virtual Studies of the Sky” Proceedings of the Conference of Young Scientists of CIS Countries, held 21–25 Nov 2011 in Yerevan, Armenia. Editors: A.M. Mickaelian, O.Yu. Malkov, N.N. Samus, 2012, p.148-154

6) Якунин И.А. *Измерение магнитного поля звезды HD 35298*  
Астрофизический Бюллетень, 2013, т.68, с.226-231

7) Романюк И.И., Семенко Е.А., Якунин И.А., Кудрявцев Д.О.  
*Химически пекулярные звезды в ассоциации Орион OB1. 1. Частота встречаемости, пространственное распределение и кинематика*  
Астрофизический бюллетень, 2013, т.68, с.318-355

### **Личный вклад автора.**

В работе 1 автор принимал участие в наблюдениях и обработке полученных данных.

В работах 2,3,4,5 автор принимал участие в постановке задачи, наблюдениях и обработке данных, вклад автора равен вкладу соавторов.

В работе 7 автор принимал участие в постановке задачи, самостоятельно выполнил наблюдения и их обработку, принимал участие в интерпретации результатов.



# Глава 1

## Выбор объектов для исследования

### 1.1 Обзор литературы

Наличие сильных магнитных полей ( $\sim 1$  кГс) у некоторых химически пекулярных звезд (так называемые магнитные Ap и Bp звезды) астрономам известно уже более 50 лет, со времен обнаружения Бэбкоком [2] магнитного поля у звезды 78 Vir. С магнитными полями, присутствующими в подобных звездах, связывают ряд других характерных особенностей.

Во-первых, эти объекты демонстрируют спектральную, фотометрическую и магнитную переменность, связанную с вращением звезды, что указывает, с одной стороны, на существование довольно значительных химических неоднородностей на поверхности звезды, с другой стороны, на то, что расположение магнитных полюсов не всегда совпадает с осью вращения. Во-вторых, аномальное содержание некоторых химических элементов (Si, Sr, Cr, He, редкоземельные элементы), которое объясняется действием механизма селективной диффузии атомов под действием сил тяжести и лучевого давления в частотах спектральных линий (например, [15, 16, 17]). Согласно этой теории, химические аномалии сконцен-

трированы в тонком слое атмосферы, тогда как в целом звезда имеет нормальных химсостав.

Современные высокоточные наблюдения позволили выявить ряд новых тонких эффектов: стратификацию элементов в атмосфере с глубиной (например, [18, 19] и др.), быстрые пульсации фотометрического блеска и лучевых скоростей спектральных линий [20, 21, 22], [23] и др., обнаружены указания на возможный вертикальный градиент магнитного поля [24, 25, 26]. Сильно возросшие вычислительные возможности позволили создавать программы, синтезирующие трехмерные модели звездных атмосфер с неоднородной структурой поверхности. Гипотеза диффузии химических элементов, предложенная Мишо [15], стала доступной для численной проверки.

Несмотря на то, что в последние десятилетия осуществлен большой прогресс в понимании физических процессов, протекающих в этих звездах, многие важные проблемы остаются нерешенными. К примеру, несмотря на то, что большинство фактов (таких как стабильность магнитных полей CP-звезд, отсутствие признаков активности солнечного типа и каких-либо существенных корреляций между наблюдаемыми полями и вращательными характеристиками) говорят в пользу реликтовой теории, до сих пор не ясно, как эти поля эволюционируют во время жизни звезды на Главной Последовательности. Также остается не выясненным до конца вопрос о взаимодействии основных сил, принимающих участие в механизме диффузии.

Старт изучению магнитных полей в звездах спектрального класса В положила работа Ландстрита и др [27], открывших в B2V звезде  $\sigma$  Ori E сильное глобальное магнитное поле. Систематические наблюдения этих объектов (например, [11, 28]) показали, что некоторые Вр-звезды усиленными линиями гелия показывают наличие полей порядка килогаусса. Совсем недавно, после ввода в строй спектрополяриметров нового поколения, магнитные поля были зарегистрированы у других ранних В звезд, некоторые из которых имеют аномалии гелиевых линий (напри-

мер, [29, 30, 31]), а некоторые не обладают никакими спектральными peculiarity (например, [32, 33]).

В описанной ситуации для дальнейшего развития физической теории звездного магнетизма необходимы новые наблюдения. Одним из пробелов, который необходимо заполнить в первую очередь, связан с возрастом наблюдаемых звезд. Надежная информация о возрасте необходима для изучения эволюционных изменений магнитного поля, химического состава, скорости вращения и т.д. Ошибка определения возраста Ар и Вр-звезд поля очень велика — даже используя наиболее точные на данный момент параллаксы миссии HIPPARCOS, неопределенности в светимости и эффективной температуре позволяют лишь грубо определить, на какой стадии эволюции находится звезда.

Первые попытки получения зависимостей величины магнитного поля СР-звезд от возраста и других физических параметров были предприняты еще 30 лет назад. На бальмеровском магнитометре, установленном на 30-дюймовом телескопе обсерватории Кит Пик, Джон Ландстрит и его команда выполнили провели большие серии наблюдений магнитных полей быстровращающихся звезд по линиям водорода [11]. Сравнив выборку открытых ими массивных магнитных звезд молодых скоплений в Орионе и Скорпионе-Центавре [34, 35, 36] с известными Ар-звездами поля, авторы исследования пришли к выводу, что распределение магнитного поля у первой и второй группы совпадает. Эволюционные эффекты чрезвычайно слабо выражены (если не полностью отсутствуют) на временной шкале от нескольких миллионов до сотен миллионов лет.

Примерно в это же время большой цикл наблюдений магнитных Ар и Вр-звезд в скоплениях и группировках был выполнен на 6-м телескопе САО РАН. Глаголевский и др. [37] исследовали магнитные поля 68 звезд в 10 рассеянных скоплениях разного возраста. Сравнение с объектами поля показало, что, возможно, существует слабое падение величины магнитного поля с увеличением возраста звезды. Было также показано,

что магнитное поле звезд с массами больше  $5M_{\odot}$  в 1.5 раза больше, чем у звезд с массами менее  $5M_{\odot}$ .

Очевидно, для увеличения точности определения возраста магнитных Ар и Вр-звезд нужно наблюдать подобные звезды в рассеянных скоплениях. До момента, когда фотопластинки заменили ПЗС-матрицы, решение этой задачи было невозможно из-за того, что звезды в скоплениях были довольно слабыми для спектрополяриметрических исследований (зв. величины порядка  $V = 6$  или  $7$ ). С вводом в строй нового поколения приборов ситуация значительно изменилась. К примеру, на спектрополяриметре FORS1 на 8-м телескопе VLT было зарегистрировано магнитное поле у звезды с величиной  $V = 12.88$ , что на сегодняшний день является рекордом[38].

Основной звездный спектрограф (ОЗСП) телескопа БТА, оснащенный поляриметрическим модулем, позволяет эффективно измерять магнитные поля звезд до  $\approx 11$  звездной величины. Широко известна работа Кудрявцева и др [39], посвященная поиску и исследованию новых магнитных химически пекулярных звезд. Из 96 предварительно отобранных кандидатов магнитное поле найдено у 72 объектов. Методика, представленная в этой статье, основанная на измерении величины депрессии в районе  $\lambda 5200\text{\AA}$ , показала себя чрезвычайно эффективной. Авторы статьи делают вывод о том, что в целом более сильные поля наблюдаются у более горячих звезд, делая, однако, акцент на том, что данный факт требует дополнительной проверки.

Другой важной задачей продолжает оставаться существенное накопление числа магнитных звезд, как находящихся в скоплениях, так и объектов поля. Данные о параллаксах и собственных движениях из каталогов HIPPARCOS и TYCHO-2 позволяет достаточно точно решить задачу отделения одних звезд от других.

Для поиска связей между магнитными полями и звёздной эволюцией была предложена большая программа наблюдений на 8-м телескопе VLT. Первые результаты этих исследований опубликованы в работе [40].

Авторами был проведен большой обзор магнитных полей звёзд ранних спектральных классов в рассеянных скоплениях и ассоциациях разного возраста. Магнитные поля были измерены у 235 химически пекулярных звёзд с типичной ошибкой около 100 Гс. В этой выборке имеется 97 Ap и Vp-звёзд. Магнитное поле было найдено у 41 объекта, 37 из которых не были известны ранее, как магнитные. У 138 нормальных A и B-звёзд магнитное поле не было обнаружено. Результаты наблюдений на FORS1 обобщены в работе [5]. Для всех магнитных Ap/Vp-звёзд скоплений были найдены эффективные температуры, светимости и массы. В работе было показано, что магнитные поля присутствуют по всей ширине полосы Главной Последовательности от ZAMS<sup>1</sup> до TAMS<sup>2</sup>. Продемонстрировано, для звёзд с массами больше  $3M_{\odot}$  на шкале примерно 30 млн лет затухание магнитного поля с возрастом соответствует ожидаемым расчетам в условии сохранения магнитного потока с увеличением радиуса звезды, или даже быстрее. Напротив, звёзды меньших масс не показывают никаких признаков уменьшения поля даже на шкале сотен миллионов лет. Таким образом, изучение магнитных звёзд в скоплениях оказалось очень мощным методом для изучения эволюции магнитных полей.

FORS1 использовался в работе [41], в которой авторы исследовали магнитные поля 136 CP-звезд разных типов пекулярности.

Добавим, что наблюдения на спектрополяриметре FORS1 проводятся с низким спектральным разрешением ( $R=2000$ ), а результатом является некий усредненный по всему спектру сигнал поляризации [40]. При использовании линий металлов (доплеровский профиль которых уже инструментального), полученная величина сигнала поляризации путем специальных калибровочных зависимостей переводится в продольное магнитное поле, некий аналог  $B_e$ [41]. Результаты этой процедуры не всегда оказываются безупречными, что приводит к большим ошибкам в величине поля, зависящим от температуры, скорости вращения, химическо-

---

<sup>1</sup>Zero Age Main Sequence — Главная последовательность нулевого возраста

<sup>2</sup>Terminal Age Main Sequence — Главная последовательность конечного возраста

го состава и других параметров звезды. Используемый в работах на FORS1 метод является исключительно эффективным при поисках новых магнитных звёзд, но могут возникать трудности при калибровке результатов. Баньюло и др. [40] отмечают, что имеются расхождения с данными классических зеемановских измерений.

В последнее время, в связи с вводом в строй нового поколения спектрографов высокого разрешения, особое внимание уделяется поиску и исследованию магнетизма звезд спектральных классов O и B. К примеру, в рамках проекта MiMeS: Magnetism In Massive Stars, были открыты магнитные поля силой от 0.1 до 10 кГс у нескольких дюжин OB звезд (например, [42, 43, 44]). Помимо поиска, в задачи проекта входит мониторинг уже известных массивных магнитных звезд методами спектрополяриметрии высокого разрешения, а также разработка теоретической базы физики подобных звезд.

В частности, при помощи теоретических моделей и магнитогидродинамических симуляций исследуется влияние магнитного поля звезды на ее вращение и темп потери массы, с целью показать, как умеренно сильные поля могут канализировать звездный ветер, приводя к образованию так называемых магнитосфер — сложных динамических структур, возникающих вокруг магнитных звезд с истечением вещества. Идея магнитосфер возникла из попыток объяснить некоторые специфические свойства массивных звезд, такие как, поведение кривых блеска и переменность водородных линий звезды  $\sigma$  Ori E, вариации ультрафиолетовых резонансных линий в магнитных Bp-звездах, рентгеновские свойства O-звезды  $\Theta^1$  Ori C, радиоэмиссии некоторых магнитных CP-звезд, которые коррелируют с величиной магнитного поля. Детальному исследованию этого феномена посвящена работа [45].

С помощью Основного звездного спектрографа нами был произведен поиск и новый анализ магнитных полей CP-звёзд, находящихся на разных стадиях эволюции.

## 1.2 Выбор объектов для наблюдений

Для изучения эволюции звездных магнитных полей целесообразно, как было показано выше, рассматривать быстро эволюционирующие объекты — массивные звезды, обладающие сильными магнитными полями. Относительная точность измерения сильных магнитных полей выше, чем слабых, поэтому у объектов с сильными полями более реально выявлять систематические особенности, связанные с эволюцией. Выборка объектов должна быть достаточно большой, чтобы индивидуальные особенности структуры магнитного поля отдельных звезд не имели решающего значения.

На наш взгляд, наиболее подходящими объектами для исследования эволюции звездных магнитных полей являются магнитные Вр-звезды. Вр-звезды, как правило, находят в скоплениях с возрастом от нескольких миллионов до нескольких сотен миллионов лет, что облегчает задачу определения возраста, а периоды вращения данных звезд различаются значительно меньше по сравнению с периодами Ар звезд ( $\approx 1-20$  суток для Вр; несколько суток — десятки лет для Ар). Это позволяет отличить эффекты эволюции от эффектов, связанных с вращением.

Для нахождения информации о Вр-звездах нами был взят каталог Романюка и Кудрявцева [7], содержащий информацию о 326 объектах с достоверно обнаруженным магнитным полем и 29 звездах с заподозренным полем.

Большинство объектов (примерно  $2/3$ ) относятся к спектральному классу Ар и имеют эффективные температуры  $T_{\text{эфф}}$  ниже 10000 К. Почти все из них находятся в интервале возрастов от  $\log t = 8$  до  $\log t = 9$ . Магнитные поля на поверхности Ар звезд достигают 20 кГс, скорости вращения в 3-4 раза меньше, чем у нормальных А звезд.

Около  $1/3$  объектов каталога являются Вр-звездами. Их эффективные температуры находятся в пределах от 10000 К до 25000 К, а магнитные поля на поверхности достигают 30 кГс и больше. Значительное

количество Вр-звезд найдено в звездных ассоциациях с интервалом возрастов от  $\log t = 6$  до  $\log t = 8$ . Периоды вращения, как правило, не превышают нескольких суток. Скорости вращения Вр-звезд в 2-3 раза ниже, чем у нормальных звезд той же температуры, за исключением звезд с усиленными линиями гелия.

В последние годы на 6-м телескопе была выполнена большая программа по поиску магнитных звезд среди объектов с сильными депрессиями континуума на длине волны  $\lambda 5200\text{\AA}$ . В результате было найдено около 100 новых магнитных звезд [39, 46]. Однако, при температурах  $T_{\text{эфф}} > 14000\text{ К}$  депрессии в спектрах исчезают и не могут быть использованы в качестве критериев для отбора кандидатов.

Новые кандидаты выделялись нами по наличию следующих признаков: резко усиленные линии кремния и усиленные или ослабленные линии гелия. Для нахождения новых возможных признаков нами была выполнена массовая спектроскопия звезд на телескопе Цейсс-1000 и использованы литературные данные. Основное внимание было уделено изучению Вр-звезд, входящих в рассеянные скопления и звездные ассоциации разного возраста. Было отобрано около 30 рассеянных скоплений разного возраста, в которых имеется достаточно большое для статистического анализа количество Вр-звезд. Была подготовлена программа наблюдений на телескопе БТА по поиску новых магнитных Вр-звезд, включающая несколько сотен объектов. В области каждого скопления мы выделили яркие звезды поля, которые могут быть использованы в качестве контрольной выборки.

### 1.3 Ассоциация Ori OB1

Как было показано выше, наиболее подходящими объектами для исследования эволюции магнитного поля являются Вр-звезды в рассеянных скоплениях. Для проведения подобной работы на БТА первой нами была выбрана звездная ассоциация Ori OB1. Причины этого следую-

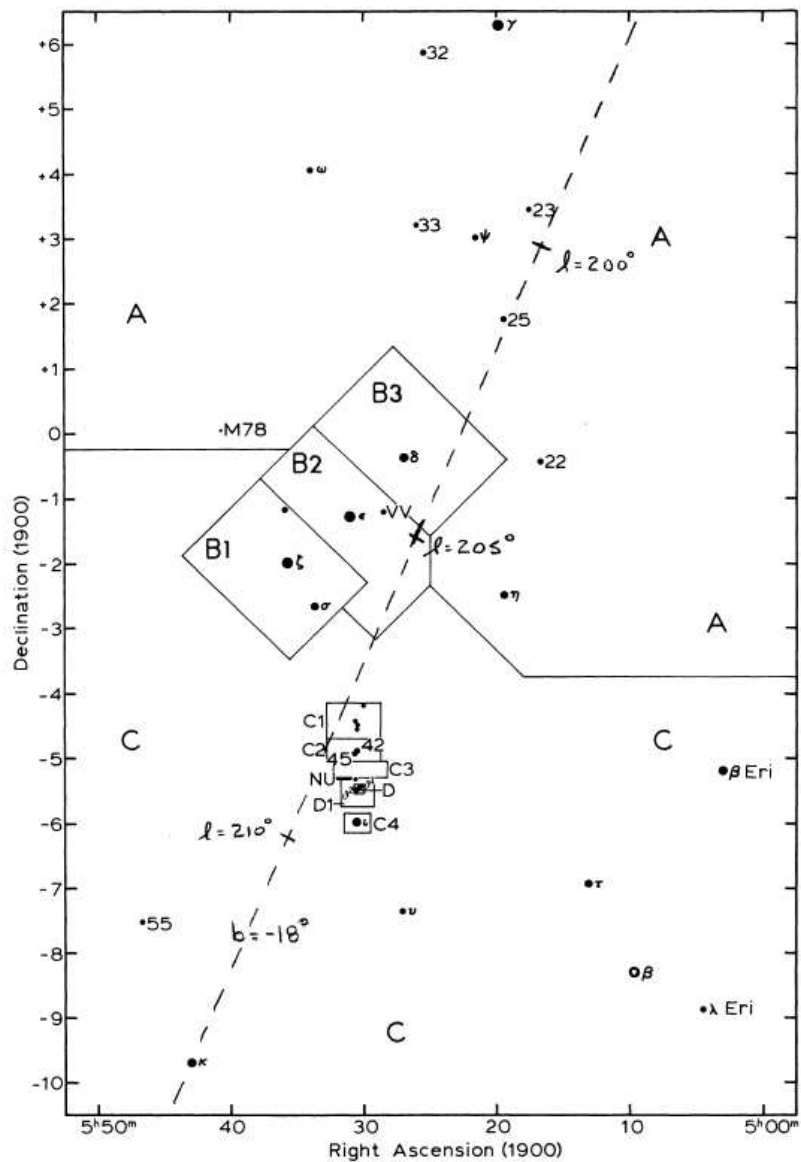


щие. Во-первых, с учетом расположения телескопа, данная ассоциация полностью видна в осенне-зимний наблюдательный период (в отличие, например, от подобной ассоциации в созвездиях Скорпиона и Центавра, которая видна лишь частично). Во-вторых, группировка химически пекулярных звезд Ori OB1 достаточно многочисленна, чтобы проводить статистические исследования.

В созвездии Ориона находится одна из наиболее известных группировок звёзд ранних типов в окрестности Солнца, которая носит название ассоциации Ori OB1. Термин “звёздные ассоциации” был введен академиком Амбарцумяном [47], который описал их как молодые концентрированные группировки звёзд, существование которых в течение длительного времени невозможно, согласно критериям динамической устойчивости. Отметим, что ассоциации не выделяются как области повышенной общей звёздной плотности, повышена парциальная плотность звёзд отдельных типов.

Ассоциация в Орионе находится на расстоянии  $\sim 400$ пк от Солнца и лежит ниже галактической плоскости (на галактической широте  $b$  от  $-5^\circ$  до  $-25^\circ$ , поэтому межзвёздное поглощение и покраснение звёзд в Орионе невелики:  $A_V = 0^m.3$ ,  $E(B - V) = 0^m.06$  (данные взяты из работы Клочковой [10]). Данные, полученные в ИК, радио и визуальном диапазоне содержат множество указаний на то, что в ассоциации происходит интенсивный процесс звездообразования.

Попытки определить принадлежность тех или иных звезд к ассоциации предпринимались неоднократно. Первый список из 526 звёзд ассоциации приведен в фундаментальной работе Уоррена и Хессера [48]. В этой и последующих двух объемных работах этих авторов [49, 50] продемонстрированы результаты их фотометрических наблюдений, собраны многочисленные сведения по астрометрии, фотометрии и спектроскопии, выполнен детальный анализ всей совокупности данных, в результате которого для каждой звезды была оценена вероятность её принадлежности к ассоциации по трем различным критериям.



**Рис. 1.1.** Разделение ассоциации Орион OB1 на подгруппы. Рисунок из работы [48]

Внутри ассоциации Бלאу [51] выделил четыре области – подгруппы (a), (b), (c) и (d) – несколько отличающиеся по своему возрасту и звёздному составу. Карта с разделением ассоциации Ori OB1 на подгруппы приведена в указанной выше работе Уоррена и Хессера [4].

Подгруппа (a) относится к северной части ассоциации, подгруппа (b) — это пояс Ориона, (c) — область южнее пояса Ориона. Область (d) очень компактная и относится к центральной части ассоциации. Согласно Ключковой [10], самая старая и протяженная подгруппа (a) имеет угловой размер около  $6^\circ$ , что на расстоянии 400 пк соответствует 50 пк;

самая горячая звезда в подгруппе B0.5. Аналогичные характеристики для остальных подгрупп: (b) – 25 пк ( $2^\circ.5$ ), O9; (c) – 15 пк ( $1^\circ.9$ ), O9, (d) – 2 пк ( $0^\circ.2$ ), O6.

Подгруппа (d) пространственно и, видимо, генетически связана с Туманностью Ориона, звёздами Трапеции, Южным молекулярным облаком. Для этой центральной подгруппы ассоциации характерно значительное поглощение, из-за чего избыток цвета достигает одной звёздной величины. Модуль расстояния и возраст каждой из подгрупп определялся неоднократно, в основном методами фотометрии, так как выполнить спектроскопические наблюдения с относительно высоким разрешением для большой группы объектов технически затруднительно. Однако, в тех случаях, когда имеются и спектральные, и фотометрические данные, наблюдается значительный разброс полученных параметров, что говорит о том, что абсолютные величины и возраст звёзд ассоциации определены ещё очень неточно. Отметим, что в последние годы получены новые результаты по определению расстояний до отдельных группировок, входящих в ассоциацию. Например, в работе [52] показано, что расстояние до скопления Туманности Ориона составляет  $414 \pm 7$  пк. В это скопление входит примерно 3500 звёзд с возрастом менее 2 млн лет. Расстояние было найдено путем измерений тригонометрических параллаксов при помощи интерферометра со сверхдлинной базой. В работе [53] на основании наблюдений методом спекл-интерферометрии построена высокоточная абсолютная орбита известной звезды  $\theta$  1 Ori C, что позволило надежно определить расстояние до объекта  $d = 434$  пк. К сожалению, такие точные расстояния получены только для очень ограниченного количества членов ассоциации.

Большинство объектов в ассоциации Ori OB1 – это нормальные горячие звёзды Главной последовательности (ГП), однако среди ее членов встречаются и другие объекты, к примеру, не дошедшие до ГП объекты типа Ae/Be Хербига, T Тельца и разного вида аномальные (пекулярные) звёзды. Самые молодые объекты найдены в областях Becklin-

Neugebauer/Kleiman-Low (BN/KL) [52]. BN/KL – наиболее плотная часть Молекулярного Облака 1 в Орионе, которое находится в нескольких парсеках позади Туманности Ориона.

Даже очень краткий обзор данных, проделанный выше показывает насколько сложна и многообразна структура ассоциации Ori OB1. Главе 3 представлено подробное исследование массивных химически peculiarных и магнитных звёзд ассоциации Ori OB1 с использованием всех доступных данных.

## 1.4 Выводы

Используя собственные наблюдения и литературные данные, мы составили выборку кандидатов в магнитные звезды среди звезд спектрального класса  $B_r$ , как входящих в состав рассеянных скоплений, так и объектов поля. Выборка состоит из 500 звезд, подготовлена программа наблюдений на 6-м телескопе.

Нами было принято решение начать исследование магнитных полей  $B_r$  звезд с наблюдения ассоциации Ori OB1. В результате выполнения программы нами будут получены сведения о магнитных полях, лучевых скоростях, скоростях вращения и химическом составе всех исследуемых объектов.

## Глава 2

# Магнитные поля Вр звезд

### 2.1 Методы анализа магнитных полей

Магнитные поля в космосе обнаруживаются различными методами, которые, согласно детальному обзору Гнедина и Нацвлишвили [54], можно разделить на прямые и косвенные. Прямые методы позволяют обнаружить магнитное поле без привлечения каких-либо моделей образования излучения, в косвенных методах рассматривается влияние магнитного поля на процессы, не имеющие прямого отношения к его присутствию.

К прямым методам относятся: регистрация расщепленных компонент спектральных линий вследствие эффекта Зеемана, циркулярная спектрополяриметрия, широкополосная циркулярная поляриметрия и циклотронная спектроскопия. Косвенные методы включают в себя (а) эффекты фарадеевского вращения и спектр линейной поляризации, (б) различные проявления звездной активности, в частности, эмиссии хромосферных линий Ca II H+K, Mg II H+K, Si II 1812Å C IV, аномальная рентгеновская активность и так далее, и (в) тепловое и нетепловое радиоизлучение: гирорезонансные и гиросинхротронные эмиссии, излучение плазмы, циклотронные мазеры и так далее.

Наибольшее распространение в звездной астрофизике получили методы спектрополяриметрии. С помощью этих методов можно получить распределение поляризации света и анализировать профили параметров

Стокса. Остановимся подробнее на описании методов, применяемых на 6-м телескопе САО РАН. Но сначала необходимы некоторые пояснения из теории эффекта Зеемана.

### 2.1.1 Эффект Зеемана в звездных спектрах

Эффект Зеемана — явление расщепления спектральных линий во внешнем магнитном поле. Видимая картина расщепления зависит от ориентации и величины магнитного поля, а также от чувствительности исследуемой спектральной линии к внешнему полю, которая характеризуется фактором Ланде. При наблюдениях в лабораторных условиях строго поперек магнитного поля спектральная линия в простейшем случае расщепляется на три компоненты — одну несмещенную  $\pi$ -компоненту и две  $\sigma$ -компоненты, расположенные симметрично относительно  $\pi$ -компоненты на расстоянии

$$\Delta\lambda = \pm 4.67 \cdot 10^{-13} \lambda_0^2 B, \quad (2.1)$$

где  $B$  — индукция магнитного поля. При этом  $\pi$ -компонента оказывается линейно поляризованной вдоль направления магнитного поля, а  $\sigma$ -компоненты — линейно поляризованные поперек направления магнитного поля. Это явление называется поперечным эффектом Зеемана.

Если смотреть строго вдоль направления магнитного поля, то  $\pi$ -компонента исчезает, и остаются только  $\sigma$ -компоненты, которые оказываются поляризованными по кругу в противоположных направлениях. В данном случае говорят о продольном эффекте Зеемана.

При произвольной ориентации магнитного поля все компоненты оказываются поляризованы эллиптически. Продольный и поперечный эффекты Зеемана являются частными случаями явления нормального эффекта Зеемана.

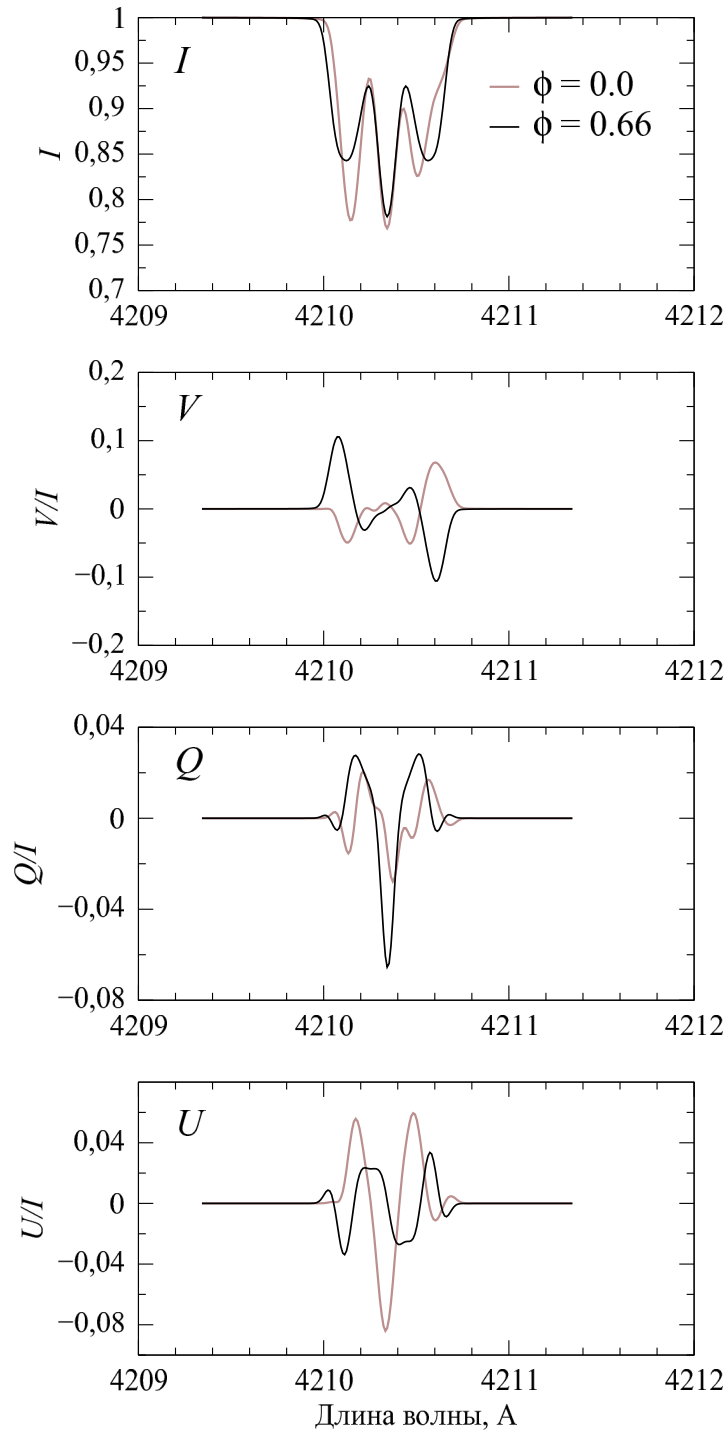
На практике чаще наблюдается более сложная картина, когда линия расщепляется не на нормальный триплет, а на три группы компонент: группу  $\pi$ -компонент, находящуюся на месте несмещенной линии, и две

группы  $\sigma$ -компонент, отстоящих от центра линии по обе стороны. При этом картина расщепления остается симметричной относительно центральной несмещенной линии, а поляризация  $\pi$ - и  $\sigma$ -компонент остается такой же, как при нормальном расщеплении. Такое расщепление называется аномальным эффектом Зеемана.

Объяснение эффекта Зеемана в рамках квантовой теории, которое можно найти в ряде учебников по атомной физике, в общих чертах заключается в следующем. Каждый энергетический уровень атома характеризуется своими квантовыми числами орбитального  $L$  и спинового  $S$  моментов. В модели  $LS$ -связи из-за взаимодействия спинового и орбитального моментов атома каждый уровень расщепляется на  $2S + 1$  подуровня, соответствующих различным квантовым числам полного момента  $J$ , который может принимать значения  $|L - S| \leq J \leq L + S$ . Величина  $2S + 1$  называется мультиплетностью и характеризует количество расщепленных компонент уровня, обусловленных спин-орбитальным взаимодействием. При  $S = 0$  уровни не расщепляются и называются синглетными, при  $S = 1/2$  расщепляются на два подуровня и называются дублетными и т.д. Таким образом, в ряде случаев переход между двумя уровнями дает не одну, а несколько спектральных линий.

В присутствии магнитного поля каждый подуровень мультиплетного расщепления расщепляется на  $2J + 1$  близких подуровней, соответствующих различным магнитным квантовым числам  $m$ , которые принимают значения  $m = J, J - 1, \dots, -J$ . В результате каждая спектральная линия расщепляется на ряд компонент. Количество компонент определяется количеством переходов различной частоты между расщепленными уровнями и правилом отбора  $\Delta m = 0, \pm 1$ . При  $\Delta m = 0$  получаются  $\pi$ -компоненты, при  $\Delta m = \pm 1$  —  $\sigma$ -компоненты. Расстояния компонент от центра несмещенной линии в длинах волн определяются по формуле

$$\Delta\lambda = \frac{e}{4\pi m_e c} \lambda^2 \mathbf{B} (g_i m_i - g_k m_k),$$



**Рис. 2.1.** Пример влияния магнитного поля на профиль спектральной линии Fe I 4210.343 Å. Предполагается поле дипольного характера с величиной на полюсе  $B_p = 12$  кГс, а ось диполя наклонена под углом  $45^\circ$  к оси вращения звезды. Угол наклона оси вращения звезды  $i$  составляет  $90^\circ$ . Параметры Стокса  $I, V, Q, U$ , описывающие поляризованное излучение представлены для двух фаз вращения  $\varphi = 0.0$  и  $0.66$ .



где  $e$  — заряд электрона,  $m_e$  — масса электрона,  $c$  — скорость света,  $\lambda$  — длина волны линии,  $\mathbf{B}$  — индукция магнитного поля,  $g_i, g_k$  — факторы Ланде верхнего и нижнего уровней,  $m_i, m_k$  — магнитные квантовые числа верхнего и нижнего уровней.

Фактор Ланде  $g$  характеризует чувствительность уровня к магнитному полю. Чем он больше, тем сильнее расщепление. Величина фактора Ланде, при условии сохранения  $LS$ -связи, находится по формуле

$$g = 1 + \frac{J(J + 1) + S(S + 1) - L(L + 1)}{2J(J + 1)},$$

где  $J, S, L$  — квантовые числа соответственно полного, спинового и орбитального моментов уровня энергии.

В присутствии сильных магнитных полей спин-орбитальное взаимодействие нарушается, и картина расщепления будет упрощаться. Это явление называется эффектом Пашена-Бака и проявляется в магнитных полях больше нескольких десятков кГс. Особенности этого эффекта являются

- общее смещение формируемых линий по сравнению с длиной волны при отсутствии поля;
- картина расщепления становится несимметричной относительно центральной длины волны;
- общая интенсивность линии отличается от таковой в отсутствие магнитного поля.

Наличие у звезды магнитного поля влияет на вид ее спектра достаточно сложным образом. Даже в случае простейшей конфигурации магнитного поля — дипольной — направление силовых линий и величина магнитного поля неодинаковы для разных участков поверхности звезды. Таким образом, картина зеемановского расщепления индивидуальна для каждого такого участка. В то же время, регистрации доступно только интегральное излучение от всей поверхности звезды, поэтому оценить представляется возможным лишь величины, усредненные по диску: *продольное магнитное поле* ( $B_e$ ) — проекция вектора магнитного поля на

луч зрения и *поверхностное магнитное поле* ( $B_s$ ) — модуль вектора магнитного поля. И в том, и в другом случае при усреднении учитывается вклад каждого участка поверхности в наблюдаемый интегральный поток.

На рис. 2.1 представлен пример того, как влияет магнитное поле на профиль спектральной линии Fe I 4210.343 Å. Параметры  $I, V, Q, U$  — это параметры вектора Стокса, который описывает поляризационное состояние света в общем случае.

### 2.1.2 Параметры Стокса

Поляризованное излучение можно полностью описать с помощью параметров Стокса. Вектор из 4-х параметров —  $I, V, Q, U$  — полностью описывает характер поляризации пучка света. Эти параметры определяются следующим образом:

$$I = I_1 + I_2; U = I \cos 2\beta \sin 2\chi; Q = I \cos 2\beta \cos 2\chi; V = I \sin 2\beta, \quad (2.2)$$

где  $\beta$  — угол, тангенс которого равен отношению осей эллипса, описываемого концом электрического вектора,  $\chi$  — угол между большой осью эллипса и осью  $x$  системы координат наблюдателя, ось  $z$  которой совпадает с направлением распространения света,  $I_1$  и  $I_2$  — интенсивности в перпендикулярных направлениях. Таким образом, величины  $Q$  и  $U$  параметров Стокса зависят от выбора оси  $x$  системы отсчета наблюдателя. Для стандартизации этой оси, как правило, выбирают направление на северный полюс мира.

Параметр  $I$  представляет собой общую интенсивность луча, параметры  $Q$  и  $U$  характеризуют интенсивность света, линейно поляризованного в различных плоскостях, параметр  $V$  описывает интенсивность циркулярно поляризованной составляющей. Если ненулевая величина  $V$  присутствует одновременно с ненулевой величиной хотя бы одного из параметров  $Q$  и  $U$ , свет эллиптически поляризован.

Величина  $Q$  соответствует разности интенсивностей между ортогональными колебаниями, азимуты которых образуют координатную систему для вектора. В звездной поляриметрии принято, что положительная величина  $Q$  соответствует колебаниям, азимуты которых располагаются в направлении север-юг, в то время, как отрицательная величина  $Q$  будет лежать в азимуте, лежащем в направлении запад-восток. Величина  $U$  соответствует разности интенсивностей между ортогональными колебаниями, азимуты которых повернуты на  $45^\circ$  на север через восток по отношению к направлению положительного значения  $Q$ . Величина  $V$  есть разность интенсивностей между правой и левой циркулярно поляризованными компонентами.

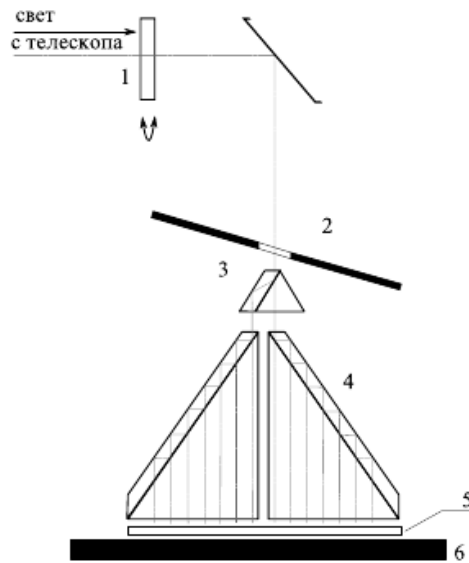
### 2.1.3 Описание спектрографа ОЗСП и анализаторов поляризации

Основным прибором, который используется для наблюдения магнитных полей звезд на 6-м телескопе, в настоящее время является Основной Звездный Спектрограф (ОЗСП).

ОЗСП 6-м телескопа представляет собой спектрограф с длинной щелью, установленный стационарно в стойке фокуса Нэсмит-2 [55, 56]. Основным назначением прибора является получение однопорядковых спектров ярких точечных и протяженных объектов. Проницающая способность телескопа с ОЗСП позволяет проводить наблюдения звезд до 12 зв. величины. Конфигурация спектрографа позволяет в режиме поляриметрии регистрировать спектры шириной  $500 \text{ \AA}$  со средним спектральным разрешением  $R = \lambda/\Delta\lambda = 15000$ . С 2010 г. для регистрации спектров используется ПЗС-система на основе чипа E2V CCD42-90 размером  $2048 \times 4600$  элементов. Один элемент имеет размер 13.5 микрон.

Для измерения магнитных полей в настоящее время используется высокоэффективный дифференциальный анализатор конструкции Г.А. Чунтонова [57], совмещенный с резателем изображений. Схема

анализатора представлена на Рис. 2.2. Устройство состоит из поворотной (возможны два положения  $\varphi = 0^\circ, 45^\circ$ ) ахроматической пластинки  $\lambda/4$  (1) (отметим, что в целях регистрации линейной поляризации возможна установка ахроматической полуволновой ( $\lambda/2$ ) пластинки), входной диафрагмы (2), дихроичного поляризатора (3) и двойного резателя изображений (4) со щелью спектрографа (5).



**Рис. 2.2.** Схема анализатора круговой поляризации 6-м телескопа, используемого для измерения магнитных полей CP-звезд. Цифрами отмечены: 1 — поворотная пластинка  $\lambda/4$ , 2 — круговая диафрагма, 3 — дихроичный поляризатор, 4 — двойной резатель изображений, 5 — щель спектрографа, 6 — платформа прибора.

Свет с телескопа попадает на поворотную фазовую четвертьволновую пластинку, которая превращает круговую поляризацию в линейную, вследствие чего лево- и правополяризации превращаются в линейные, ортогональные друг другу. Далее, после прохождения входной диафрагмы диаметром  $5''$ , свет попадает на дихроичный поляризатор, где разлагается на два ортогонально поляризованных пучка, каждый из которых попадает на резатель изображений. Резатель делит каждый пучок на 7 частей и располагает их вдоль щели спектрографа.

Таким образом, на снимке регистрируются 14 изображений спектра, по 7 изображений для каждой из ортогональных поляризаций. Поворо-

том фазосдвигающей четвертьволновой пластинки можно поменять световые пучки местами. Это позволяет при двух последовательных экспозициях регистрировать на одном и том же участке матрицы два противоположно поляризованных спектра, что повышает точность измерений и дает возможность учета инструментальных эффектов. Допустим, общий сдвиг одного спектра относительно другого определяется суммой сдвигов, вызванного магнитным полем и инструментального. Тогда, если поменять местами спектры с ортогональной поляризацией, то знак сдвига, вызванного магнитным полем, поменяется, а инструментальный сдвиг останется таким же:

$$s_1 = m + e, s_2 = -m + e$$

, где  $s_1, s_2$  – измеренные сдвиги,  $m$  – сдвиг, вызванный магнитным полем,  $e$  – инструментальный сдвиг. Тогда

$$m = \frac{s_1 - s_2}{2}, e = \frac{s_1 + s_2}{2}.$$

Распределение  $V$ -параметра Стокса можно получить, взяв нормированные на континуум спектры каждого поляризованного пучка, следующим образом  $V = (I_r - I_l)/2$ , где  $I_r$  и  $I_l$  соответственно право- и левополяризованный зарегистрированный спектр, нормированный на континуум. Однако, для совершения данной процедуры предварительно необходимо учесть вклад инструментального сдвига путем смещения длин волн одного из спектров на соответствующую длину волны.

Анализатор линейной поляризации принципиально мало отличается от анализатора круговой поляризации, кроме того, что в первом случае вместо четвертьволновой фазосдвигающей пластинки стоит полуволновая. Полуволновая пластинка поворачивает плоскость поляризации падающего света на некоторый угол, зависящий от угла между плоскостью поляризации падающего луча и плоскостью главного сечения пластинки. Однако, анализ линейной поляризации представляет собой технически более сложную задачу. Дело в том, что, в отличие от круговой,

для определения линейной поляризации, вызванной магнитным полем, необходимо учитывать инструментальный вклад, вносимый отражением света от вторичных зеркал, который может быть значительным. Размещение спектрографов высокого разрешения, необходимых для анализа подобного рода спектров, в первичном фокусе телескопа способно решить проблему, но представляет собой сложную конструкторскую задачу. Вторая сложность, возникающая при измерении линейной поляризации в фокусе Нэсмита, связана с вращением поля телескопа, вследствие чего происходит вращение плоскости поляризации, значит, изменение параметров  $Q$  и  $U$ . Возможным решением проблемы является введение поворотной полуволновой пластинки, которая будет вращаться противоположно вращению поля телескопа с вдвое меньшей скоростью. Таким образом плоскость поляризации будет оставаться неизменной. В случае ярких звезд длительность экспозиций мала, чтобы эффект вращения поля внес существенную ошибку в измерения параметров Стокса.

Для восстановления степени линейной поляризации и поляризационного угла необходимо выполнить экспозиции при двух положениях анализатора. В случае, если на спектрографе установлена поворотная полуволновая пластинка, получение параметров линейной поляризации  $Q$  и  $U$  достигается путем последовательных наблюдений объекта при угле поворота  $0^\circ$  и  $45^\circ$  (для  $Q$ -параметра) и  $22.5^\circ$  и  $67.5^\circ$  (для  $U$ -параметра).

### 2.1.4 Редукция данных

Наблюдения на Основном звездном спектрографе с анализатором круговой поляризации обладают рядом характерных особенностей, которые должны быть учтены при обработке данных.

Светоприемная аппаратура (ПЗС-матрица E2V 2000  $\times$  4600) устанавливается на спектрограф только на период наблюдений. Это означает необходимость проведения процедур горизонтирования и юстировки перед каждым наблюдательным сетом. Путем поворота матрицы в различных плоскостях необходимо добиться такой ориентации прибора, чтобы

строки матрицы были параллельны направлению дисперсии. Невозможно добиться одного и того же положения ПЗС-матрицы каждый раз, точность установки при тщательной юстировке равна примерно  $3 - 5'$ . Кроме того, необходимо каждый раз проводить фокусировку камеры спектрографа. Выполнение этих процедур позволяет достичь спектрального разрешения  $R \sim 15000$ .

Вследствие больших размеров, вертикальной компоновки, а так же некоторых конструкторских особенностей (например, крепление некоторых узлов вблизи маслопровода оси  $Z$  телескопа), прибор подвержен температурным неустойчивостям, которые, в свою очередь, оказывают влияние на качество спектров и точность определения лучевых скоростей. Особенно сильно влиянию температуры прибор подвергается в первый час после открытия забрала и начала наблюдений. Детально температурные неустойчивости в платформе Нэсмита H2 были исследованы Панчуком и др [58].

Чтобы учесть температурные эффекты, необходимо в течение ночи с частотой 1 – 1.5 часа снимать спектры калибровочной лампы. На стадии экстракции спектров необходимо выбирать спектры сравнения, ближайšie по времени к времени экспозиции объекта.

Для дополнительного контроля точности получаемых результатов и привязки вектора продольной компоненты магнитного поля во время наблюдений снимаются звезды-стандарты, делящиеся на два типа — стандарты магнитного поля и стандарты нуля. К первым относятся звезды с достоверно известными магнитными полями, кривые переменности продольного магнитного поля  $V_e$  которых точно построены. Это такие звезды, как  $\gamma$  Equ, 52 Her, 53 Cam и некоторые другие. Для учета инструментальных эффектов наблюдаются стандарты нуля, в качестве которых выбираются звезды с большим числом спектральных линий и нулевым магнитным полем. Превосходно подходят для этой роли звезды спектральных классов от F до K. В простейшем случае инструментальный сдвиг учитывается простым вычитанием смещения, полученным как

среднее по всем линиям стандартной звезды с нулевым полем. В случае, когда инструментальный сдвиг зависит от длины волны, приходится аппроксимировать инструментальные смещения в стандартной звезде полиномами.

Обработка данных, полученных по программе поиска новых магнитных звезд на Основном звездном спектрографе с анализатором круговой поляризации, включает в себя все стандартные процедуры обработки обычных спектров: вычитание темнового кадра, учет рассеянного света, экстракцию изображения, калибровку по длинам волн, проведение континуума. Кроме того, чтобы получить окончательный спектр каждого поляризованного пучка, необходимо корректно просуммировать спектральные распределения, полученные от каждой из 7 частей, расположенных вдоль щели спектрографа. Для этого каждый из 14 спектров вначале необходимо привести к шкале длин волн опорного слайса.

Обработка данных выполняется в среде ESO MIDAS с использованием контекстов *long* и ряда программ, написанным Д.О. Кудрявцевым [59]. Дальнейшая обработка зависит от поставленных задач.

## 2.2 Измерение магнитных полей

Как уже было сказано выше, на каждом участке поверхности звезды направление и сила магнитного поля разные, однако, поскольку поверхность звезд разрешить не удастся, для измерения доступны лишь некие интегральные, усредненные по диску звезды показатели магнитного поля.

### 2.2.1 Измерение продольного магнитного поля

Наибольшее распространение в мире получило измерение продольного магнитного поля  $B_e$ . Продольное магнитное поле  $B_e$ — это проекция вектора магнитного поля, усредненного по диску звезды, на луч зрения.



Впервые измерения  $B_e$  были выполнены Бэбкоком, который называл его *эффективным магнитным полем*, так что эти величины являются тождественными.

Исторически продольное магнитное поле измерялось по сдвигу центров тяжести лево- и правоциркулярных компонент одних и тех же спектральных линий. Методика получения поляризованных спектров описана нами в разделе 2.1.3. Линии в таких спектрах будут смещены относительно друг друга на некоторое расстояние  $\Delta\lambda'$ , равное удвоенному расстоянию из формулы 2.1. Формула справедлива для случая нормального эффекта Зеемана. Для аномального зеемановского расщепления определить положение группы  $\sigma$ -компонент становится сложнее, хотя зависимость  $\Delta\lambda$  от величины магнитного поля при аномальном эффекте Зеемана по-прежнему сохраняется. Вместо фактора Ланде необходимо использовать число, которое называется эффективным фактором Ланде и зависит от характера расщепления.

В системе СИ продольное магнитное поле вычисляется по формуле [2]:

$$B_e = \frac{2\pi m_e c}{e} \frac{\Delta\lambda'}{\lambda^2 z},$$

где  $m_e$  – масса электрона,  $c$  – скорость света,  $e$  – заряд электрона,  $\Delta\lambda'$  – смещение между линиями с разной поляризацией,  $\lambda$  – длина волны,  $z$  – эффективный фактор Ланде спектральной линии.

На практике длину волны измеряют в ангстремах ( $1\text{\AA} = 10^{-10}\text{м}$ ), а эффективное магнитное поле – в гауссах ( $1\text{ Гс} = 10^{-4}\text{Тл}$ ). Подставляя константы и переходя к новым единицам измерения, получим

$$B_e = 1.07 * 10^{12} \frac{\Delta\lambda'}{\lambda^2 z}$$

Эффективный фактор Ланде  $z$  спектральной линии вычисляется по формуле

$$z = \frac{q_u + q_l}{2} + \frac{(J_u - J_l)(q_u + q_l)(J_u - J_l + 1)}{4},$$

где  $q_u, q_l$  и  $J_u, J_l$  — факторы Ланде и квантовые числа полных моментов для верхнего ( $u$ ) и нижнего ( $l$ ) энергетических уровней, при переходе между которыми образуется линия.

Величина  $B_e$  будет изменяться при вращении звезды, что является геометрическим эффектом, не имеющим отношения к физическому изменению величины магнитного поля.

Альтернативная техника для измерения продольного магнитного поля была разработана в 70х годах Эйнджелом и Ландстритом [60, 34], которая первоначально предназначалась для работы с данными о циркулярной поляризации в крыльях водородных линий, полученных на фотоэлектрическом магнитометре.

Магнитометр, измеряющий поляризацию в крыльях водородных линий, был построен Штолем для 6-м телескопа [61]. В нем использовался принцип движущейся щели, что позволяло измерять магнитные поля в крыльях линий всей бальмеровской серии.

Так же, как и измерение зеемановского расщепления ортогонально поляризованных компонент спектральных линий, измерение разницы между циркулярной поляризацией в красном и синем крыльях водородных линий, позволяет получить продольное магнитное поле. Определим

$$C_z = \frac{e}{4\pi m_e c^2} (\simeq 4.67 \times 10^{-13} A^{-1})$$

$Gs^{-1}$ , где  $e$  — заряд электрона,  $m_e$  — масса электрона,  $c$  — скорость света.

Для спектральной линии, образовавшейся в атмосфере Милна-Эддингтона и для так называемого *приближения слабого поля* (когда зеемановское расщепление мало по сравнению с внутренним уширением линии), справедливо равенство

$$\frac{V}{I} = -z C_z \lambda^2 \frac{1}{I} \frac{dI}{d\lambda} B_e, \quad (2.3)$$

где  $B_e$  — среднее продольное магнитное поле в гауссах.

Для линий элементов железного пика у А и В звезд типичное внутреннее уширение линий не превышает 3 км/с, приближение слабого по-

ля справедливо только для магнитных полей меньше 1 кГс. Водородные линии характеризуются гораздо большим внутренним уширением, и приближение слабого поля выполняется для них вплоть до нескольких десятков килогаусс.

Еще одним преимуществом водородных линий является то, что их ширина позволяет регистрировать их даже на приборах с низким спектральным разрешением. Подобная техника используется для измерения магнитных полей на спектрографе FORS1 [62]. Используя метод обратных квадратов, авторы статьи минимизируют выражение

$$\chi^2 = \sum \frac{(y_i - B_z x_i - b)^2}{\sigma_i^2}$$

для каждой точки спектра  $i$ , где  $y_i = V/I$  для  $\lambda_i$ ,  $x_i = -zC_z \lambda_i^2 (1/F \times dF/d\lambda)_i$ ,  $F_i$  – измеренный поток на длине волны  $\lambda_i$ , и  $b$  – константа, введенная для подсчета возможной паразитной поляризации континуума.

Авторы [34] предупреждают, что, из-за ограничений формулы 2.3, метод хорош, когда требуется лишь понять, является ли звезда магнитной, и определить величину поля, однако, его результаты должны быть использованы с осторожностью для целей моделирования.

Недостатки вышеописанных методов измерения  $B_e$  заключаются в том, что в случае, если имеется сильное блендирование другими линиями, если химические элементы распределены по поверхности звезды неоднородно, а также в случае изучения объектов с быстрым вращением отделить уширение линии магнитным полем от других механизмов уширения весьма сложно. Для измерения зеемановского уширения линий в спектрах быстрых ротаторов применяются т.н. корреляционные методы. Последние позволяют перейти от анализа величины уширения к анализу  $V$ -параметров Стокса, т.е. разности циркулярно-поляризованных спектров.

Широкое распространение получил так называемый метод Least-Squares Deconvolution (LSD), который в настоящее время используется для обнаружения, описания характеристик и детального картографиро-

вания распределения температуры, магнитного поля и химических элементов по поверхности звезды [63]. Метод позволяет значительно повысить отношение сигнал/шум полученных поляризованных и неполяризованных спектров путем сложения полезного сигнала от многих линий. Суть метода в том, что весь спектр представляется конволюция некоего среднего профиля и матрицы факторов сдвига и масштаба (маски линий). Таким образом, каждая спектральная линия представлена средним (одним и тем же для каждой линии) профилем, умноженным на конкретный для каждой линии масштабный фактор и сдвинутым на конкретную длину волны. Перекрывающиеся линии складываются линейно. Задача состоит в том, чтобы восстановить средний профиль спектра, LSD-профиль, используя как можно больше спектральных линий.

Такое упрощенное представление спектра звезды является достаточно грубым и, безусловно, неприменимо в некоторых крайних случаях. Например, в случае, когда магнитное поле настолько сильно, что расщепленные компоненты видны в неполяризованных спектрах. Но в большинстве случаев, когда расщепления компонент не видно, метод LSD вполне применим. Однако, необходимо отметить, что величина продольного магнитного поля среднего профиля не обязательно будет совпадать со значением, которое получается при использовании многих линий в «классическом» методе Бэбкока. Детально метод и его ограничения разобраны в статье Кочухова [64].

Продольное магнитное поле  $B_e$  можно получить из среднего профиля по следующей формуле:

$$B_e = -2.14 \cdot 10^{11} \frac{\int vV(v)dv}{\lambda gc \int [I_c - I(v)]dv},$$

где  $c$  — скорость света в км/с,  $g$  — средний фактор Ланде для анализируемого набора линий,  $\lambda$  — центральная длина волны анализируемого участка спектра,  $v$  — лучевая скорость,  $V(v)$ ,  $I(v)$  — соответственно,  $V$ - и  $I$ -параметры Стокса, полученные в процессе деконволюции спектра по схеме LSD,  $I_c$  — интенсивность непрерывного спектра.

Использование нескольких сотен линий для восстановления средних параметров Стокса позволяет увеличить отношение сигнал-шум примерно в несколько десятков раз, чем было бы при измерении одиночных линий. Метод был адаптирован для работы с линейной поляризацией. Благодаря использованию высокоэффективных спектрополяриметров (HARPSpol, ESPaDOnS, NARVAL) в сочетании с анализом данных по методу LSD, на ряде телескопов 2-м класса удалось реализовать измерение всех 4-х параметров Стокса.

Метод LSD, в числе прочих, применялся для поиска магнитных звезд среди членов рассеянных скоплений 8-м телескопе VLT. Поскольку наблюдения велись на приборе FORS1 с низким спектральным разрешением, измерялись только линии водородной серии. Преимущество использования линий водорода для изучения магнитных полей заключается в том, что в отличие от металлов, водород распределен по поверхности звезды равномерно и поэтому величина  $B_e$  менее чувствительна к поверхностным неоднородностям поля.

### 2.2.2 Измерение модуля поверхностного магнитного поля

Когда магнитное поле звезды достаточно сильно, то длина расщепления противоположно поляризованных компонент линии с высокой чувствительностью к магнитному полю может быть настолько сильно, что расщепленные компоненты можно наблюдать в неполяризованном спектре. В случае сильных полей в десятки килогаусс зеемановское расщепление может быть обнаружено даже у звезд с умеренным вращением, когда  $v_e \sin i \approx 20 - 25$  км/с. Если зеемановская картина не разрешается на компоненты, наблюдается уширение профилей и их магнитная интенсификация. Помимо высокой величины поля, оно должно быть более-менее однородным и иметь простую конфигурацию.

В этом случае можно воспользоваться простой формулой для определения поверхностного магнитного поля. В общем случае:

$$B_s = \frac{\Delta\lambda}{4.67 \cdot 10^{-13} \lambda_0^2 g}, \text{ Гс}$$

где  $\Delta\lambda$  — расстояние между центральной  $\pi$ -компонентой и одной из двух  $\sigma$ -компонент или группы  $\sigma$ -компонент,  $\lambda_0$  — длина волны неискаженной полем линии,  $g$  — фактор Ланде перехода.

Расщепленные компоненты наблюдались и исследовались многими авторами (см., например [4]).

Таковы основные, применяемые в настоящее время, методы измерения магнитных полей звезд. Подробнее с историей и основными представлениями об измерении и интерпретации магнитных полей звезд верхней части Главной Последовательности можно ознакомиться в обзорах Романюка [65].

## 2.3 Наблюдения магнитных $V_r$ звезд

Как уже было сказано в разделе 1.2, на наш взгляд, наблюдение и анализ магнитных полей  $V_r$ -звезд будет являться наиболее продуктивным способом изучения эволюционных эффектов звездных магнитных полей.

В настоящий момент практически все наблюдательные данные о магнитных звездах получаются только на нескольких крупнейших телескопах мира. В северном полушарии это 6-м телескоп CAO, 2.5-м телескоп NOT (Испания), 2-м телескоп TBL (Франция) и 3.6-м телескоп CFHT (США). В южном полушарии все наблюдения ведутся на телескопах Южной европейской обсерватории, в первую очередь, на 8-м телескопах VLT (Чили), некоторое время назад к ним добавился 3.6-м телескоп ESO. Приборы, которыми оснащены перечисленные телескопы позволяют проводить наблюдения CP-звезд с разрешением  $\lambda/\Delta\lambda$  до  $10^5$ , однако приборы для измерения магнитных полей установлены только на ограниченном наборе спектрографов: ОЗСП ( $R = 15000$ ) 6-м телескопа БТА,

NARVAL ( $R = 60000$ ) телескопа TBL, ESPaDOnS ( $R = 65000$ ) телескопа CFHT, HARPSpol ( $R = 105000$ ) 3.6-м телескопа ESO и FORS1 ( $R = 2000$ ) телескопа VLT. На последнем было измерено магнитное поле у рекордно слабой звезды  $13^m$ .

В настоящее время спектрополяриметрические наблюдения на 6-м телескопе ведутся с помощью Основного звездного спектрографа, оснащенного резателем изображений и анализатором круговой поляризации. Использование ПЗС-детектора размером  $2000 \times 4600$  и сочетания дисперсионной решетки и порядкоразделяющего фильтра позволяет регистрировать на одном кадре участок спектра длиной  $\sim 550\text{\AA}$ .

В результате поисковой работы нам удалось выделить 110 магнитных Вр звезд, каталог этих объектов приведен в статье [66]. Кроме того, нами был составлен список кандидатов в магнитные звезды.

### 2.3.1 Наблюдательный материал

Наблюдательный материал был получен в ходе выполнения программы на 6-м телескопе с использованием Основного звездного спектрографа. Программа выполнялась с декабря 2010 г. по январь 2013 г. В ходе выполнения программы было получено более 500 циркулярно поляризованных спектров для 120 CP звезд спектрального класса В. Для 98 объектов спектрополяриметрические наблюдения были выполнены впервые. Детальное описание методики наблюдений и обработки данных можно найти в разделе 2.1 настоящей диссертации, а также в работах Елькина и др. [67].

Полученный наблюдательный материал может быть использован не только для регистрации магнитных полей наблюдаемых звезд, он также пригоден для изучения скоростей вращения, лучевых скоростей, а также нахождения параметров атмосферы и химического состава изучаемых объектов до 12 зв. величины.

Особенность изучения магнитных полей горячих звезд с наблюдательной точки зрения состоит в том, что их спектры содержат небольшое

количество линий по сравнению со звездами спектрального класса Ар, что существенно влияет на ошибку измерения поля традиционным способом — по сдвигу между противоположно поляризованными компонентами спектральной линии. Магнитные Вр звезды, как правило, являются быстрыми ротаторами со скоростями вращения от 1 до 20 суток, а следовательно, профили спектральных линий этих объектов значительно уширены вращением. Помимо этого, часто линии имеют сложную форму, что затрудняет определение положения центров тяжести компонент и, как следствие, определения величины сдвига, вызванного магнитным полем. Поэтому требования к спектральному материалу, получаемому для изучения подобных объектов, максимально высоки.

Подобные трудности привели к тому, что кривые переменности продольной компоненты поля  $B_e$  для молодых звезд редко встречаются в литературе. Изучение изменения магнитного поля подобных звезд представляется особенно интересным потому, что все шесть известных звёзд со сложной, отличной от синусоиды, магнитной кривой, форма которой говорит о присутствии поля конфигурации, значительно отличающейся от диполя, являются молодыми объектами. Особенно ценна информация о подобных объектах, когда речь заходит об изучении эволюции магнитного поля. Согласно Каулингу [68], первоначальное магнитное поле должно распадаться по экспоненциальному закону:

$$B = B_0 e^{-t/\tau}$$

, где  $B_0$  — первоначальное магнитное поле,  $t$  — возраст звезды,  $\tau$  — характерное время затухания поля, а мультиполи высокого порядка диссипируют первыми.

Учитывая все вышесказанное, получение и обработка наблюдательного материала для выполнения настоящей работы, велась с особой тщательностью. Все спектры, получаемые в рамках наблюдательной программы, снимались с отношением сигнал/шум не менее 300. Особое внимание уделялось минимизации эффектов, способных исказить или до-



полнительно зашумить профили спектральных линий, нормировке на континуум. В целях повышения устойчивости результатов измерения велись двумя способами — традиционным, по сдвигу центров тяжести компонент, и методом линейной регрессии, описанным в [62].

### 2.3.2 Каталог магнитных Вр звезд

Для составления выборки исследуемых объектов нами были взяты за основу два каталога. Один из них — это каталог Ренсона и Манфруа [9], в котором собраны сведения о 8200 химически пекулярных звезд различных типов. Только половина объектов из всего каталога принадлежит к типам пекулярности, у которых потенциально может быть магнитное поле. Вторая половина объектов относится к звездам с усиленными линиями металлов (Am), ртутно-марганцевым звездам (HgMn) и звездам с ослабленными линиями металлов (типа  $\lambda$  Boo), то есть типам, заведомо немагнитным.

Сведения о магнитных полях и фундаментальных параметрах были взяты из каталога Романюка и Кудрявцева [7], который содержит сведения о 355 объектах с достоверно обнаруженным и заподозренным магнитным полем.

Помимо этого, в результате выполнения наблюдательной программы по поиску магнитных Вр звезд на Основном звездном спектрографе БТА, нами было обнаружено еще 12 объектов, которые тоже были включены в итоговую исследуемую выборку.

отбор объектов производился по двум критериям:

- спектральный класс В и тип пекулярности по каталогу [9]
- эффективная температура  $T_{\text{эфф}} > 10000\text{K}$

Поскольку спектральная классификация не является количественным параметром, одна ее оценка не может служить достаточным основанием для включения объекта в выборку. В случае пекулярных звезд эта оценка часто бывает неоднозначна, часто разными авторами указы-

вается принадлежность одной и той же звезды как к классу В<sub>r</sub>, так и к классу А<sub>r</sub>.

Поэтому в качестве дополнительного критерия нами была взята эффективная температура звезды. В дальнейшем мы будем считать все объекты с  $T_{\text{эфф}} > 10000\text{K}$  принадлежащими к спектральному классу В<sub>r</sub>, даже если у Ренсона и Манфруа [9] они указаны как А<sub>r</sub>.

Несмотря на то, что эффективные температуры химически пекулярных звезд, полученные разными методами, согласуются хуже, чем для нормальных, мы не будем ставить перед собой задачу анализировать многочисленные результаты ее определений, имеющиеся в литературе.

В тех случаях, когда наблюдалось большое различие в определении температуры той или иной В<sub>r</sub> звезды, мы отдавали предпочтение величине, которая была получена методом моделей атмосфер по спектрам с высоким разрешением. Однако, большая часть отобранных нами объектов изучена плохо, и имеются лишь грубые оценки эффективных температур, вычисленные по показателям цвета. Спектральный материал, полученный нами в ходе программы, позволяет определить эффективную температуру, скорости вращения и другие физические параметры, но это задача для дальнейших исследований по теме. В нашей работе оценка  $T_{\text{эфф}}$  используется только в качестве критерия включения той или иной звезды в список.

Сведения об эффективных температурах были взяты, в основном, из каталогов Глаголевского [69], либо Кочухова и Баньюло [70].

В случае отсутствия сведений о звезде в указанных работах, использовались другие источники, содержащиеся в базе данных VIZIER.

Полный список звезд, выделенных нами по итогам отбора из каталога, приведен в Таблице 2.1. В колонках таблицы помещены: обозначение звезды, среднеквадратическое магнитное поле  $\langle B_e \rangle$  и ошибка его измерений  $\sigma$ , экстремальная величина продольной компоненты поля  $B_e(\text{extr})$ , эффективные температуры  $T_{\text{эфф}}$ , спектральный класс Sp и тип пекулярности Pec. Объекты расположены в порядке возрастания прямых вос-

хождений объектов. Итак, мы выделили 125 магнитных Вр звёзд, что составляет 35.2% от общего количества объектов в каталоге [7]. Из них 52 имеют пекулярность типа Si, 33 – He-wk, 18 – Si+, 9 – He-r и 13 – другие. В сумме, звёзды с усиленными линиями кремния составляют 56% списка, а звёзды с аномальными линиями гелия – 34%. Ссылки на первоисточники сведений о магнитных полях можно найти в указанном выше каталоге.

Среднеквадратичное магнитное поле и его ошибка определялись по формулам:

$$\langle B_e^2 \rangle^{1/2} = \sqrt{\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n B_{ei}^2}, \quad \langle \sigma^2 \rangle^{1/2} = \sqrt{\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n \sigma_i^2}.$$

Данная величина является наиболее приемлемым параметром для проведения сравнительного анализа магнитных полей, измеренных разное количество раз в случайные фазы периода у разных объектов выборки. Устойчивость данного значения выше, чем, например, для экстремального значения поля звезды.

**Таблица 2.1.** Магнитные В-звёзды

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	$T_e$ , К	Sp	Рес
HD 315	$1520 \pm 680$	–1600 / +2000	12 600	B9	Si
HD 5737	$324 \pm 142$	–400 / +500	13 700	B6	He-wk
HD 8855	$400 \pm 180$	–600 / +270	12 550	A0	SiCr
HD 16582	$1068 \pm 300$	–2300 / +300	23 000	B2	He-r, $\beta$ Cep?
HD 19712	$2510 \pm 250$	–3800 / +1900	11 300	B9	CrEu
HD 19832	$314 \pm 223$	–350 / +380	12 600	B8	Si
HD 21590	$1100 \pm 460$	–100 / +1600	12 600	B9	Si
HD 21699	$828 \pm 398$	< 1000	16 400	B8	He-wk
HD 22470	$733 \pm 408$	–1100 / +1200	13 400	B8	Si, He-wk
HD 22920	$307 \pm 159$	+200 / +400	14 850	B8	Si, He-wk
HD 24155	$803 \pm 170$	–440 / +1660	13 800	B8	Si
HD 25823	$668 \pm 470$	–100 / +1200	12 900	B9	SrSi

Таблица 2.1. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	$T_e$ , К	Sp	Pec
HD 27309	$1755 \pm 602$	-4000 / +200	12 260	A0	SiCr
HD 28843	$345 \pm 240$	-500 / +250	14 500	B9	He-wk. Si
HD 29009	$360 \pm 150$	-450 / +650	12 900	B9	Si
HD 29925	$820 \pm 250$	-1400 / -200	12 100	B9	Si
HD 32145	$2900 \pm 290$	-2100 / +2400	13 200	B7	Si
HD 32633	$2760 \pm 260$	-5700 / +3500	12 500	B9	SiCr
HD 34452	$743 \pm 434$	-300 / +100	15 650	B9	Si
HD 34797		+713	11 700	B8	He-wk, Si
HD 34719	$880 \pm 220$	-500 / +1300	12 200	A0	SiCrEu
HD 35008		-340	13 200	B9	Si
HD 35298	$2275 \pm 444$	-2810 / +2920	15 200	B6	He-wk
HD 35456	$615 \pm 120$	-300 / +1080	14 900	B7	He-wk
HD 35502	$1490 \pm 140$	-2250 / -180	16 400	B6	He-wk, SrCrSi
HD 36313	$1020 \pm 450$	-1500 / -1100	10 400	B8	He-wk, Si
HD 36429	$425 \pm 170$	-840 / +160	17 200	B6	He-wk
HD 36485	$3220 \pm 318$	-3700 / -1900	18 000	B2	He-r
HD 36526	$2130 \pm 200$	-980 / +3400	16 400	B8	He-wk, Si
HD 36540	$470 \pm 220$	-400 / +1030	15 800	B7	He-wk
HD 36629	$440 \pm 270$	-1300 / +1100	20 300	B3	He-wk
HD 36668	$900 \pm 100$	-1590 / +1320	12 800	B7	He-wk, Si
HD 36916	$500 \pm 125$	-640 / -500	12 950	B8	He-wk, SiMn
HD 37017	$1490 \pm 330$	-2300 / -300	20 450	B2	He-r
HD 37058	$1090 \pm 412$	-880 / +1000	19 600	B3	He-wk
HD 37140	$450 \pm 290$	-1050 / +400	15 800	B8	He-wk, SiSr
HD 37479	$1980 \pm 155$	-1600 / +3500	22 500	B2	He-r
HD 37642	$2100 \pm 180$	-3000 / +3000	15 200	B9	He-wk, Si
HD 37776	$1260 \pm 385$	-2000 / +2000	23 050	B3	He-r
HD 43819	$560 \pm 100$	+170 / +740	10 050	B9	Si
HD 45583	$2880 \pm 600$	-2500 / +3800	12 900	B9	Si

Таблица 2.1. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	$T_e$ , К	Sp	Pec
HD 258586	$6000 \pm 320$	+5100 / +7900	12 960	B8	Si
NGC 2244-334	$6000 \pm 320$	-6200		B5	He-wk
HD 47756	$420 \pm 120$	-600 / +100	12 600	B8	SiCrSr
HD 49333	$618 \pm 300$	-800 / +800	16 500	B7	He-wk, Si
HD 49606	$916 \pm 557$	-1500 / -100	13 800	B8	HgMnSi
HD 49713	$2560 \pm 460$	-2880 / +2200	11 300	B9	SiCrEu
HD 50461	$1500 \pm 700$	-2800 / +2200	10 500	B9	SiCr
HD 53081	$450 \pm 100$	-600 / +600	10 400	B9	Si
HD 55522	$500 \pm 100$	+38 / +873	16 200	B3	He-var
HD 56343	$3000 \pm 70$	-3100	10 400	B9	
HD 58260	$2290 \pm 300$	-2000 / +2600	19 000	B2	He-r
HD 61045	$310 \pm 80$	-160 / +470	13 000	B8	Si
HD 63401	$400 \pm 80$	-650 / +340	10 850	B8	Si
NGC 2489-40	$2000 \pm 140$	-450		B8	
HD 64740	$565 \pm 114$	-870 / +530	24 100	B2	He-r
HD 65987	$500 \pm 70$	-460 / +600	10 200	B9	SiSr
HD 66295	$400 \pm 50$	-530 / +440	10 000	B9	Si
HD 66522	$700 \pm 350$	-80 / +1000	19 500	B2	He-r
HD 69067	$450 \pm 50$	+500 / +530	10 500	B8	Si
HD 70331	$2800 \pm 184$	-3000 / -2000	13 200	B8	Si
HD 73340	$1644 \pm 218$	-2300 / -900	14 300	B8	Si
HD 74168	$330 \pm 100$	-437		B9	Si
HD 78316	$208 \pm 205$	-640 / +460	13 200	B8	HgMn?
HD 79158	$672 \pm 226$	-1200 / +900	13 000	B8	He-wk
HD 86199	$850 \pm 67$	-921	11 000	B9	Si
HD 89103	$2250 \pm 50$	-2303	11 000	B9	Si
HD 90044	$740 \pm 373$	-800 / +700	10 400	B9	SiCrSr
HD 92385	$450 \pm 55$	-519	10 200	B9	Si
HD 92664	$803 \pm 100$	-1300 / -100	14 500	B9	Si

Таблица 2.1. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	$T_e$ , К	Sp	Pec
HD 96729	900 ± 50	+949		B9	Si
HD 98340	900 ± 70	+977	10 700	B9	Si
HD 105362	600 ± 100	−920 / −430	16 300	B5	He-wk
HD 105770	200 ± 80	+150 / +260	13 000	B9	Si
HD 109026	342 ± 95	+140 / +470	16 050	B5	He-wk
HD 112413	1350 ± 200	+140 / +470	11 900	B9	SiCrEuHg
HD 115440	3100 ± 75	+3120	12 200	B9	Si
HD 122532	665 ± 268	−900 / +900	11 800	B9	Si
HD 124224	570 ± 323	−437 / +811	12 400	B9	Si
HD 125823	470 ± 253	−440 / +370	19 500	B3	He-wk
HD 127575	730 ± 70	+807	12 000	B9	Si
HD 128775	300 ± 60	−340	12 200	B9	Si
HD 133029	2420 ± 320	+1300 / +3300	11 000	B9	SiCrSr
HD 133652	1100 ± 200	−2100 / +700	13 300	B9	SiCr
HD 133880	2415 ± 240	−4400 / +1920	11 300	B9	Si
HD 137193	680 ± 220	+230 / +970	11 000	B9	Si
HD 137509	1020 ± 416	−1200 / +2200	14 000	B8	SiCrFe
HD 138758	360 ± 50	+415	10 500	B9	Si
HD 138769	150 ± 70	−260 / −20		B3	He-wk
HD 142301	2100 ± 420	−4100 / +1600	17 300	B4	He-wk
HD 142884	950 ± 120		15 000	B9	Si
HD 142990	1300 ± 255	−2500 / +600	17 800	B5	He-wk
HD 143474	4292 ± 362	+4200 / +5100	12 850	B9	Si
HD 144334	783 ± 257	−1400 / +500	15 150	B8	He-wk
HD 144661	542 ± 318	−400 / +1100	15 700	B8	He-wk
HD 145501	1240 ± 238	−1480 / +1190	15 100	B9	He-wk
HD 146001	647 ± 382	−200 / +1300	13 700	B8	He-wk
HD 147010	4032 ± 402	−4500 / −2500	12 850	B9	SiSrCr
HD 149277	2000 ± 105	+2200		B2	pec

Таблица 2.1. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	$T_e$ , К	Sp	Рес
CD $-48^\circ 11051$	$1808 \pm 100$	$-2010 / -1780$		B1	He-r
HD 151965	$2602 \pm 282$	$-3700 / -550$	14 700	B9	Si
HD 159545	$310 \pm 110$	$-360 / -150$	11 550	B9	Si
HD 168733	$815 \pm 276$	$-1000 / -400$	14 300	B7	He-wk
HD 170000	$350 \pm 150$	$-180 / +640$	11 650	B9	Si
HD 170836	$490 \pm 140$	$-700 / +300$	13 480	B7	p
HD 175362	$3570 \pm 440$	$-5000 / +7000$	17 080	B3	He-wk
HD 343872	$2930 \pm 320$	$-700 / +4500$	11 780	B8	Si
HD 179761	$480 \pm 240$	$-590 / +170$	11 900	B8	Si
HD 338226	$1080 \pm 195$	$+440 / +1490$	10 500	B9	Si
HD 183339	$1296 \pm 465$	$-1600 / +1800$	13 900	B8	He-wk
HD 184927	$1465 \pm 430$	$-1200 / +3000$	21 500	B2	He-r
HD 196178	$973 \pm 238$	$-1500 / -700$	13 400	B9	Si
HD 196606	$900 \pm 200$	$-1110 / +1040$	12 000	B8	Si
HD 199728	$400 \pm 200$	$-470 / +720$	12 000	B9	Si
HD 200311	$1490 \pm 430$	$-1800 / +1800$	13 000	B9	SiCrHg
HD 207188	$1220 \pm 310$	$-1510 / +1000$	12 300	B9	Si
HD 213918	$1730 \pm 200$	$> +2000$	15 900	B7	SiSr
HD 215441	$17500 \pm 500$	$+10000 / +20000$	15 900	B5	Si
HD 217833	$3000 \pm 500$	$-6200 / -1500$	16 000	B8	He-wk
HD 221006	$2000 \pm 200$	$+410 / +990$	13 400	B9	Si
HD 221936	$2000 \pm 200$	$-2500 / +2900$	10 000	B9	Si
HD 223640	$643 \pm 218$	$-20 / +820$	12 300	B9	Si
HD 224801	$1320 \pm 380$	$+250 / +2270$	11 800	B9	SiCrEu

### 2.3.3 Анализ данных каталога

Сравним магнитные поля выделенных нами Вр звезд с выборкой Ар звезд из каталога [7]. Гистограмма распределения среднеквадратичных полей  $\langle B_e \rangle$  представлена на Рис. 2.3.

Для определения статистической значимости отличий в распределении выборок параметра  $\langle B_e \rangle$  мы воспользовались непараметрическим критерием Манна-Уитни. Тест показал, что с высоким уровнем достоверности ( $p=0.005$ ) распределение выборок различное. Как видно из сравнении распределений, сильные магнитные поля встречаются чаще среди Вр звезд, чем среди Ар звезд.

Теперь сравним средние величины параметра  $\langle B_e \rangle$ . Среднее значение среднеквадратических продольных компонент выборки Ар звезд  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1005 \text{ Гс}$ . Для Вр звезд это значение равняется 1432 Гс. Проведенный анализ достоверности различий среднего значения указывает на то, что различие статистически значимо, из чего можно сделать вывод, что магнитные поля более горячих и массивных звезд спектрального класса Вр в целом примерно в 1.4 раза больше, чем более холодных Ар звезд.

Основная трудность при сравнительном анализе магнитных полей Ар- и Вр-звезд заключается в том, что для большей части объектов из списка [7] выполнено не более 4–5 измерений в случайные фазы периода вращения, а недавно открытые на FORS1 VLT магнитные звезды в скоплениях [40] наблюдались и того меньше, всего по 1–2 раза.

Так как продольная компонента поля  $B_e$  меняется с фазой вращения звезды, среднеквадратические поля  $\langle B_e \rangle$  и экстремумы продольной компоненты  $B_e(\text{extr})$  различных объектов невозможно сравнивать между собой при малом числе наблюдений, так как они будут меняться с изменением количества измерений.

Величины  $\langle B_e \rangle$  и  $B_e(\text{extr})$ , характеризующие магнитное поле, становятся устойчивыми и практически не изменяются, если проведено не менее 8–10 наблюдений, покрывающих весь период вращения звезды.



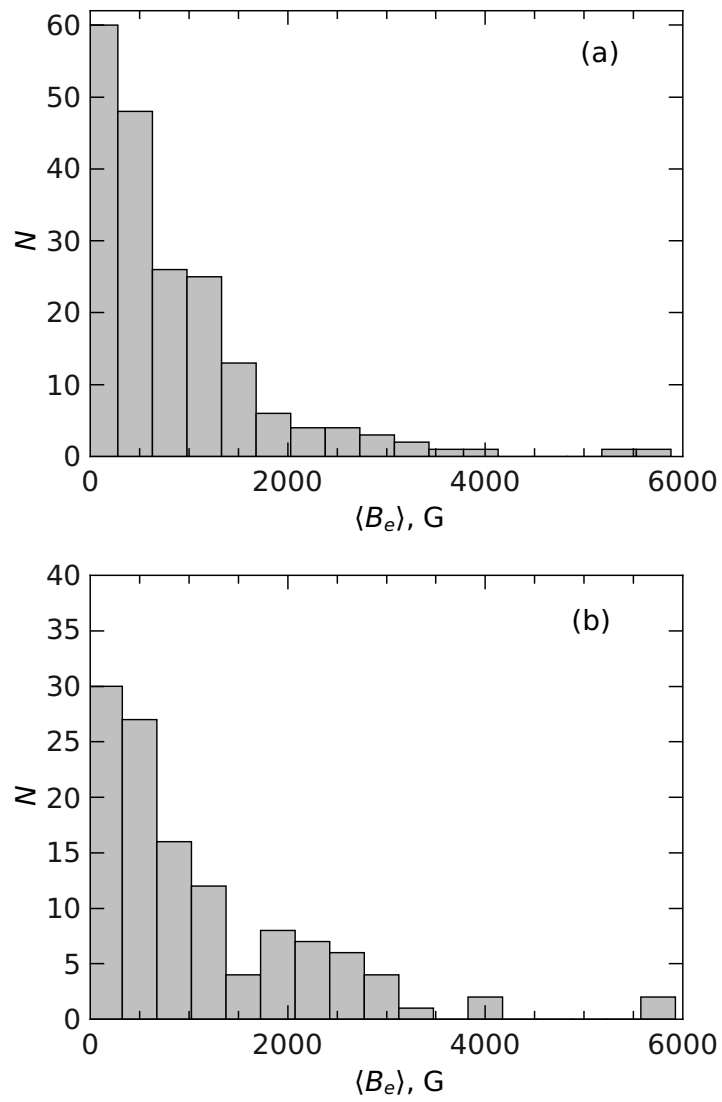


Рис. 2.3. Гистограммы распределения величины  $\langle B_e \rangle$  для Ar (a) и Br звёзд (b).

Поэтому мы отобрали для дальнейшего анализа объекты, для которых выполнено не менее 8 измерений  $B_e$ . Список отобранных объектов представлен в Таблице 2.2.

**Таблица 2.2.** Магнитные CP-звёзды, для которых выполнено не менее 8 измерений  $B_e$

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	Sp	Пec	$\log t$
HD 965	$400 \pm 50$	$-400 / +600$	A8	SrCrEu	
HD 2453	$588 \pm 202$	$-1030 / -250$	A1	SrCrEu	8.72
HD 3980	$1200 \pm 200$	$-1600 / +2000$	A7	SrCrEu	8.83
HD 4778	$1026 \pm 454$	$-1100 / +1400$	A1	SrCrEu	8.26
HD 5737	$324 \pm 142$	$-400 / +500$	B6	He-wk	7.97
HD 6757A	$2730 \pm 160$	$+2300 / +2900$	A0	CrEuSi	
HD 8441	$284 \pm 227$	$-750 / +400$	A2	Sr	8.66
HD 9996	$833 \pm 174$	$-1700 / +600$	B9	CrEuSi	8.41
HD 10783	$1269 \pm 260$	$-1200 / +1800$	A2	SiSrCr	8.51
HD 11503	$545 \pm 344$	$-900 / +410$	A1	SiCrSr	8.47
HD 12288	$1643 \pm 150$	$-3100 / -200$	A2	CrSi	8.54
HD 12447	$365 \pm 266$	$-510 / +430$	A2	SiSrCr	8.41
HD 14437	$1829 \pm 260$	$-2000 / -800$	B9	CrEuSi	8.36
HD 15144	$802 \pm 216$	$-1100 / -530$	A5	SrCrEu	8.63
HD 18078	$800 \pm 100$	$-850 / +1200$	A0	SrCr	
HD 18296	$440 \pm 216$	$-1000 / +1350$	A0	SiCr	8.38
HD 19712	$2510 \pm 250$	$-3800 / +1900$	B9	CrEu	6.74
HD 19832	$315 \pm 233$	$-350 / +380$	B8	Si	7.95
HD 22316	$1250 \pm 348$	$-2200 / +600$	B9	CrHgSi	8.24
HD 22470	$733 \pm 408$	$-1100 / +1200$	B9	He-wk	8.10
HD 24155	$803 \pm 170$	$-440 / +1660$	B9	Si	7.30
HD 24712	$802 \pm 171$	$-200 / +1600$	A9	SrCrEu	9.07
HD 25823	$668 \pm 470$	$-100 / +1200$	B9	SrSi	8.13
HD 27309	$1755 \pm 602$	$-4000 / -200$	A0	SrSi	8.07
BD $-01^\circ 709$	$300 \pm 100$	$-600 / +800$	F0	SrEu	

Таблица 2.2. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	Sp	Рес	$\log t$
HD 30466	$1464 \pm 293$	+1000 / +2200	A0	Si	8.21
HD 293764	$3760 \pm 220$	+2600 / +4200	A2	SrCrEu	7.3
HD 32633	$2760 \pm 263$	-5700 / +3500	B9	SiCr	6.39
HD 34452	$743 \pm 434$	-300 / +100	B9	Si	7.82
HD 34719	$880 \pm 220$	-500 / +1200	A0	SiHgCrEu	7.5
HD 37017	$1490 \pm 338$	-2300 / -300	B2	He-r	6.4
HD 37479	$1980 \pm 155$	-1600 / +3500	B2	He-r	6.6
HD 37642	$2100 \pm 180$	-3000 / +3000	B9	He-wk	6.4
HD 37776	$1260 \pm 385$	-2000 / +2000	B3	He-r	6.6
HD 40312	$340 \pm 60$	-240 / +360	A0	Si	8.36
HD 41403	$330 \pm 150$	-500 / +450	B9	SrCrEu	
HD 42605	$200 \pm 40$	-450 / +100	A3	SrCrEu	
HD 45583	$2880 \pm 600$	-2500 / +3800	B9	Si	7.30
HD 258686	$6000 \pm 320$	+5100 / +7900	B8	Si	8.36
HD 47103	$3326 \pm 365$	-4000 / -3000	A8	SrEu	
HD 49333	$618 \pm 300$	-800 / +800	B7	He-wk	7.27
HD 49606	$916 \pm 557$	-1500 / -100	B8	HgMnSi	
HD 49976	$1490 \pm 360$	-2000 / +2200	A1	SrCrEu	8.45
HD 50169	$1220 \pm 220$	-1500 / +2000	A3	SrCrEu	
HD 51418	$401 \pm 200$	-200 / +750	A0	HoDy	
HD 55719	$1400 \pm 264$	-1040 / +2100	A3	SrCrEu	8.67
HD 58260	$2290 \pm 300$	+2000 / +2600	B2	He-wk	7.41
HD 59435	$800 \pm 50$	-1200 / +900	A4	SrCrSi	
HD 62140	$1336 \pm 306$	-2200 / +3200	F0	SrEu	8.90
HD 64740	$565 \pm 114$	-870 / +530	B2	He-r	7.10
HD 65339	$3200 \pm 400$	-5400 / +4200	A2	SrCrEu	8.84
HD 71866	$1680 \pm 236$	-2000 / +2000	A1	SiSrEu	8.74
HD 72968	$480 \pm 288$	-700 / +500	A1	SrCr	8.43
HD 74521	$812 \pm 141$	-200 / +1400	A1	SiCrEu	8.42

Таблица 2.2. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	Sp	Рес	$\log t$
HD 78316	$208 \pm 205$	-640 / +460	B8	HgMn??	
HD 79158	$672 \pm 266$	-1200 / +900	B8	He-wk	8.16
HD 81009	$1438 \pm 236$	-100 / +2500	A3	CrSiSr	8.90
HD 83368	$576 \pm 264$	-800 / +800	A8	SrCrEu	9.02
HD 90569	$192 \pm 58$	-230 / +400	A0	SiCrEu	8.50
HD 92664	$803 \pm 40$	-1300 / -100	B9	Si	7.84
HD 94660	$2352 \pm 265$	-3300 / -1800	A0	EuCrSi	8.42
HD 96446	$1105 \pm 248$	-2100 / -1100	B2	He-r	6.46
HD 96707	$1070 \pm 722$	-3900 / +800	F0	Sr	8.87
HD 98088	$802 \pm 284$	-1200 / +1000	A8	SrCrEu	8.85
HD 103498	$333 \pm 138$	-630 / +250	A1	CrEuSr	
HD 108662	$620 \pm 200$	-1150 / +550	A0	SrCrEu	8.42
HD 110066	$204 \pm 50$	-370 / +300	A1	SrCrEu	8.71
HD 111133	$806 \pm 143$	-1500 / +500	A1	SrCrEu	8.55
HD 112185	$365 \pm 60$	-50 / +150	A0	Cr	8.61
HD 112413	$1350 \pm 200$	-1400 / +1600	B9	SiCrEuHg	8.27
HD 115708	$927 \pm 405$	-1500 / +900	A3	SrCrEu	8.97
HD 116114	$1923 \pm 113$	-2200 / -1800	F0	SrCrEu	9.01
HD 116458	$1925 \pm 273$	-2200 / -1300	A0	SiEuCr	8.48
HD 118022	$808 \pm 225$	-1800 / -200	A1	SrCrEu	8.66
HD 119213	$1220 \pm 440$	-500 / +1200	A4	CrEuSr	8.69
HD 119419	$1770 \pm 455$	-4200 / +1800	A0	SiCrEu	7.73
HD 120198	$705 \pm 337$	-1300 / +200	B8	EuCr	8.20
HD 122532	$665 \pm 268$	-900 / +900	B9	Si	8.27
HD 124224	$570 \pm 323$	-437 / +811	B9	Si	7.97
HD 125248	$1505 \pm 295$	-2500 / +2800	A1	CrEu	8.37
HD 125823	$470 \pm 253$	-440 / +370	B3	He-wk	7.51
HD 126515	$1720 \pm 323$	-2000 / +2000	A2	CrSr	8.07
HD 133029	$2420 \pm 319$	+1300 / +3300	B9	SiCrSr	8.41

Таблица 2.2. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	Sp	Рес	$\log t$
HD 133652	$1110 \pm 200$	-2100 / +700	B9	SiCr	6.39
HD 133880	$2415 \pm 241$	-4400 / +1920	B9	Si	8.15
HD 134214	$458 \pm 150$	-800 / -200	F2	SrCrEu	9.05
HD 134793	$770 \pm 250$	-800 / +900	A4	SrCrEu	
HD 137509	$1026 \pm 416$	-1200 / +2200	B8	SiCrFe	7.89
HD 137909	$750 \pm 100$	-900 / +1000	F0	SrCrEu	8.95
HD 137949	$1500 \pm 120$	+980 / +1220	F0	SrCrEu	9.07
HD 140160	$820 \pm 712$	-1840 / +760	A0	SrCr	8.62
HD 142070	$400 \pm 60$	-700 / +600	A0	SrCrEu	
HD 142990	$1304 \pm 255$	-2500 / +600	B5	He-wk	7.54
HD 144334	$783 \pm 257$	-1400 / +500	B5	He-wk	7.72
HD 147010	$4032 \pm 402$	-4500 / -2500	B9	SiCrSr	6.47
HD 148112	$650 \pm 441$	-250 / -90	B9	SrCrEu	8.63
HD 148330	$304 \pm 154$	-600 / +200	A2	SiSr	8.71
HD 151965	$2602 \pm 282$	-3700 / -550	B9	Si	7.68
HD 152107	$1487 \pm 250$	+500 / +2000	A2	SrCrEu	8.74
HD 153882	$1750 \pm 562$	-1800 / +3100	B9	SrCrEu	8.55
HD 165474	$470 \pm 100$	-100 / +900	A7	SrCrEu	8.99
HD 168733	$815 \pm 276$	-1000 / -400	B7	He-wk	8.12
HD 170397	$615 \pm 252$	-650 / -870	A0	SiCrEu	7.70
HD 173650	$326 \pm 275$	-500 / +700	B9	SiCrSr	8.44
HD 349321	$2700 \pm 300$	-4400 / +1900	B9	Si	
HD 175362	$3570 \pm 448$	-5000 / +7000	B3	He-wk	6.92
HD 178892	$5410 \pm 470$	+2100 / +7200	A0	SrCrEu	8.91
HD 343872	$2930 \pm 320$	-700 / +4500	B8	Si	
HD 184927	$1465 \pm 430$	-1200 / +3000	B2	He-r	6.85
HD 187474	$1488 \pm 143$	-1800 / +1800	A0	CrEuSi	8.52
HD 188041	$1100 \pm 200$	-200 / +1500	A6	SrCrEu	8.80
HD 192678	$1410 \pm 160$	+1000 / +1800	A4	Cr	8.59

Таблица 2.2. (Продолжение)

Звезда	$\langle B_e \rangle \pm \sigma$ , Гс	$B_e(\text{extr})$ , Гс	Sp	Pec	$\log t$
HD 196178	$973 \pm 238$	-1500 / -700	B9	Si	7.99
HD 196502	$490 \pm 200$	-700 / -200	A0	SrCrEu	8.57
HD 335238	$1738 \pm 247$	-3040 / +1260	A0	SrCrEu	
HD 200311	$1490 \pm 427$	-1800 / +1800	B9	SiCrHg	
HD 201601	$600 \pm 100$	-1100 / +600	F0	CrEu	8.99
HD 205087	$500 \pm 200$	-200 / +800	B9	SiSrCrEu	8.39
HD 215441	$17500 \pm 500$	+10000 / +20000	B5	Si	
HD 217833	$3000 \pm 500$	-6200 / -1500	B8	He-wk	8.82
HD 220825	$269 \pm 247$	-430 / +190	A0	SrCr	8.57
HD 221936	$2000 \pm 200$	-2500 / +2900	B9	Si	8.45

Возраст звёзд рассеянных скоплений ( $\log t$ ) был взят равным возрасту соответствующего скопления (найден в базе данных WEBDA). Для звёзд поля величины  $\log t$  взяты из работы [70]: в ней они вычислялись по смоделированным эволюционным трекам.

Обращает на себя внимание, что большинство (69%) магнитных Ар-звёзд из Таблицы 2.2 расположены в узком интервале возрастов  $\log t = 8.20\text{--}8.90$ . Среднее значения возраста звёзд выборки:

$$\langle \log t \rangle = 8.57.$$

Только 4 Ар-звезды из 56 имеют возраст  $\log t < 8.0$ , и нет ни одной с возрастом  $\log t < 7.0$ .

Совсем другая картина наблюдается для Вр-звёзд. Видим, что они расположены в широком интервале возрастов от  $\log t = 6.4$  до  $\log t = 8.5$  без явно выраженного пика. Среднее значения возраста нашей выборки магнитных Вр-звёзд:

$$\langle \log t \rangle = 7.65.$$

Мы сравнили средние величины магнитных полей  $\langle B_e \rangle$  отобранных Ар- и Вр-звезд. В этом случае  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1170$  Гс для Ар-звёзд и  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1776$  Гс для Вр-звёзд.

Таким образом, в целом магнитное поле  $\langle B_e \rangle$  Вр-звёзд больше примерно в 1.5 раза, но уровень достоверности полученных различий средних не очень высокий — порядка 80%. Видим, что и для этой выборки сохраняется тренд: поле уменьшается с уменьшением массы и ростом возраста звёзд.

Конечно же, нельзя утверждать, будто найденная закономерность является общей для всех магнитных звезд. Величины магнитных полей отдельных объектов подчас различаются разительно, а распределение по величине магнитного поля крайне неоднородно и для Вр, и для Ар звёзд. В последние годы были обнаружены несколько холодных Ар звёзд с очень сильными магнитными полями, например, HD 178892 (Кудрявцев и др. [39]), HD 154708 (Хубриг и др. [71]) и другие. Модуль поверхностного поля названных звезд превышает 20 кГс. Возраст HD 178892 составляет 730 млн лет. Кочухов и Баньюло [70] определили возраст HD 154708 как  $\log t = 9.29$ , а Куртц и др. [72] нашли у нее быстрые пульсации, характерные для самых холодных и маломассивных Ар-звёзд. Все это говорит в пользу того факта, что сильные магнитные поля встречаются и у холодных, сравнительно старых, звезд.

Отсутствие достаточного для построения кривой изменения магнитного поля количества измерений для большинства звезд из выборки можно считать еще одной трудностью. Вследствие того, что продольная компонента поля  $B_e$  меняется с фазой периода вращения, при малом количестве наблюдений и отсутствии данных о фотометрической или спектральной переменности, есть риск того, что и среднеквадратическое поле  $\langle B_e \rangle$  и экстремальные значения продольной компоненты  $B_e(\text{extr})$  не отражают истинную картину вариаций магнитного поля в звезде.

Самым однозначным критерием для сравнения может являться величина магнитного поля на полюсе диполя  $B_p$ . Однако, его нахождение возможно только в результате моделирования поведения поля, для которого, в свою очередь, требуется кривая измерения продольной ком-

поненты поля и сведений о некоторых других физических параметрах исследуемого объекта.

### 2.3.4 Новые магнитные Вр-звезды

В настоящей главе приводятся данные о магнитных полях звезд, впервые обнаруженных в ходе выполнения наблюдательной программы на 6-м телескопе. В колонках Таблицы 2.3 указаны юлианская дата на момент наблюдения, продольное магнитное поле, измеренное по сдвигу расщепленных компонент и поле, полученное по методу линейной регрессии. Звезды, у которых наличие магнитного поля обнаружено достоверно, имеют пометку **дост.**, те же звезды, которые показывают признаки наличия поля, но для подтверждения этого факта требуются дополнительные наблюдения, помечены как **подозр.**.

**Таблица 2.3.** Данные о магнитных полях звезд, обнаруженных на 6-м телескопе

HJD, 245+	$B_e(\text{Gauss}) \pm \sigma$	$B_e(\text{Regres}) \pm \sigma$
HD 17330		<b>дост.</b>
B7 Si, $V = 7.11$ , $B - V = 0.01$		
5553.225	$-450 \pm 50$	$-400 \pm 50$
5841.515	$-510 \pm 50$	$-415 \pm 50$
5962.158	$1550 \pm 50$	$1440 \pm 50$
5963.138	$-385 \pm 50$	$-400 \pm 50$
6174.550	$245 \pm 50$	$335 \pm 50$
6177.396	$-415 \pm 50$	$-400 \pm 50$
6589.426	$-410 \pm 50$	$-390 \pm 50$
6590.414	$-380 \pm 50$	$-360 \pm 50$
HD 34736		<b>дост.</b>
B9 Si, член Ori OB1(c), $V = 7.82$ , $B - V = 0.08$		
6589.490		$-2135 \pm 135$
6639.495		$780 \pm 170$
6644.433		$-370 \pm 130$



Таблица 2.3. (Продолжение)

HJD, 245+	$B_e(\text{Gauss}) \pm \sigma$	$B_e(\text{Regres}) \pm \sigma$
HD 34859 <b>дост.</b> B8 Si, $V = 9.18$ , $B - V = 0.17$		
6589.490		$-410 \pm 90$
HD 35730 <b>подозр.</b> B4 He-wk, член Ori OB1(a) $V = 7.17$ , $B - V = 0.14$		
5553.238	$-250 \pm 130$	$-150 \pm 110$
5841.581	$-450 \pm 200$	$-120 \pm 110$
5842.570	$180 \pm 230$	$125 \pm 110$
5962.280	$190 \pm 170$	$100 \pm 110$
HD 36997 <b>дост.</b> B9 SiSr, член Ori OB1(c) $V = 8.37$ , $B - V = 0.07$		
6643.381	$-200 \pm 90$	$-390 \pm 90$
HD 37149 <b>подозр.</b> B9 He-wk, член Ori OB1(b) $V = 8.02$ , $B - V = -0.10$		
6643.304		$-320 \pm 120$
HD 37633 <b>дост.</b> B9 EuSi, член Ori OB1(b) $V = 9.01$ , $B - V = 0.07$		
6643.379		$-315 \pm 50$
HD 37687 <b>дост.</b> B7 He-wk, член Ori OB1(c) $V = 7.05$ , $B - V = 0.03$		
5555.508	$510 \pm 50$	$485 \pm 50$
5843.504	$535 \pm 50$	$530 \pm 50$
5963.337	$635 \pm 50$	$560 \pm 50$
6177.573	$500 \pm 50$	$480 \pm 50$
HD 84882 <b>дост.</b> B9 EuCr, $V = 7.04$ , $B - V = 0.01$		
5962.517	$-230 \pm 50$	$-240 \pm 50$
HD 174959 <b>подозр.</b>		

Таблица 2.3. (Продолжение)

HJD, 245+	$B_e(\text{Gauss}) \pm \sigma$	$B_e(\text{Regres}) \pm \sigma$
B6 Si, $V = 6.09$ , $B - V = -0.10$		
5674.400	$-240 \pm 50$	$205 \pm 70$
5843.170	$-190 \pm 120$	$-205 \pm 110$
5962.620	$95 \pm 130$	$20 \pm 50$
6051.481	$505 \pm 200$	$230 \pm 70$
HD 176582 <span style="float: right;"><b>дост.</b></span>		
B5 He-wk, $V = 6.40$ , $B - V = -0.17$		
5962.627	$112 \pm 100$	
6383.581	$1004 \pm 200$	$640 \pm 60$
HD 188501 <span style="float: right;"><b>дост.</b></span>		
B9 He-wk, $V = 8.07$ , $B - V = -0.09$		
5674.431	$-2200 \pm 80$	$-2050 \pm 50$
5842.341	$20 \pm 50$	$45 \pm 50$
6054.462	$-420 \pm 55$	$-405 \pm 50$
6174.460	$-1015 \pm 75$	$-870 \pm 50$
6177.196	$50 \pm 50$	$15 \pm 50$
6383.554	$-1520 \pm 60$	$-1310 \pm 50$
HD 198513 <span style="float: right;"><b>дост.</b></span>		
B8 He-wk, $V = 6.37$ , $B - V = -0.07$		
6590.300		$-360 \pm 95$
HD 220147 <span style="float: right;"><b>дост.</b></span>		
B9 CrSiEu, $V = 8.13$ , $B - V = 0.08$		
6590.356	$-230 \pm 50$	$-270 \pm 50$
HD 260858 <span style="float: right;"><b>дост.</b></span>		
B6 He-r, $V = 9.15$ , $B - V = 0.07$		
5582.466	$700 \pm 82$	$540 \pm 50$
5583.492	$115 \pm 130$	$1 \pm 50$
5962.442	$-275 \pm 60$	$-280 \pm 60$

Таблица 2.3. (Продолжение)

HJD, 245+	$B_e(\text{Gauss}) \pm \sigma$	$B_e(\text{Regres}) \pm \sigma$
5963.458	$745 \pm 70$	$590 \pm 50$
HD 264111		<b>подозр.</b>
B6 He-r, $V = 9.69$ , $B - V = 0.03$		
5583.430	$865 \pm 370$	$215 \pm 100$

### 2.3.5 Выводы

Итак, мы рассмотрели современное состояние проблемы магнетизма массивных звёзд Главной последовательности. Мы продемонстрировали, что В-звёзды с аномальным химическим составом обладают наиболее сильными полями среди объектов ГП. Наш анализ показывает, что пекулярные В-звёзды с аномальными линиями кремния и гелия в спектрах являются наиболее перспективными объектами для наблюдательной проверки различных механизмов образования и дальнейшей эволюции магнитных полей CP-звёзд.

Дальнейшую работу планируется проводить в двух направлениях: 1) искать новые магнитные звёзды среди членов рассеянных скоплений и ассоциаций; 2) детально изучать уже известные магнитные звёзды с целью поиска сложной структуры поля у них.

## Глава 3

# Химически пекулярные звезды ассоциации OriOB1

### 3.1 Выделение CP-звезд ассоциации

Ассоциация Ori OB1 очень часто становится объектом изучения специалистов, занимающихся совершенно различными проблемами звездной и галактической астрофизики. Довольно обширная группировка молодых звезд класса O и B и активные области звездообразования этой группировки являются одними из самых изучаемых систем.

Остановимся на вопросах связанных с изучением химически пекулярных звезд ассоциации Orion OB1, в частности, магнитным полям этих объектов.

Впервые магнитные поля у группы B звезд с усиленными гелиевыми линиями были открыты Ландстритом и его коллегами [11] при наблюдении молодых скоплений в Орионе. Таким образом было положено начало изучению магнетизма молодых массивных звезд. Надо заметить, что изучение магнитных полей звезд подобного типа стало возможным только после изобретения и ввода в строй фотоэлектрического магнитометра, так как применявшаяся до этого фотографическая методика не давала необходимой точности.

**Таблица 3.1.** Модуль расстояния и возраст звёзд в ассоциации по данным Клочковой [10]

Подгруппа	$V - M_V$ , mag	$\log t$
Ori OB1a	7.79	7.27
Ori OB1b	7.91	6.65
Ori OB1c	7.72	6.42
Ori OB1d	7.76	6.66

Одними из пионеров в изучении пекулярных звезд ассоциации были сотрудники Специальной астрофизической обсерватории. В 80-е годы прошлого века на 6-м телескопе под руководством И. М. Копылова была выполнена обширная программа по изучению пекулярных звёзд в группировках разного возраста. На сегодняшний день цикл этих работ продолжает оставаться одним из самых полных обзоров химически пекулярных звезд в скоплениях разного возраста. Авторами были сделаны выводы о независимости степени пекулярности звезд от возраста на стадии эволюции в пределах ГП, об отсутствии потери углового момента пекулярными звездами в процессе эволюции от линии нулевого возраста в пределах ГП. Результаты суммированы в работах Копылова [73] и Клочковой [74].

В рамках этой программы Клочковой [10] была выполнена спектроскопия 24 химически пекулярных звёзд в ассоциации Ori OB1, по фотографическим спектрам, полученным на Основном звездном спектрографе БТА. В работе были определены модули расстояния и возраст подгрупп, составляющих ассоциацию. Они приведены в Таблице 3.1.

Работа Брауна и др. [8] ознаменовала собой новый этап в изучении звездного населения ассоциации Orion OB1. В ней представлены результаты фотометрии в системе Вальравена всех установленных и заподозренных членов ассоциации. Для всех 814 звёзд с использованием моделей атмосфер Куруца были определены эффективные температуры, ускорения силы тяжести, светимости, массы. Определены также модули

расстояния и визуальная экстинкция. Показано, что ближний край облаков в ассоциации Ori OB1 находится на расстоянии порядка 320 пк, а дальний — порядка 500 пк.

Вопрос о принадлежности звезд к ассоциации следует рассмотреть более подробно. В идеальном случае необходимо использовать значения собственных движений и лучевой скорости звездного населения для определения среднего расстояния вкупе с ближней и дальней границами ассоциации, а затем использовать полученные данные для определения членства звезд, для которых отсутствуют данные о собственном движении. Однако, данный метод хорошо работает для рассеянных скоплений, его применение к звездным ассоциациям осложнено дополнительными проблемами. Линейные размеры звездных ассоциаций гораздо больше, чем размеры рассеянных скоплений, а плотность звезд в ассоциациях ниже. Поэтому каждая звезда в ассоциации подвергается влиянию Галактики (причем звезды на периферии подвержены влиянию больше), что сказывается на диаграммах собственных движений, по которым определяется членство. Более того, звезды, родившиеся в разных областях родительского облака, могут иметь разные собственные движения изначально, даже если они сформировались в одно время.

Это — далеко не все механизмы, способные повлиять на определение принадлежности объектов к ассоциации методом собственных движений. Поэтому его точность оказывается несколько ниже, чем при использовании его же для исследования рассеянных скоплений.

Принадлежность объектов к скоплению — это специальный вопрос, и он подробно обсуждается в работах [48, 8]. Звезды выделяются по собственному движению, лучевой скорости, модулю расстояния. В то время как собственные движения и лучевые скорости определяются непосредственно из наблюдений и поэтому точны, модуль расстояния требует знания температуры и светимости звезды, которые находятся косвенным образом, и на результаты их определения могут влиять разные плохо учитываемые причины.

**Таблица 3.2.** Модуль расстояния и возраст звёзд в ассоциации по данным Брауна и др. [8]

Подгруппа	$V - M_V$ , mag	$\log t$
Ori OB1a	7.9	7.05
Ori OB1b	7.8	6.23
Ori OB1c	8.0	6.66
Ori OB1d	7.9	< 6.00

В попытке выделить химически пекулярные звезды среди всех объектов, принадлежащих ассоциации, мы ориентировались на указанные выше ([8, 10, 11]) работы, а также на работу Уоррена и Хессера [48]. Однако, данные о членстве тех или иных объектов, возрасте и модуле расстояния не всегда совпадают у разных авторов. Например, из 814 звёзд, приведенных в работе [8], чуть больше 400 находятся также и в таблицах работы Уоррена и Хессера [48], причем около 100 объектов из последней работы не включены в более поздний список Брауна и др. [8]. Как правило, это звёзды F-G разного типа, принадлежность которых к молодой ассоциации во многих случаях выглядела сомнительной.

В качестве примера, демонстрирующего указанные различия, приведём в Таблице 3.2 модули расстояний  $V - M_V$  и возраста  $\log t$  из работы [8] и сравним с результатами работы [10], приведёнными в Таблице 3.1. Видим, что имеется общее согласие — подгруппа (a) состоит из наиболее старых звёзд ассоциации. Но, в отличие от Клочковой [10], Браун и др. [8] предполагают, что самыми молодыми звёздами являются звёзды подгрупп (b) и (d). Кроме того, возраст всехподгрупп в [8] систематически меньше, чем в [10]. Отметим, что подгруппа (c) в работе [8] значительно объемнее по количеству звёзд, чем у Уоррена и Хессера [48], а именно на данных последних авторов основана работа Клочковой [10]. Различия в возрасте объектов подгруппы (c) могут быть вызваны также и этим обстоятельством.

В дальнейшем мы будем использовать возраст подгрупп из работы Брауна и др. [8], поскольку это значение вытекает из оценок эффективной температуры, светимости и других параметров объектов, которые мы будем использовать в дальнейшем.

На Рис. 3.1 представлены гистограммы распределения по удаленности от Солнца 814 звёзд ассоциации Ori OB1 из списка [8]. Расстояния  $r$  были определены стандартным способом по известной формуле,

$$V - M_V = 5 \log r - 5 + A_V,$$

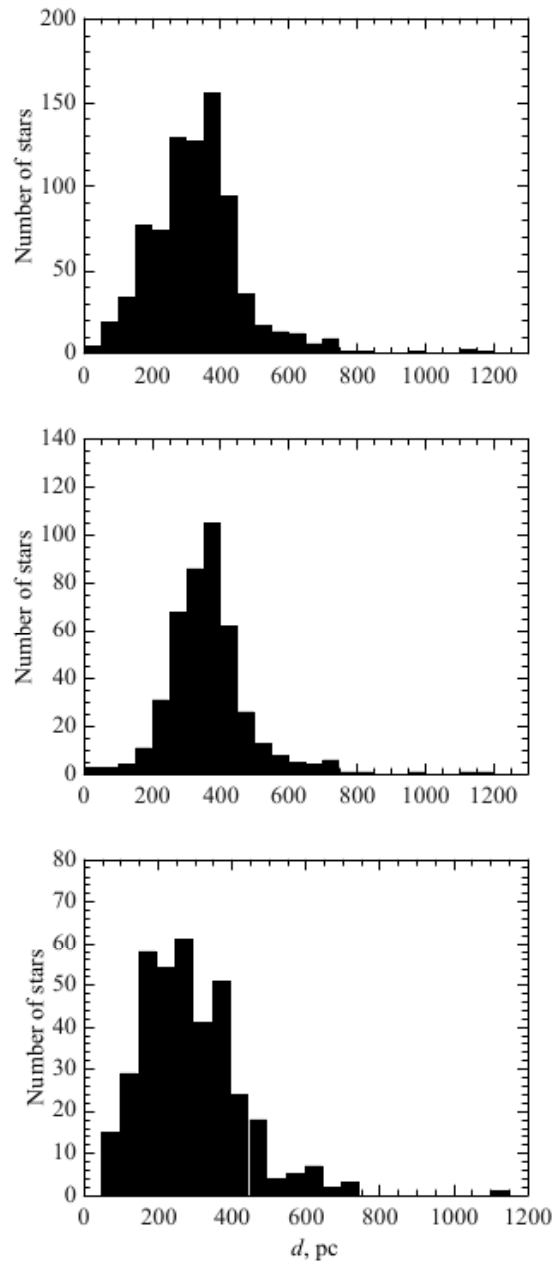
где  $V$  — визуальная звёздная величина,  $M_V$  — абсолютная звёздная величина в полосе  $V$ ,  $A_V$  — межзвёздное (или околозвёздное) поглощение в полосе  $V$  в направлении на звезду. Указанные данные взяты из работы [8].

Из Рис. 3.1 видим, что имеется достаточно большое количество звёзд, расположенных ближе 300 пк, вне пределов облаков ассоциации. Для горячих звёзд это не так заметно, но для звёзд с эффективными температурами менее 10 000 К 217 объектов из 375 (57.9%) находятся на расстоянии ближе 300 пк и, тем самым, являются объектами переднего плана. Количество звёзд, расположенных дальше 500 пк, несущественно.

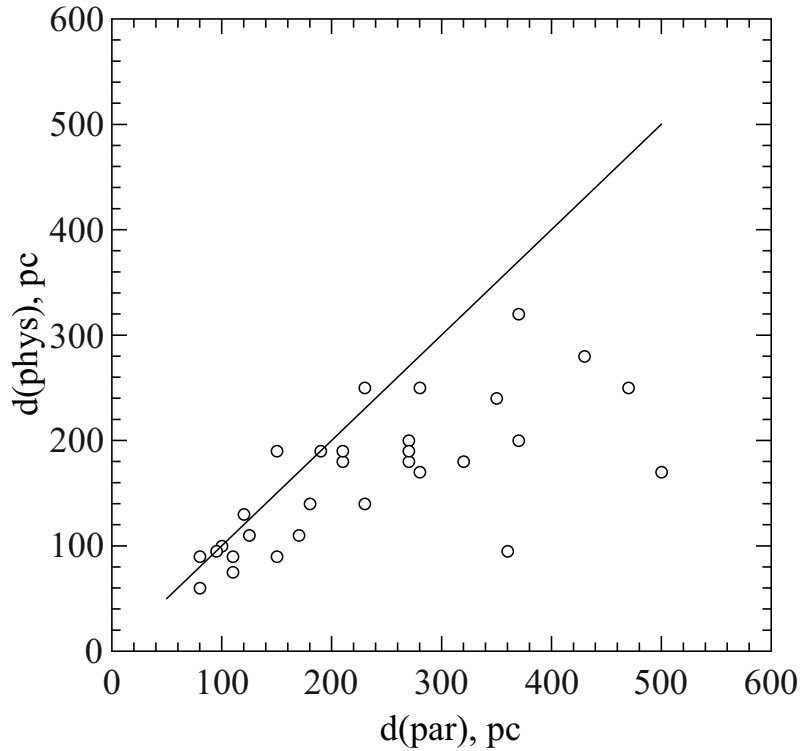
Вопрос о ближней границе ассоциации требует более тщательного рассмотрения. В архиве миссии HIPPARCOS имеются параллаксы примерно для 2/3 объектов из списка Брауна [8]. Для сравнения имеет смысл выбирать только звёзды с наибольшими параллаксами, иначе расстояние по ним будет определено очень неточно.

Как видно из распределения на Рис. 3.1, холодные объекты в среднем расположены ближе более горячих. Поэтому для сравнения расстояний, определенных разными методами, мы выделили из общего списка объекты с эффективной температурой  $T_{\text{eff}}$  не выше 9000 К и выбрали те из них, для которых были измерены параллаксы. Боллометрические поправки для звёзд с  $T_{\text{eff}}$  от 8000 К до 9000 К близки к нулю (см., [75]), поэтому мы их не учитывали.





**Рис. 3.1.** Распределения звёзд ассоциации по расстоянию. Верхняя гистограмма для всех звёзд выборки, средняя — для звёзд с  $T_{\text{eff}} > 10\,000$  К, нижняя — для звёзд с  $T_{\text{eff}} < 10\,000$  К.



**Рис. 3.2.** Сравнение расстояний до холодных звезд, проецирующихся на ассоциацию. По горизонтальной оси отложено расстояние до звезд, определенное по параллаксам, по вертикальной оси – по модулю расстояния из работы [8]

Данные об объектах, отобранных в результате такой процедуры, представлены в Таблице 3.3. В столбцах приведены: название звезды,  $\log T_{\text{eff}}$  — эффективная температура,  $V - M_V$  — модуль расстояния с учетом межзвёздного поглощения (в звёздных величинах),  $d(\text{phys})$  — расстояние до звезды в парсеках, определенное по модулю расстояния,  $\pi$  — параллакс, в угловых миллисекундах дуги по данным HIPPARCOS [12],  $d(\text{par})$  — расстояние, определённое по параллаксу в парсеках.

Результаты сравнения расстояний по холодным звёздам показаны на Рис. 3.2. Из рисунка видно, что данными миссии HIPPARCOS для определения расстояний можно пользоваться только если изучаемые объекты находятся ближе 250 пк. Отметим также, что, как правило, расстояния, определённые по параллаксу, завышены по сравнению с определёнными по физическим параметрам. В нашем случае такая закономерность имеет место для 27 звёзд из 33-х, представленных в Таблице 3.3.

Таблица 3.3. Расстояния до холодных звёзд ассоциации

Звезда	$\log T_{\text{eff}}$	$V - M_V$ , mag	$d(\text{phys})$ , пк	$\pi$ , mas	$d(\text{par})$ , пк
HD 30978	3.88	6.23	180	3.74	270
HD 32262	3.90	6.19	180	3.16	320
HD 34370	3.88	4.78	90	9.45	110
HD 34429	3.89	5.19	110	5.73	170
HD 34550	3.88	4.82	90	6.83	150
HD 34888	3.89	5.26	110	8.00	125
HD 35333	3.90	6.08	170	1.98	500
HD 35913	3.89	6.18	180	4.88	210
HD 35929	3.88	4.89	95	2.78	360
HD 36017	3.89	6.49	200	3.75	270
HD 36089	3.87	6.36	190	6.60	150
HD 36121	3.90	6.36	190	3.65	270
HD 36269	3.90	6.41	190	4.71	210
HD 36286	3.90	6.55	200	2.68	370
HD 36808	3.88	7.00	250	3.59	280
HD 36823	3.90	5.03	100	9.90	100
HD 36934	3.88	6.08	170	3.52	280
HD 36961	3.89	5.73	140	5.45	180
HD 37077	3.89	4.03	75	9.07	110
HD 37374	3.90	6.36	190	5.28	190
HD 37543	3.88	6.98	250	4.28	230
HD 37805	3.90	4.71	90	12.12	80
HD 37904	3.88	3.85	60	12.39	80
HD 38193	3.90	6.95	240	2.83	350
HD 38866	3.88	4.84	95	10.83	95
HD 40373	3.87	5.53	130	8.43	120
HD 40617	3.85	7.51	320	2.73	370
HD 41470	3.90	5.78	140	4.33	230
HD 42206	3.89	7.46	320	1.04	960
HD 245897	3.90	7.08	250	2.11	470
BD $-01^{\circ}781$	3.87	8.32	480	1.25	800
BD $-06^{\circ}1184$	3.87	7.03	250	3.58	280
BD $-10^{\circ}1214$	3.88	7.23	280	2.30	430

Рассмотрение причин такого систематического различия не входит в задачи настоящей работы. Поэтому, основным источником расстояний до СР-звезд в ассоциации Orion OB1 будет работа Брауна и др [8].

### 3.1.1 Химически пекулярные звёзды в направлении ассоциации Ori OB1

#### Критерии выделения

Мы решили выделить химически пекулярные звёзды из 814 звёзд ассоциации Ori OB1, включенных в список Брауна и др. [8]. Критерием того, что звезда является пекулярной будет её наличие в каталоге Ренсона и Манфруа [9].

Имеются отдельные работы, в которых изучаются СР-звёзды ассоциации Ori OB1, не представленные в каталоге [9]. Например, три молодые ртутно-марганцевые звезды в изучаемой нами ассоциации открыли Вульф и Ламберт [76]. В работе указывается, что Ori OB1 является наиболее молодым скоплением, в котором обнаружены ртутно-марганцевые звёзды. Однако, на наш взгляд, результат нуждается в подтверждении, так как указанные три объекта не приведены в каталоге [9]. Поэтому мы не включили их в наш дальнейший анализ, так как это нарушило бы однородность критериев отбора.

Полнота нашей выборки СР-звезд определяется тем, что, как правило, звезды ярче  $10^m$  классифицируются по спектрам, а спектральные аномалии, на основе которых делается предположение о пекулярности звезды, достаточно характерны и ярко выражены. Химически пекулярные звёзды слабее  $10^m$  (не находящиеся в очень плотных облаках) — это далёкие объекты, не входящие в ассоциацию Ori OB1.

## Список CP-звёзд, выделенных в направлении ассоциации Ori OB1

Используя работы [8] и [9], мы выделили 85 CP-звёзд в направлении ассоциации Ori OB1. Они представлены в Таблицах 3.4 и 3.5. Основная часть из них (59 объектов) — это Bp-звёзды, но, кроме того, было выделено 23 Am и 3 Ap-звезды.

В Таблице 3.4 приведены параметры, характеризующие пространственное распределение и кинематику CP-звёзд, а в Таблице 3.5 — их физические параметры. Звёзды расположены в порядке возрастания номеров по каталогу HD.

В столбцах Таблицы 3.4 приведены: номер звезды по каталогу HD; номер звезды по каталогу Ренсона и Манфруа [9]; принадлежность к подгруппе (согласно [49], если имеется, или [8]); галактические координаты  $l, b$  в градусах, собственные движения  $\mu_\alpha, \mu_\delta$  в миллисекундах дуги в год; параллакс  $\pi$  в миллисекундах дуги; лучевая скорость  $V_r$  в км/с; расстояние до звезды  $d$  в парсеках.

**Таблица 3.4.** Пространственное распределение и кинематика CP-звёзд в ассоциации Ori OB1

HD	Ren	Sub	$l, b,$ deg	$\mu_\alpha, \mu_\delta,$ mas/year	$\pi,$ mas	$d,$ пк	$V_r,$ км/с
32262	8218	a	197.708 –23.104	–6.40 –11.73	3.16	230	
33647	8580	a	200.479 –21.785	+6.25 +0.83	2.54	350	+20.1
33917	8560	a	203.679 –22.927	–2.16 –0.30	4.91	400	
34317	8730	a	199.811 –19.991	–11.64 –6.61	6.00	220	+7.5
34736	8860	c	208.981 –23.797	–3.00 –1.35	1.78	450	+15.4
34859	8900	a	205.408 –21.810	+1.27 –0.09	4.00	320	
34880	8910	c	207.191 –22.663	–2.56 –4.81	3.55	280	+22.9
34889	8929	c	207.128 –22.603	+1.58 –3.05	4.50	420	
34959	8930	a	198.534 –17.955	+0.46 –12.53	3.56	540	+5.0
34979	8937	a	199.334 –18.328	+6.4 –3.8		180	

Таблица 3.4. Продолжение

HD	Ren	Sub	$l, b,$ deg	$\mu_\alpha, \mu_\delta,$ mas/year	$\pi,$ mas	$d,$ пк	$V_r,$ км/с
35008	8940	a	203.686 -20.649	-1.67 -0.71	5.47	220	+11.1
35039	8953	a	202.634 -20.027	+1.23 +1.13	3.51	300	+28.8
35177	8980	a	200.873 -18.736	-0.95 -1.06	2.87	400	+16.1
35298	9020	a	200.624 -18.371	+0.38 +0.88	1.88	500	+25.0
35456	9070	a	204.985 -20.396	-3.64 -1.92	1.72	300	+21.8
35502	9120	a	205.328 -20.468	+5.24 -0.53	2.35	430	+17.8
35548	9150	a	203.264 -19.2814	-1.45 -3.67	4.65	290	-10.4 var!
35575	9160	a	204.159 -19.714	+1.4 -0.6	4.44	360	+8.0
35730	9230	a	199.624 -16.947	+1.18 +0.05	2.86	500	+18.0
35881	9250	a	202.044 -17.963	+1.01 -0.15	4.76	400	+29.6
35901	9255	a	209.516 -21.751	-0.32 -2.25	2.95	600	
36017	9270	c	207.544 -20.559	-7.83 -5.13	3.59	200	+19.8
36046	9290	b3	203.744 -18.573	+4.20 +0.29	4.53	500	+28.9
36089	9320	c	205.788 -19.567	-24.66 +28.77	6.60	150	
36313	9370	b3	203.767 -18.050	-2.60 -2.20		400	+31.3
36412	9410	c	208.834 -20.407	+0.72 -1.55	1.00	130	+28.0
36429	9420	a	200.949 -16.295	+2.62 -1.29	5.12	420	+21.9
36485	9440	b3	203.843 -17.733	-2.10 -14.60		350	+21
36526	9460	b2	205.087 -18.310	-0.1 -0.4		550	
36540	9480	c	207.824 -19.659	+2.07 -1.05	2.22	420	
36549	9490	a	201.746 -16.445	+3.50 -0.92	3.13	480	+22.5
36559	9500	c	207.902 -19.640	+2.50 -1.00		350	+10.8
36606	9540	c	208.306 -19.744	-0.7 -10.1		210	
36629	9550	c	207.954 -19.525	+2.57 -2.19	0.66	460	+21.2
36668	9560	b3	203.188 -16.986	+0.34 -1.34	4.82	400	+30.1
36670	9570	c	207.795 -19.352	+4.0 -0.1		480	
36671	9580	c	208.053 -19.494	-13.5 -15.1		140	

Таблица 3.4. Продолжение

HD	Ren	Sub	$l, b,$ deg	$\mu_\alpha, \mu_\delta,$ mas/year	$\pi,$ mas	$d,$ пк	$V_r,$ км/с
36694	9590	b3	204.025 -17.365	-4.90 +10.80		200	
36697	9600	c	210.868 -20.811	-4.56 -16.37	3.20	260	
36726	9620	b3	203.883 -17.226	-0.60 -5.50		260	
36811	9640	b2	205.607 -18.023	+1.40 +6.32	4.75	115	+6.0
36843	9660	c2	208.353 -19.312	+13.47 +8.04	5.19	100	+10.6
36899	9690	c3	208.688 -19.389	+1.2 -2.4		420	+32
36916	9700	c1	207.760 -18.885	-5.70 -0.78	3.74	320	+10.7
36918	9710	c4	209.541 -19.763	+1.8 +0.6		480	
36955	9740	b2	205.257 -17.587	+0.0 +0.6		340	
36958	9750	c2	208.366 -19.129	-2.5 +2.0		320	+23
36960	9780	b2	209.563 -19.711	+1.8 +3.8	2.02	500	+27.7
36982	9800	d	209.067 -19.443	+1.2 +2.5		600	+38.0
36997	9810	c	206.184 -18.012	+0.11 -1.08	3.39	300	
37017	9820	c1	208.177 -18.957	+1.25 +0.48	2.63	380	+29
37041	9830	d	209.048 -19.372	+2.29 +0.96	2.11	360	+35.6
37058	9850	c2	208.523 -19.071	+3.4 +3.2		500	+22.8
37111	9870	b3	204.392 -16.854	-1.50 +0.20		270	
37114	9880	d1	209.081 -19.222	+0.1 -3.4		350	+31.0
37129	9890	c1	208.202 -18.762	-2.5 +1.3		380	+28
37140	9910	b3	204.397 -16.795	-1.3 +1.7		400	+14.7
37149	9920	b	205.623 -17.427	+1.23 -0.21	2.51	400	+13.9
37151	9930	c	211.016 -20.097	-4.43 +4.77	5.28	280	+21.1
37210	9950	c	210.166 -19.587	+2.2 -0.0		4320	+36.5
37235	9960	b2	204.843 -16.842	-3.80 +1.00		480	+30
37321	10000	b2	205.584 -17.044	+0.77 -0.28	1.56	470	+22.5
37333	10010	b1	206.541 -17.500	-4.18 -3.68	3.01	330	
37410	10040	c	208.162 -18.140	+15.92 -18.33	9.15	110	+27.7
37444	10060	c	209.064 -18.523	-0.03 -12.95	4.72	90	

Таблица 3.4. Продолжение

HD	Ren	Sub	$l, b,$ deg	$\mu_\alpha, \mu_\delta,$ mas/year	$\pi,$ mas	$d,$ пк	$V_r,$ км/с
37470	10070	c	210.135 -18.999	+2.81 -3.03	3.39	370	
37479	10080	b1	206.816 -17.325	-1.5 -3.0		460	+29
37525	10110	b1	206.896 -17.290	-1.23 -0.92	3.24	450	
37633	10130	b1	207.010 -17.145	-2.5 +4.0		420	
37642	10150	c	207.637 -17.413	+2.32 -1.31	1.33	500	+5.5
37687	10160	c	207.776 -17.368	-4.69 -3.51	2.81	460	
37776	10190	b1	206.073 -16.342	+3.21 +1.76	3.03	480	+27.0
37807	10200	c	208.064 -17.283	+1.83 -2.44	0.17	420	+28.8
37808	10210	c	214.441 -20.367	-1.09 -0.33	4.11	240	+17.9
37874	10220	c	208.450 -17.365	-3.1 -0.5		250	
38271	10307	a	202.259 -13.274	-10.51 -4.83	4.99	200	
38724	10420	a	201.967 -12.187	1.21 -13.62	3.64	270	
38912	10450	a	204.376 -13.119	+2.28 -4.95	2.08	500	
39572	10598	a	204.649 -12.022	-12.08 -13.91	4.77	210	
40009	10666	c	208.509 -13.316	-9.46 +4.67	7.04	140	
40146	10710	c	210.051 -13.822	+8.42 +2.06		480	
40759	10900	c	210.619 -13.045	-5.42 +1.46	4.63	250	+36.7
290665	9760	b	204.749 -17.298	+0.70 +1.80		180	
294046	9190	a	204.990 -20.042	+1.41 -2.51	2.44	410	+15.7
294265	9670	c3	208.608 -19.386	+3.9 -5.60		330	+30

Таблица 3.5. Физические параметры CP-звезд в ассоциации Орион OB1

HD	Brown	Sp, pec	$V,$ mag	$\log T_{\text{eff}}$	$A_V,$ mag	Pol, %	$v \sin i,$ км/с	$P,$ days
32262	015 a	Am	9.32	3.90	0.53			
33647	034 a	B9 HgMn	6.665	3.96	0.05	0.150	35	0.57
33917	051 a	A0 Si	9.30	4.48	0.30			



Таблица 3.5. Продолжение

HD	Brown	Sp, pec	$V$ , mag	$\log T_{\text{eff}}$	$A_V$ , mag	Pol, %	$v \sin i$ , км/с	$P$ , days
34317	062 a	Am	6.410	3.97	0.03	0.110	80	1.75
34736	032 c	B9 Si	7.860	4.14	0.12	0.184		
34859	082 a	A0 Si	9.118	4.11	1.06			1.05
34880	045 c	B8 Mn	6.412	4.12	0.28	0.304	50	
34889	047 c	B9 Si	8.730	4.11	0.17	0.281		
34959	086 a	B6 p	6.52	4.16	0.12	0.936	225	
34979	087 a	Am	9.10	3.93	0.65			
35008	089 a	B8 Si	7.095	4.08	0.12	0.500		
35039	091 a	B2 He-r	4.703	4.30	0.13	0.000	10	
35177	098 a	B9 Si	8.159	4.14	0.11			0.53
35298	106 a	B6 He-wk	7.91	4.20	0.08	0.119	50	1.85
35456	121 a	B7 He-wk	6.936	4.16	0.24	0.216		
35502	124 a	B6 SrCrSi	7.327	4.20	0.32	0.330	240	1.7
35548	125 a	B9 HgMn	6.560	4.04	0.09		20	
35575	127 a	B3 He-wk	6.402	4.28	0.16	0.140	115	
35730	137 a	B4 He-wk	7.175	4.28	0.07	0.180	85	
35881	150 a	B8 He-wk	7.782	4.15	0.09	0.430	200	
35901	081 c	B9 Si	9.196	4.03	0.16	0.620		
36017	084 c	Am	7.536	3.89	0.12			
36046	007 b	B8 He-wk	8.070	4.19	0.15			
36089	087 c	Am	8.66	3.87	0.00			
36313	014 b	B8 He-wk	8.174	4.11	0.12			
36412	100 c	Am	9.467	3.92	1.91			
36429	194 a	B6 He-wk	7.560	4.23	0.15	0.330		
36485	020 b	B2 He-r	6.828	4.29	0.12	0.000	40	1.7
36526	023 b	B8 He-wk,Si	8.29	4.22	0.18			1.84
36540	106 c	B7 He-wk	8.16	4.20	0.59	1.640		2.17
36549	198 a	B7 He-wk	8.560	4.16	0.09	0.115		

Таблица 3.5. Продолжение

HD	Brown	Sp, pec	$V$ , mag	$\log T_{\text{eff}}$	$A_V$ , mag	Pol, %	$v \sin i$ , км/с	$P$ , days
36559	110 c	A0 p	8.810	4.05	0.05	0.280	135	
36606	112 c	Am	8.74	3.95	0.26			
36629	114 c	B3 He-wk	7.648	4.32	0.69	1.843	21	
36668	031 b	B7 He-wk,Si	8.05	4.00	0.01			2.12
36670	117 c	Am	8.899	3.99	0.04	0.600	80	
36671	118 c	Am	8.675	3.89	0.30	0.390		
36694	034 b	Am	9.107	3.92	0.23			
36697	119 c	Am/Ap	8.65	4.00	0.26	0.440	9	
36726	037 b	Am	8.828	3.96	0.04			
36811	042 b	Am	7.063	3.93	0.16			
36843	127 c	Am	6.82	3.96	0.30			
36899	132 c	B9 Sr	9.49	3.98	0.03	0.890	250	
36916	133 c	B8 He-wk,Si	6.723	4.03	0.00	0.270	35	1.56
36918	134 c	B9 He-wk	8.34	4.16	0.09		150	
36955	052 b	A2 CrEu	9.530	3.89				
36958	139 c	B3 He-wk	7.31	4.23	0.28	0.935	50	
36960	141 c	B0 Si	4.78	4.45	0.07	0.110	30	
36982	003 d	B2 He-r	8.43	4.33	0.94	1.007	105	
36997	146 c	B9 SiSr	8.37	4.12	0.19			
37017	152 c	B2 He-r	6.553	4.32	0.21	0.250	160	0.90
37041	007 d	B0 He-r	5.08	4.50	0.62	0.792	120	
37058	160 c	B2 He-wk,Sr	7.32	4.31	0.15	0.540	21	14.6
37111	059 b	Am	8.83	3.99	0.03			
37114	011 d	B8p	9.01	4.03	0.04	0.390	210	
37129	167 c	B3 He-wk	7.130	4.27	0.12	0.320	60	
37140	063 b	B8 SiSr	8.56	4.18	0.69			2.71
37149	065 b	B7 He-wk	8.05	4.14	0.05		370	
37151	170 c	B8 He-wk	7.38	4.31	0.04	0.130	125	0.8

Таблица 3.5. Продолжение

HD	Brown	Sp, pec	$V$ , mag	$\log T_{\text{eff}}$	$A_V$ , mag	Pol, %	$v \sin i$ , км/с	$P$ , days
37210	174 c	B8 He-wk	8.08	4.12	0.05	0.110		11.05
37235	069 b	B9 He-wk	8.13	4.13	0.06		257	
37321	075 b	B5 He-wk	7.09	4.18	0.17	0.140	85	
37333	077 b	A0 Si	8.50	4.01	0.22			
37410	190 c	Am	6.862	3.96	0.18			
37444	195 c	Am	7.64	3.92	0.50			
37470	198 c	B8 Si	8.23	4.09	0.42	1.511		
37479	086 b	B2 He-r	6.66	4.39	0.25		175	1.19
37525	088 b	B6 He-wk	8.06	4.21	0.17			
37633	093 b	B9 EuSi	9.01	4.12	0.44			1.57
37642	209 c	B9 He-wk,Si	8.04	4.23	0.14			1.08
37687	211 c	B7 He-wk	7.038	4.16	0.51			
37776	104 b	B2 He-r	6.98	4.16	0.28	0.850	80	1.53
37807	215 c	B4 He-wk	7.87	4.22	0.15	0.300	25	
37808	216 c	B9 Si	6.455	4.19	0.03			
37874	218 c	Am	9.64	3.91	0.41			
38271	245 a	Am	8.57	3.95	0.38			
38724	254 a	Am	9.13	3.93	0.44			
38912	257 a	B8 Si	9.37	4.08	0.96	0.428		
39572	263 a	Am	8.41	3.92	0.29			
40009	283 c	Am	9.05	3.91	0.22			
40146	289 c	A0 Si	9.38	4.01	0.48			
40759	308 c	A0 CrEu	8.53	4.00	0.14			
290665	128 b	B9 SrCrEuSi	9.44	3.86	0.19			
294046	304 a	B9 Si	8.26	4.18	0.20			
294265	340 c	Am	10.232	3.92	0.34		200	

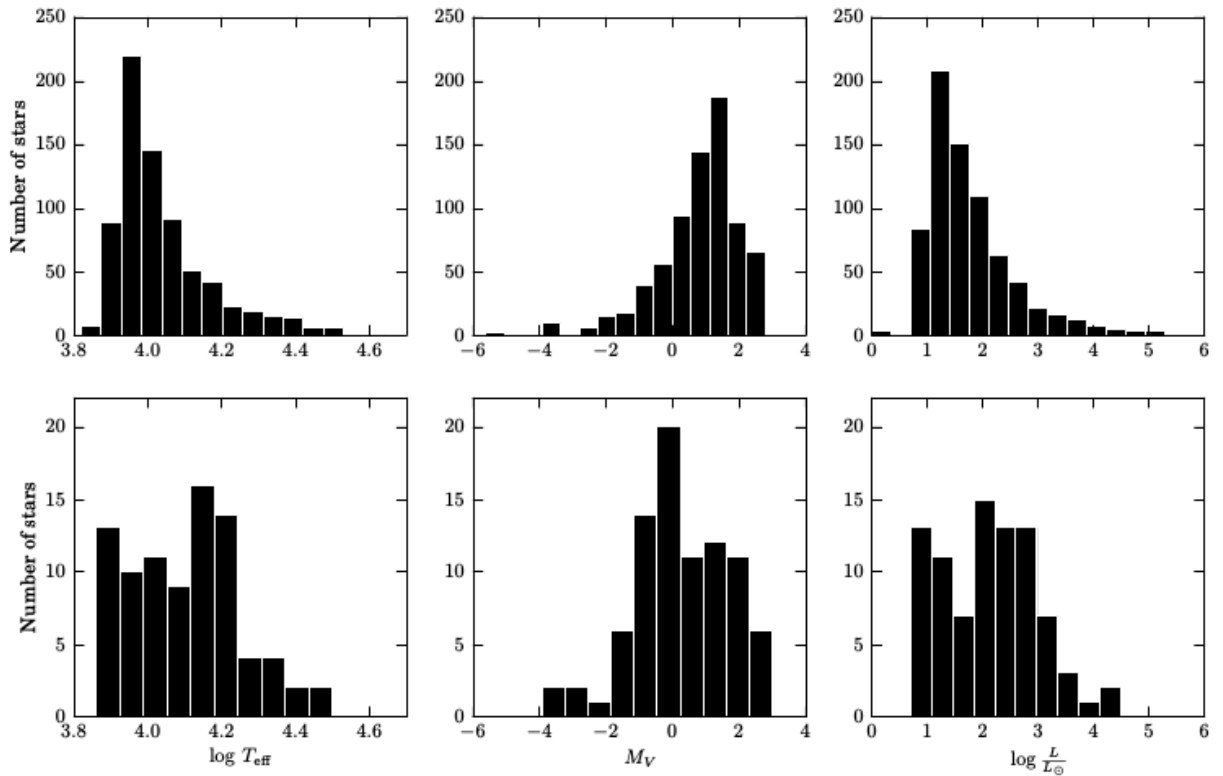
В Таблице 3.5 помещены: номер звезды по каталогу HD, обозначение звезды в списках [8], спектр и тип пекулярности (согласно каталогу [9]), звездная величина  $V$ , логарифм температуры  $\log T_{\text{eff}}$  и поглощение  $A_V$  (в звездных величинах), межзвёздная или околозвёздная поляризация в направлении объекта Pol (из работы [77]), данные о скорости (в км/с) и периоде вращения (в сутках) из электронных каталогов базы данных VizieR.

Для определения расстояния до звёзд, расположенных ближе 250 пк, взяты параллаксы HIPPARCOS. Детально процедура оценки описана в комментариях к отдельным звёздам в статье [78]. Расстояния до более далеких объектов оценены по физическим параметрам.

На Рис. 3.3 приведено сравнение физических параметров пекулярных звёзд, выделенных нами, с общим списком звёзд из работы Брауна и др. [8]. Можно заметить смещение максимумов выборки пекулярных звёзд по эффективной температуре и светимости, которое говорит о том, что доля горячих звёзд больше среди пекулярных. Если максимум распределения по эффективной температуре для всей выборки приходится на  $\log T_{\text{eff}} = 3.95$ , то для CP-звёзд он достигается на  $\log T_{\text{eff}} = 4.15$ . Соответственно, существенно различается и распределение абсолютных величин  $M_V$  и светимостей  $\log L$ .

Разделим все звезды на две примерно равные группы: 1) с эффективной температурой  $\log T_{\text{eff}} \geq 4.0$  и 2) с  $\log T_{\text{eff}} < 4.0$ . Посмотрим, имеются ли различия по температурам в различных подгруппах ассоциации.

Подсчет показывает, что доля звёзд с эффективной температурой более 10 000 К составляет 53.9%. Видим, что доля горячих звёзд наибольшая для наиболее молодых и малочисленных внутренних подгрупп ассоциации (b) = 71.9% и (d) = 92.9%. Для внешних подгрупп эта величина составляет (a) = 51.1% и (c) = 47.7%. Результаты представлены в Таблице 3.6



**Рис. 3.3.** Сравнение физических параметров пекулярных (верхний ряд) и нормальных звёзд в списке [8].

### Am-звезды ассоциации

Мы обнаружили, что в каталоге пекулярных звёзд Ренсона и Манфруа [9] представлены 23 Am-звезды в направлении на ассоциацию. Это вызывает удивление, так как маломассивные Am-звезды в своей эволюции еще не должны были выйти на ГП. Поэтому мы решили проверить, не являются ли указанные Am-звезды объектами переднего фона и не принадлежат ассоциации. Параллаксы имеются для 14 Am-звёзд из 23-х, и они отчетливо указывают на правильность такой версии — объекты находятся на расстоянии ближе 300 пк. Расстояние до остальных девяти звёзд можно определить только по анализу температуры и светимости.

Мы сравнили абсолютные величины звёзд, полученные исходя из физических параметров [8] и по параллаксу, главным образом для того, чтобы надежно определить расстояние и, тем самым, принадлежность звезды к ассоциации. В случае очень больших противоречий между

$\log T_{\text{eff}}$  и  $M_V$  в указанной работе мы выбирали стандартные параметры для нормальных звёзд указанной температуры и спектрального класса. В результате выполнения такой работы мы выяснили, что и остальные Am-звезды являются объектами переднего плана. Тем не менее этот вопрос нельзя считать окончательно решенным, так как трудно объяснить наличие достаточно концентрированной группировки Am-звезд в поле. Кроме того, Браун и др. [8], используя три различных критерия, включили указанные Am-звезды в члены ассоциации Ori OB1. Это находится в противоречии с нашими выводами, представленными выше. Известно, что большинство Am-звезд являются двойными, поэтому не исключено что их параллаксы и физические параметры определены неверно, что может привести к ошибочным выводам о расстояниях до них. В любом случае вопрос о присутствии Am-звезд в ассоциации нуждается в более детальном рассмотрении.

### 3.1.2 Частота встречаемости и пространственное распределение CP-звезд

Итак, мы нашли 85 химически пекулярных звёзд в направлении на ассоциацию Ori OB1 на расстояниях от 100 до 600 пк. Это составляет 10.4% всех объектов, выделенных в [8] в объеме в указанных границах.

**Таблица 3.6.** Распределение звёзд по температурам в разных подгруппах ассоциации

Подгруппа	$\log T_{\text{eff}} \geq 4.00$	$\log T_{\text{eff}} < 4.00$	Сумма
a	159	152	311
b	100	39	139
c	167	183	350
d	13	1	14
Итого	439	375	814

Сравнение физических параметров пекулярных и нормальных звёзд проведено на Рис. 3.3. Из рисунка видно, что максимум распределения нормальных звёзд выражен резко на величине  $\log T_{\text{eff}} = 3.95$ , в то время как для пекулярных звёзд в распределении по температурам наблюдается плато от  $\log T_{\text{eff}} = 3.8$  до  $\log T_{\text{eff}} = 4.2$  с резким падением сторону горячих звёзд. Поскольку абсолютные величины  $M_V$  и светимости  $\log L$  вычисляются исходя из эффективной температуры, функции распределения этих величин аналогичны.

Пространственное распределение выборки химически пекулярных звезд ассоциации Ori OB1 в галактических координатах показано на Рис. 3.4. Видно, что, хотя общее распределение звезд довольно неравномерное, нет никаких ярко выраженных тенденций к сгущению. Большая часть объектов сконцентрирована в центре ассоциации, имеются большие области внутри нее, где нет CP-звёзд. 23 Am-звезды расположены ближе всех остальных объектов на расстоянии 100-200 пк. Такое распределение этих объектов еще раз указывает на то, что, по-видимому, Am-звезды не принадлежат ассоциации Ori OB1, а являются объектами переднего плана.

По типам пекулярности CP-звёзды распределены следующим образом: 23 — Am-звезды, 7 — He-r, 27 — He-wk, 19 — Si, Si+ и 9 звёзд других типов. В подгруппе (a) найдено 24 CP-звезды, что составляет 8% от общего количества объектов в этой подгруппе; в подгруппе (b) — 21 CP-звезда ( $\sim 15\%$ ), в подгруппе (c) — 37 CP-звёзд ( $\sim 11\%$ ) и подгруппе (d) — 3 CP-звезды ( $\sim 21\%$ ).

Видим, что доля пекулярных звёзд наименьшая среди самой старой подгруппы ассоциации (a) — 8%, и в два раза большая в существенно более молодой (b) — 15%. Доля пекулярных звёзд еще больше в самой молодой подгруппе (d), но в ней всего 14 объектов — слишком слабая статистика.

Изучим пространственное распределение CP-звёзд разных типов в ассоциации. В Таблице 3.7 представлено распределение пекулярных звёзд

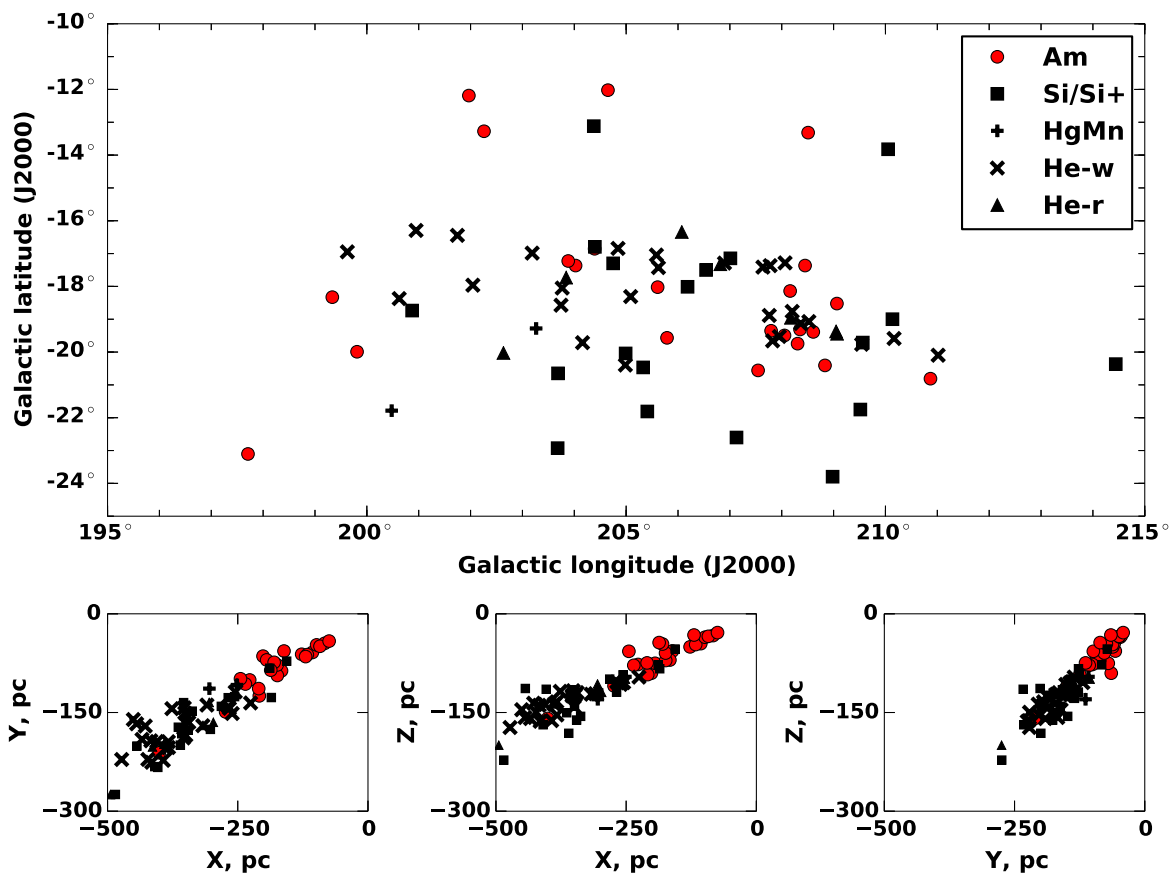


Рис. 3.4. Трехмерная картина распределения CP-звезд разных типов. Нижние графики представлены в прямоугольной системе галактических координат с Солнцем в центре системы.



**Таблица 3.7.** Количество пекулярных звёзд разных типов в подгруппах ассоциации

Рес	Всего	(a)	(b)	(c)	(d)
Am	23	6	4	13	0
He-r	7	1	3	1	2
He-wk	27	7	8	12	0
Si, Si+	19	6	4	8	0
другие	9	3	1	4	1

разных типов в 4 подгруппах ассоциации. В колонках таблицы приведены тип пекулярности и количество звезд: суммарное и в подгруппах (a), (b), (c), (d).

В списках Брауна и др. [8] суммарно в более старых группах (a) и (c) находится 661 звезда, что составляет 81.2% от общего количества звёзд в ассоциации. Примем такую долю в качестве нормы.

Рассмотрим далее распределение выбранных нами пекулярных звёзд в ассоциации. Видим, что Am-звезды сконцентрированы в старых группах (a) и (c): 82.6%, и их распределение не отличается от нормального. Это еще раз указывает на то, что они являются объектами поля, и что в списках работы [8] имеется много объектов, не являющихся членами ассоциации.

Вр-звёзды сосредоточены в старых подгруппах в значительно меньшей степени. Так, доля звёзд He-wk в старых группах (a) и (c) — 70.4%, Si-звёзд — 52.6%, а звёзд типа He-r — 28.6%. Различия очень существенные и значимые. Особенно заметно преобладание звёзд с усиленными линиями гелия в молодых подгруппах (b) и (d). Интересно отметить, что доля звёзд с усиленными линиями гелия в подгруппах (b) и (d), возраст которых не более 2 млн лет, в три раза выше доли звёзд с ослабленными линиями гелия в тех же подгруппах.

Так как все Am-звезды, по нашему предположению, не являются членами ассоциации, то логичным решением было бы исключение их из дальнейшего анализа. Однако, в таком случае, для равномерности мы

должны будем исключить из выборки и нормальные А-звезды, включенные в список [8]. Остается только предположить, что звёзды с эффективными температурами менее 10 000 К в основном являются объектами переднего фона, а более горячие звезды — членами ассоциации.

Если взять только горячие звёзды (с эффективными температурами  $\log T_{\text{eff}} < 4$ ), то их доля в разных подгруппах следующая: (а) — 17 звёзд из 159 ( $\sim 11\%$ ), (b) — 14 звёзд из 100 (14%), (с) — 25 звёзд из 167 (15%), (d) — 3 звезды из 13 (23%) Из этих данных следует, что, хотя какой-то тренд остался, зависимость стала значительно менее выраженной. Явно видна только меньшая доля горячих звёзд в подгруппе (а).

Это означает, что в значительной степени тренд возник из-того, что в разных подгруппах ассоциации доля звёзд с разной эффективной температурой различна. А когда мы анализируем более однородный по температуре список объектов, тренд уменьшается.

## 3.2 Магнитные поля звезд ассоциации

В Таблице 3.8 представлены звезды ассоциации Ori OB1, у которых достоверно обнаружены магнитные поля. В столбцах таблицы приведены: название звезды по каталогу HD, ее название в каталоге [8], экстремальные значения поля, спектральный класс и тип пекулярности, степень межзвёздной (или околзвёздной) линейной поляризации  $P_{\text{ol}}$ , проекция скорости вращения на луч зрения  $v \sin i$  и период вращения  $P$ .

Итак, найдено 23 магнитные звезды, 22 из них — Вр-звёзды. Еще у двух объектов типа He-wk наличие поля заподозрено. Это означает, что магнитные поля найдены примерно у третьей части пекулярных В-звёзд. Из них 4 звезды — He-r, 13 — He-wk, 4 — Si, Si+, и 1 — CrEu. Видим, что подавляющее большинство (17 из 22, 77%) магнитных звёзд в ассоциации Ori OB1 — это объекты с аномальными линиями гелия.

Распределение по подгруппам ассоциации следующее. В подгруппе (а) найдено 6 магнитных звёзд среди 24 пекулярных (25.0%), в подгруп-

Таблица 3.8. Магнитные звезды ассоциации

HD	Браун и др.	$B_e(\text{extr}),$ Гс	Sp, pec	Pol, %	$v \sin i,$ км/с	$P,$ days
34736	032 c	-3700/ + 800	B9 Si		73	
35008	089 a	-340	B8 Si	0.500		
35298	106 a	-3000/+3000	B6 He-wk	0.119	50	1.85
35456	121 a	-400/+1080	B7 He-wk	0.216		
35502	124 a	-2250/-180	B6 SrCrSi	0.330	240	1.7
35730	137 a	-450/+250	B4 He-wk	0.180	85	
36313	014 b	-1500/-1100	B8 He-wk			
36429	194 a	-840/+160	B6 He-wk	0.330		
36485	020 b	-3700/+3000	B2 He-r	0.000	40	1.7
36526	023 b	-3500/+3400	B8 He-wk,Si			1.84
36540	106 c	-900/+1030	B7 He-wk	1.640		2.17
36629	114 c	-1300/+1100	B3 He-wk	1.843	21	
36668	031 b	-2200/+2000	B7 He-wk,Si			2.12
36916	133 c	-1100/0	B8 He-wk,Si	0.270	35	1.56
36955	052 b	-1300/-410	A2 CrEu			
37017	152 c	-2300/-300	B2 He-r	0.250	160	0.90
37058	160 c	-1200/+1200	B2 He-wk,Sr	0.540	21	14.6
37140	063 b	-1050/+400	B8 SiSr			2.71
37479	086 b	-1600/+3500	B2 He-r		175	1.19
37642	209 c	-3000/+3000	B9 He-wk,Si			1.08
37687	211 c	-600/+500	B7 He-wk			
37776	104 b	-2000/2000	B2 He-r	0.850	80	1.53
290665	128 b	-1600/+7000 ?	B9 SrCrEuSi			

пе (b) — 9 магнитных звёзд из 21 пекулярной (42.9%), и в подгруппе (c) — 7 из 37 пекулярных (18.9%) Видим, что доля магнитных звёзд во внутренней подгруппе (b) в два раза больше, чем во внешних (a) и (c). Видна тенденция — магнитные звёзды преимущественно концентрируются в более молодой подгруппе. Однако, в самой молодой подгруппе (d) ни у одной из трех CP-звёзд сильное поле не найдено. Но все три обладают специфическими свойствами, и однозначно отнести их в классические химически пекулярные звёзды нет веских оснований. Поэтому пока отложим на будущее рассмотрение вопроса о магнетизме звёзд в подгруппе (d).

Мы не видим значимых различий в величине поля магнитных звёзд ассоциации Ori OB1 от полей Vp-звёзд в целом. Тем не менее, несмотря на малую статистику, заметно, что поля звёзд He-g в целом в полтора–два раза выше, чем у звёзд He-wk. Это может иметь эволюционный смысл, указывающий на реликтовую природу магнитных полей CP-звёзд, однако исследование этого вопроса требует отдельной проработки.

### 3.3 Выводы

Итак, мы выделили 85 CP-звёзд в направлении на ассоциацию молодых звёзд Ori OB1. В качестве базового использовался список 814 звёзд ассоциации, выделенных Брауном и др. [8]. Пекулярными считались звёзды, помещенные в каталог Ренсона и Манфруа [9]. По типу пекулярности CP-звёзды распределены следующим образом: 23 Am-звезды, 3 Ap-звезды и 59 Vp-звёзд.

Параллаксы, полученные в результате миссии HIPPARCOS, позволили достаточно надежно измерять расстояния только до относительно близких звёзд, находящихся на расстояниях ближе 250 пк. по этим данным нами подтверждено, что найденные по эффективным температурам и светимостям расстояния до Am-звёзд определены правильно (от 100 до 300 пк), и их следует отнести к объектам переднего фона.

В самой ассоциации нами выделено 59 Вр-звёзд, что составляет 13.4% от общего количества В-звёзд, помещенных в список Брауна др. [8].

Выделенные нами группировки Ар/Am и Вр-звёзд в ассоциации пространственно не перекрываются. Практически все А-звёзды находятся ближе 300 пк, а В-звезды дальше 300 пк.

В ассоциации насчитывается 23 магнитные звезды, из которых 22 Вр-звезда и только одна Ар-звезда. Семнадцать из них — это звёзды с аномальными линиями гелия. Учитывая всю неоднозначность, а иногда и спорность спектральной классификации звёзд, тем не менее мы можем сделать предположение, что при образовании звёзд в ассоциации Ori OB1 магнитные поля образовались предпочтительнее там, где позже возникли аномалии в содержании гелия, но не кремния, например.

## Глава 4

# Исследование отдельных CP звезд

Магнитное поле оказывает значительное влияние на спектральные и физические характеристики звезд класса В. При характерных температурах в  $T_{\text{эфф}} \sim 22 - 25$  kK эффекты диффузии смогут создавать сильные вертикальные и горизонтальные градиенты содержания химических элементов. В свою очередь, локальное сгущение химических элементов может спровоцировать заметные изменения структуры атмосферы звезды, что отражается на оптической и ультрафиолетовой части спектра, профилях бальмеровских линий. Взаимодействие магнитного поля и звездного ветра меняет темп и геометрию потери массы, вследствие чего в бальмеровских линиях возникают эмиссии (напр, [79]). Исследование разнообразных спектральных и вращательных характеристик магнитных В-звезд может помочь лучше понять механизмы диффузии, перемешивания, звездного ветра и торможения этих объектов.

Для более глубокого понимания природы магнетизма химически пекулярных звезд необходимо комплексное изучение свойств этих объектов. Статистические методы, рассмотренные в предыдущих главах, позволяют, путем сравнения различных свойств химически пекулярных объектов с нормальными звездами того же спектрального класса, выявить

общие связи между их характеристиками. Однако, детальная информация о физике и магнитном поле отдельных объектов позволяет описать конкретные процессы, происходящие в звезде и оценить степень влияния этих процессов на эволюцию.

Настоящая глава посвящена детальному исследованию некоторых магнитных звезд.

## 4.1 Линейная поляризация HD 37776

### 4.1.1 Введение

HD 37776 — центральная звезда туманности IC 432, члена звездной ассоциации I Ori. Расстояние до туманности около 500 пк, возраст 3.5 млн лет.

Кроуфордом [80] была проведена двумерная классификация, которая показала, что объект относится к спектральному классу B2V. Макнамара и Ларсон [81] определили, что проекция скорости вращения на луч зрения  $v \sin i = 145 \text{ км/с}$ . Позже, когда было установлено, что сильное магнитное поле уширяет спектральные линии, реальная величина  $v \sin i$  оказалась значительно меньше — порядка 80 км/сек [82].

Ниссеном [83] было установлено, что HD 37776 имеет усиленные линии гелия, а выполненные Педерсенем и Томсенем [84] фотоэлектрические наблюдения в линии He I  $\lambda 4026$  показали, что она изменяется с периодом 1.5385 суток. Впоследствии Адельман [85] по наблюдениям в  $ubvy$  системе улучшил период фотометрической переменности  $P = 1.5385675 \pm 0.000005$  дней. Педерсен [86] определил, что фотометрическая переменность и переменность в линии гелия происходит с одним и тем же периодом. Вальборн [87] установил, что линии Si III изменяются в противофазе с линиями He I, а Томпсон и Ландстрит [88] нашли с тем же периодом изменяющуюся продольную компоненту поля  $B_e$ . Совпаде-

ние фотометрического, спектрального и магнитного периодов однозначно указывают на то, что это есть период вращения звезды.

Совсем недавно Микулашек с соавторами [89] нашли замедление периода вращения звезды — период ее вращения увеличился на 17.7 сек за 31 год наблюдений. Эффективная температура звезды  $T_{\text{эфф}}$  определялась многими авторами, расхождения очень малы. Усредненная величина  $T_{\text{эфф}} = 23000$  К приведена в работе Глаголевского [69].

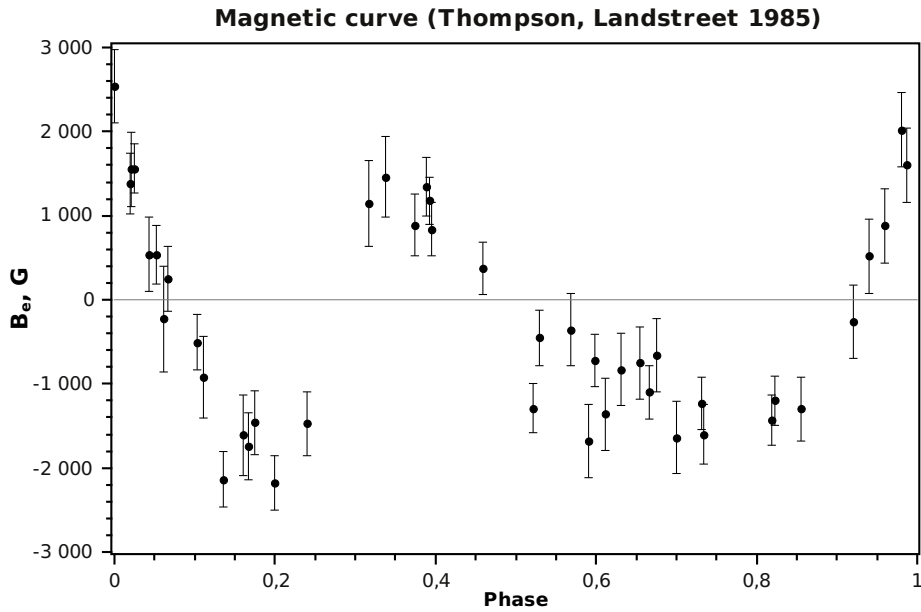
В атмосфере звезды найдено сильное магнитное поле очень сложной недипольной структуры.

#### 4.1.2 Результаты исследований магнитного поля

Магнитное поле HD 37776 было обнаружено Боррой и Ландстритом [11] по измерениям круговой поляризации на фильтровом бальмеровском магнитометре в крыльях линии  $H\beta$ . Однако, полученная магнитная кривая переменности  $B_e$  с фазой периода показала аномально большое рассеяние. Ландстрит и его группа продолжили наблюдения на магнитометре и получили большой массив данных. Обработав их Томпсон и Ландстрит [88] построили новую кривую изменения продольного магнитного поля, которая показала двойную волну с экстремумами  $-2\text{кГс}$  и  $+2\text{кГс}$  (см. Рис 4.1). Ими было сделано заключение, что геометрия магнитного поля значительно отличается от дипольной конфигурации.

Bohlender and Landstreet [90] провели спектральные наблюдения на ретиконе, которые показали, что ширина линий Si I слабо изменяется с фазой периода. Используя измерения магнитного поля с бальмеровским магнитометром и неполяризованные спектры с высоким отношением сигнал/шум, они, а затем Болендер [91], моделируя кривую, предложили сложную мультипольную модель магнитного поля (диполь+квадруполь+октуполь), которая предсказывала, что поверхностное магнитное поле у звезды должно достигать  $60\text{кГс}$ , что значительно превышает наблюдаемые поля всех известных магнитных звезд Главной Последовательности. Болендер, в частности, опубликовал следую-





**Рис. 4.1.** Изменение продольной компоненты магнитного поля звезды HD 37776

щую модель: коаксиальные диполь, квадруполь и октуполь с величинами полей на полюсе  $+3.4\text{ кГс}$  (диполь),  $-59\text{ кГс}$  (квадруполь) и  $+44\text{ кГс}$  (октуполь), что очень близко к модели, представленной ранее в работе Болендера и Ландстрита [90].

Так как величина поверхностного поля, предсказываемого моделью, была очень большой, в то же время кривая изменения магнитного поля показывала экстремумы в районе  $2\text{ кГс}$ , стало ясно, что необходимо провести высокоточные спектрополяриметрические наблюдения для проверки прямыми методами того, насколько хорошо предложенная модель описывает реальное поле HD 37776.

В период с 1995 по 2005 гг. на спектрографе ОЗСП 6-м телескопа САО РАН Романюком, Елькиным и Кудрявцевым было получено более 50 спектров с анализатором круговой поляризации. Детально наблюдательный материал описан в нескольких публикациях, например [13].

Полученная магнитная кривая [13], имеющая двойную волну, подтвердила, что ширина линий гелия минимальная в фазе 0.2 и максимальная в фазе 0.7-0.8. Эквивалентные величины гелия и кремния меняются в противофазе, максимальная ширина Si III достигается в фазу 0.8. По-

верхностное магнитное поле в соответствующих фазах имеет величину 20 кГс и 60 кГс, если объяснять уширение линий только им. Измерение продольной компоненты магнитного поля подтверждает предположение о комплексном магнитном поле. Например, измерения по ядрам линий гелия показывают большое значение  $V_e$ , в то время как измерение поля по центрам тяжести (метод Бэбкока) показывает малое значение. Значение  $V$ -параметра Стокса достигало 5% и менялось с фазой периода сложным образом, указывая на то, что звезда имеет очень сильное поле сложной конфигурации.

Описанный выше наблюдательный материал был использован Хохловой и др [92] для построения модели поля и карт распределения гелия и кремния по поверхности методом доплер-зеemanовского картирования. Была построена модель магнитного поля в виде суперпозиции центрального коаксиального диполя и квадруполья с доминирующим квадрупольным компонентом. Максимальное поле на поверхности достигает 60 кГс. Было показано, что гелий концентрируется в областях, где максимальна радиальная компонента магнитного поля, в то время как области концентрации кислорода, алюминия, кремния и железа совпадают с областями максимального тангенциального поля. Однако модель Хохловой и др [92] не смогла описать водородную кривую продольного поля Болендера и Ландстрита [90].

Очевидно, что для построения удовлетворительной модели магнитного поля уникальной звезды необходимы новые данные. Мы считаем, что необходим полный анализ вектора Стокса, т.е. измерения 4-х параметров Стокса внутри спектральных линий. Так как все предыдущие наблюдения показали очень большие значения  $V$ -параметра Стокса, имелись все основания предполагать, что параметры  $Q$  и  $U$ , описывающие линейную поляризацию также будут большими (если продольный компонент поля большой, то логично предположить, что большим будет и поперечный).

### 4.1.3 Наблюдения линейной поляризации HD 37776

Впервые 4 параметра Стокса в широкой спектральной полосе ( $\lambda 4580\text{--}4810 \text{ \AA}$ ) были получены в 1991 году на водородном магнитометре БТА [93]. Наблюдения были выполнены в 7 фазах периода вращения. В работе было показано, что широкополосная круговая поляризация в континууме HD 37776 не регистрируется ( $V$ -параметр Стокса меньше 0.01%). С другой стороны было обнаружено, что излучение звезды линейно поляризовано: была найдена одинаковая во всех фазах периода линейная поляризация ( $p=0.44\%$ ,  $\Theta = 38^\circ$ ). Постоянство линейной поляризации указывает на ее межзвездное или околозвездное происхождение и не имеет отношения к спектру звезды. Для изучения линейной поляризации, возникающей вследствие проявлений эффекта Зеемана необходимы наблюдения  $Q$  и  $U$ -параметров Стокса внутри профилей линий по спектрам с достаточно высоким разрешением.

Для исследования линейной поляризации в линиях в спектре HD 37776 зимой 2009–2010 годов на 6-м телескопе были выполнены наблюдения с анализаторами линейной и круговой поляризации, установленными на ОЗСП. Описание используемого анализатора круговой поляризации можно найти в статье Чунтонова [57].

Для измерения линейной поляризации в предщелевую часть на пути светового пучка вводилась полуволновая пластинка. Такой метод определения линейной поляризации осложнен тем, что отражение света от вторичных зеркал вносит существенную инструментальную линейную поляризацию. Однако, размещение спектрографов высокого разрешения, необходимых для анализа подобного рода спектров, в первичном фокусе представляет собой сложную конструкторскую задачу. Вторая сложность, возникающая при измерении линейной поляризации в фокусе Нэсмита, связана с вращением поля телескопа, вследствие чего происходит вращение плоскости поляризации, значит, изменение параметров  $Q$  и  $U$ . Возможным решением проблемы является введение поворотной полуволновой пластинки, которая будет вращаться противоположно вра-

щению поля телескопа с вдвое меньшей скоростью. Таким образом плоскость поляризации будет оставаться неизменной. В случае ярких звезд длительность экспозиций мала, чтобы эффект вращения поля внес существенную ошибку в измерения параметров Стокса.

Для восстановления степени линейной поляризации и поляризационного угла необходимо выполнить экспозиции при двух положениях анализатора. В случае, если на спектрографе установлена поворотная полуволновая пластинка, получение параметров линейной поляризации  $Q$  и  $U$  достигается путем последовательных наблюдений объекта при угле поворота  $0^\circ$  и  $22.5^\circ$ . Однако, на момент проведения наблюдений конструкция анализатора не позволяла повернуть полуволновую пластинку на  $22.5^\circ$ , поэтому в статье речь идет не о параметрах  $Q$  и  $U$ , а только об условной линейной поляризации, не привязанной к небесным координатам.

Для наблюдений была выбрана спектральная область  $\lambda 4460\text{-}4600\text{\AA}$ . Выбранный диапазон содержит линии He I  $\lambda 4471$ , Mg II  $\lambda 4481$  и триплет Si III  $\lambda\lambda 4552, 4567, 4574$ , имеющие различные факторы Ланде. Сведения о полученных спектрах представлены в Таблице 4.1. Фазы периода рассчитаны с использованием кубических эфемерид из работы Миккулашека [89]. Оценка линейной поляризации производилась по линиям триплета Si III. Обработка наблюдений велась в среде ESO MIDAS при помощи контекста `zeeman`, написанного Дмитрием Кудрявцевым [59].

Линии кремния не показывают существенной линейной поляризации ни в одну из наблюдаемых фаз, в то время, как значения продольной компоненты магнитного поля сильно меняются от фазы к фазе (Рис. 4.2). Слабый сигнал, около 5%, наблюдается в фазы 0.27-0.28, то есть тогда, когда продольная компонента магнитного поля близка к нулю. Именно в этом фазовом интервале можно ожидать максимального сигнала линейной поляризации. Однако, он слишком слаб по сравнению с сигналом круговой поляризации, полученным в фазу максимального значения продольного магнитного поля. Все это говорит о том, что топология маг-

Таблица 4.1. Данные о спектрах

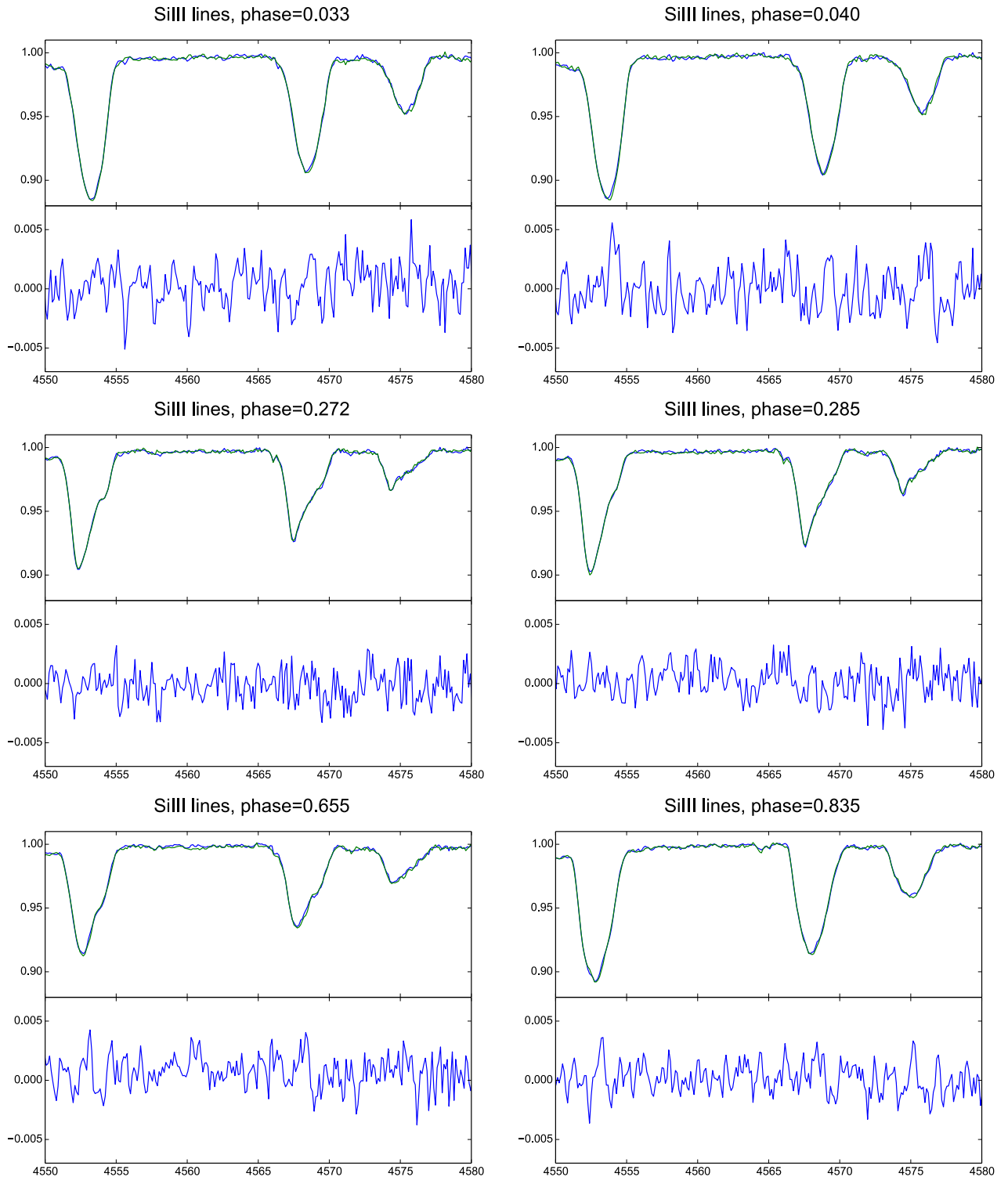
HJD 2450000+	Phase	S/N
5224.29204	0.93	$\approx 480$
5224.31426	0.94	$\approx 360$
5224.38231	0.98	$\approx 200$
5252.28641	0.12	$\approx 360$
5252.30100	0.13	$\approx 360$
5253.24605	0.74	$\approx 430$
5253.26411	0.75	$\approx 420$
5254.23694	0.39	$\approx 520$
5254.25846	0.40	$\approx 520$

нитного поля у звезды HD 37776 гораздо сложнее, чем предполагалось ранее.

#### 4.1.4 Выводы

Таким образом, вопреки ожиданиям, мы не обнаружили существенной линейной поляризации в спектре HD 37776, несмотря на то, что отношение сигнал/шум полученных нами спектров превышает 200. Это означает, что на уровне 0.5% сигнала линейной поляризации не видно в разных фазах периода вращения, в то время как величина круговой доходит до 5%. По-видимому, уровень линейной поляризации в линиях HD 37776, по крайней мере, на порядок ниже, чем круговой, и требуется пересмотр существующей модели магнитного поля.

Первый шаг в этом направлении уже сделан. В своей статье Кочухов и др. [14] построили новую модель магнитного поля HD 37776, учитывающую данные о линейной поляризации. В ней магнитное поле звезды на поверхности не превышает 30 кГс, но топология очень сложная, со значительным преобладанием не-осесимметрических компонент. На се-



**Рис. 4.2.** Линейная поляризация звезды HD 37776 в линиях Si III

годняшний день это является самой сложной конфигурацией магнитного поля среди звезд раннего типа. В этой работе использованы кривая магнитного поля Томпсона и Ландстрита [88], циркулярно поляризованные

спектры, полученные на 6-м телескопе [13]. Реконструкция магнитного поля выполнена с использованием программы INVERS 10 [94].

## 4.2 Магнитное поле HD 35298

### 4.2.1 Введение

На сегодняшний момент Ар- и Вр-звезды продолжают оставаться практически единственным надежным источником сведений, необходимых для понимания механизмов возникновения звездных магнитных полей и построения теории того, как магнитное поле эволюционирует во время жизни звезды на Главной последовательности.

Магнитные поля звезд спектральных классов OB (более 3х масс Солнца) качественно отличаются от полей холодных маломассивных (например, М-карлики) звезд. Структурно поля первых намного проще, а их величина зачастую намного выше. Большинство авторов, занимающихся данной проблемой, предполагают, что подобные характеристики свидетельствуют о том, что наблюдаемые поля не генерируются механизмом динамо внутри звезды, но, скорее всего, являются реликтовыми — медленно затухающими остатками поля, сжатого или возникшего на стадии формирования звезды (см., например, [66]). Реликтовая природа дает нам потенциальную возможность изучить то, каким образом магнитные поля влияют на эволюцию звезды и, в свою очередь, изменяются сами на протяжении всех стадий жизни звезды.

Для изучения механизмов генерации и эволюции звездных магнитных полей целесообразно в первую очередь рассматривать быстро эволюционирующие объекты — массивные звезды, обладающие сильными (более 1 кГс) магнитными полями. Сильные поля можно измерить относительно точнее слабых, поэтому у объектов с сильными полями более реально выявлять систематические особенности, связанные с эволюци-

ей. Поля могут быть разной структуры, что существенно затрудняет их обнаружение и правильное измерение величины у конкретных объектов.

Анализ имеющихся данных ([66]) приводит нас к выводу, что наиболее подходящими объектами для исследования эволюции звездных магнитных полей являются магнитные Вр-звезды. Выборка этих объектов уже достаточно большая, что позволяет проводить статистический анализ, а их сильные поля можно измерить относительно точно. Возрасты Вр звезд находятся в широких пределах: от нескольких миллионов до нескольких сотен миллионов лет. Периоды вращения различаются слабо, поэтому эффекты эволюции можно отличить от эффектов, связанных с вращением [66].

Измерение магнитных полей Вр звезд представляет собой сложную методическую задачу. Их спектры, как правило, содержат малое количество линий, что существенно влияет на ошибку измерения поля традиционным способом — измеряя сдвиг между противоположно поляризованными компонентами спектральной линии, величина которого зависит от величины магнитного поля звезды. Кроме того, часто линии имеют сложную форму, что затрудняет определение величины сдвига компонент.

Подобные трудности привели к тому, что кривые переменности продольного магнитного поля  $B_e$  для молодых звезд редко встречаются в литературе. Изучение изменения магнитного поля подобных звезд представляется особенно интересным потому, что все 6 известных звезд со сложной, отличной от синусоиды, магнитной кривой [66] являются молодыми объектами.

В звездной ассоциации Ori OB1 Борра [95] обнаружил более 10 магнитных звезд с сильными полями. Однако количество измерений магнитного поля каждой из них не позволяет построить кривые магнитного поля с фазой вращения. Нами был выбран один объект из списка [95] для подробного изучения — это звезда HD 35298.



Шарплессом [96] впервые было показано, что звезда HD 35298 является членом звездной ассоциации Ori OB1a ( $\log t = 7.3$ ). Чиатти и Бернакка [97] впервые указали на то, что интенсивность линий гелия в звезде слаба даже по сравнению со спектральным классом B6. В то же время, присутствие линии углерода CII 4267Å исключает возможность принадлежности звезды к поздним B-классам. В результате, они определили ее спектральный класс, как B3Vw. Норт [98] определил период звезды  $P=1.85336$  дней. Им было показано, что фотометрическая кривая во всех полосах системы Стремгрена имеет характерную двойную волну. Адельман и Райс [99] пересмотрели период и нашли его новое значение  $P=1.85457$  дней. Ключкова [100] по спектрам, полученным на БТА, определила параметры звезды: эффективная температура  $T_{eff} = 18500K$ ,  $\log g = 4.4$  и проекция скорости вращения на луч зрения  $v \sin i = 57$  км/с. В статье Глаголевского [69], посвященной определению эффективных температур химически пекулярных звезд, значение ее для HD 35298  $T_{eff} = 15300K$ .

Борра [95] впервые измерил магнитное поле, среднеквадратическое значение которого  $\langle B_e \rangle = 2230 \pm 200$  Гс. Среднее поверхностное поле, определенное Глаголевским [101]  $B_s = 10.1$  кГс. В каталоге магнитных звезд, опубликованном Романюком и Кудрявцевым [7], значение экстремумов магнитного поля  $B_e = -2810 / + 2920$  Гс.

В работе Ключковой [100] указано, что у HD 35298 наблюдается сильнейшее несоответствие непрерывного и линейчатого спектров, при этом она относится к подклассу SiII  $\lambda 4200\text{\AA}$  с усиленными линиями металлов. Топильской [102] было оценено химическое содержание ряда элементов этой звезды, в Таб. 4.2 приведены результаты этой работы. Содержание указано в логарифмической шкале, причем для гелия указано абсолютное отношение  $\lg(\frac{N(He)}{\Sigma N})$ , а для остальных элементов содержание дается относительно Солнца  $\lg(\frac{N(el)}{\Sigma N})_{\star} - \lg(\frac{N(el)}{\Sigma N})_{\odot}$ .

Используя фотометрические калибровки для химически пекулярных звезд, описанные в Муном и Дворецким [103], Ландстрит и коллеги [5]

**Таблица 4.2.** Содержание химических элементов в звезде HD 35298 из работы Топильской [102]

Элемент	Содержание	$\pm\sigma$
He	-1.68	0.07
Mg	-0.63	–
Si	0.37	0.11
Fe	-0.14	–
Ca	-0.87	–

определили логарифм эффективной температуры  $\log T_e = 4.201 \pm 0.008K$  и светимость  $\log L/L_\odot = 2.36 \pm 0.1$ .

Наблюдения звезды HD 35298 по программе "Магнитные поля массивных звезд" стартовали в САО в конце 2010 года.

#### 4.2.2 Наблюдения и обработка

Наблюдения проводились с использованием Основного звездного спектрографа (ОЗСП) БТА, оснащенного анализатором круговой поляризации и резателем изображений [57]. В качестве детектора была использована ПЗС-камера  $2000 \times 4600$  пикселей. Исследовался спектральный диапазон 4385-4936 Å. Выбор такого диапазона объясняется тем, что квантовая эффективность приемника максимальна в области  $\lambda 4500$  Å, а также наличием линий нейтрального гелия и бальмеровской линией  $H\beta$ . Среднее спектральное разрешение составляет  $R = 14000$ . Для калибровки по длинам волн использовался спектр лампы ThAr. Первичная обработка данных проводилась при помощи контекста `zeeman`, написанного для среды ESO MIDAS Д. Кудрявцевым [59].

Результаты измерения магнитного поля представлены в Таб. 4.3.

Таблица 4.3. Данные о магнитном поле HD 35298

HJD, 2450000+	$B_e$ , Гс	$\sigma$ , Гс
5554.300	-3145	288
5582.390	-733	370
5583.344	632	280
5584.376	442	612
5841.565	-2600	227
5842.447	2555	275
5842.597	2695	272
5843.462	-2686	210
5843.595	-3175	284
5873.532	-1626	390
5962.268	-2631	270
5963.260	2530	280
5964.338	-2616	300
6177.542	-2839	367
6198.565	1934	239
6223.518	-1858	397

### 4.2.3 Измерение магнитного поля

Некоторые спектры этой звезды, полученные нами, обладают интересной особенностью: в некоторых фазах вращения одни и те же линии имеют различную форму в противоположно поляризованных спектрах (рис. 4.3). Это может быть объяснено так называемым кроссовер-эффектом: если поле звезды дипольное, а угол наклона оси диполя к оси вращения звезды  $\beta$  близок к  $90^\circ$ , то в определенные фазы вращения наблюдатель будет видеть оба магнитных полюса одновременно, что искажает  $V$  и  $I$  параметры Стокса. Продольное магнитное поле в эту фазу должно быть близко к нулю.

Наличие подобного эффекта вкупе с малым количеством линий и их сложной формой существенно повышает ошибку измерения поля по зеемановским сдвигам, особенно если спектральная линия аппроксимируется функцией Гаусса. Для увеличения точности измерений сдвигов были найдены центры тяжести каждой поляризованной компоненты линии. Поскольку определение центра тяжести линии менее чувствительно к ее форме, чем аппроксимация функцией Гаусса, поля, измеренные таким образом, показывают большую стабильность. Рис. 4.4 показывает магнитную кривую, полученную по сдвигам центров тяжести спектральных линий.

Кроме этого, магнитное поле звезды было измерено методом линейной регрессии, подробно описанным в работе Баньюло и др [40]. Суть метода заключается в том, что величина магнитного поля является коэффициентом пропорциональности в формуле

$$\frac{V}{I} = -g_{eff} C_z \lambda^2 \frac{1}{I} \frac{dI}{d\lambda} \langle B_z \rangle,$$

где  $g_{eff}$  – эффективный фактор Ланде,  $V$  – параметр Стокса,  $I$  – интенсивность спектра,  $\lambda$  – длина волны в Ангстремах,  $\langle B_z \rangle$  – среднее продольное магнитное поле в гауссах.

Магнитная кривая, полученная с помощью метода линейной регрессии, представлена на Рис. 4.5.

Если независимо определить угол наклона оси вращения звезды к лучу зрения, то можно восстановить конфигурацию магнитного поля в рамках модели наклонного ротатора. Воспользовавшись законом Стефана-Больцмана, формулой

$$\frac{R}{R_{\odot}} = \frac{P * v \sin i}{50.6 \sin i}$$

и значениями температуры и светимости, взятыми из [5], мы получили значение  $i = 65 \pm 5^{\circ}$ . Учитывая наличие кроссовер-эффекта, угол  $\beta$  должен быть около  $90^{\circ}$ . При помощи программы FLDCURV, написанной Джоном Ландстриром, нами был рассчитана сетка кривых изменения

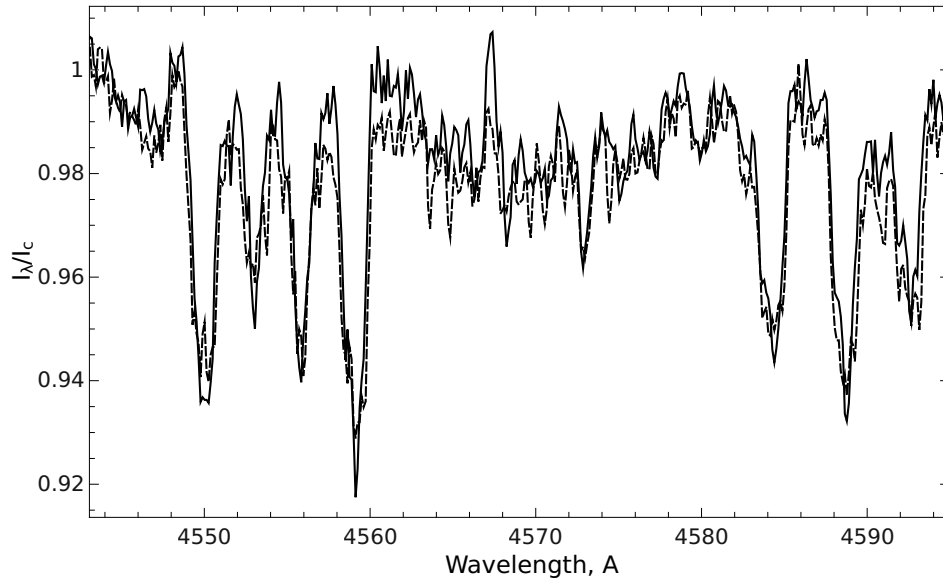


Рис. 4.3. Различные формы линий в ортогонально поляризованных спектрах

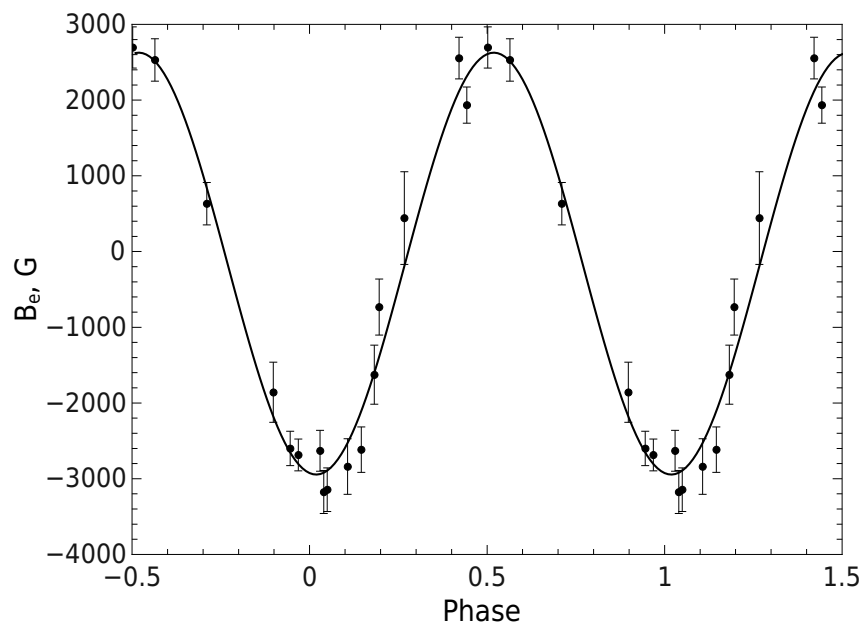
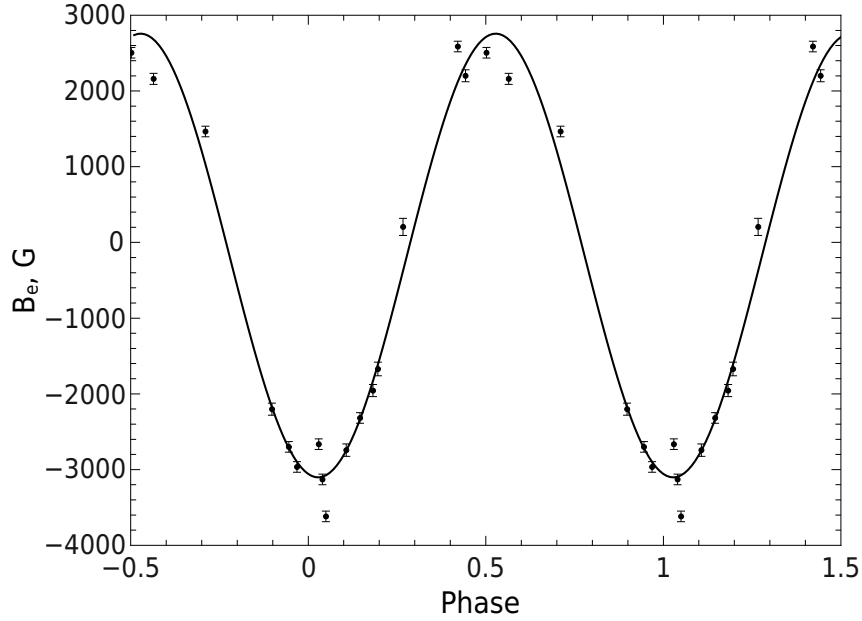


Рис. 4.4. Магнитное поле HD 35298, измеренное по сдвигам центров тяжести линий в разные фазы вращения. Сплошная кривая — результат аппроксимации данных гармонической функцией методом наименьших квадратов.

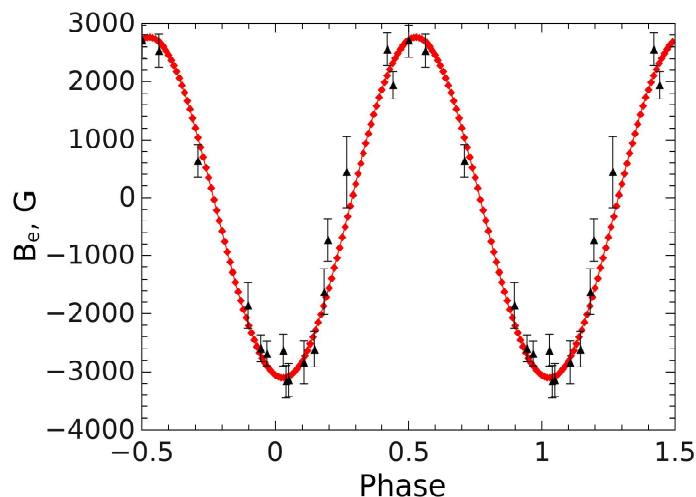


**Рис. 4.5.** Магнитная кривая, полученная на основе метода линейной регрессии.

продольной компоненты магнитного поля с фазой вращения для разных значений углов  $i$  и  $\beta$  в предположении центрального дипольного поля. Наилучшее соответствие наблюдаемой и расчетной кривых наблюдается при значении параметров  $i = 60^\circ$  и  $\beta = 95^\circ$ . Магнитное поле представляет собой центральный диполь со значением магнитного поля на полюсе  $B_p = 11500$  гаусс. Поверхностное магнитное поле при этом меняется в пределах  $B_s = 7380/8770$  Гаусс.

#### 4.2.4 Спектральная переменность

Несмотря на то, что модель наклонного ротатора хорошо описывает изменение продольной компоненты магнитного поля, более детальное рассмотрение спектра ставит под вопрос правильность такого упрощения. Спектральные линии практически всех металлов чаще всего имеют сложный профиль, различную интенсивность, в некоторых фазах периода вращения ядра линий имеют два минимума. Мы считаем, что такая картина переменности спектральных линий может говорить о том, что поверхность звезды имеет весьма неоднородна по распределению химических элементов, которые собираются в пятна. С другой стороны,



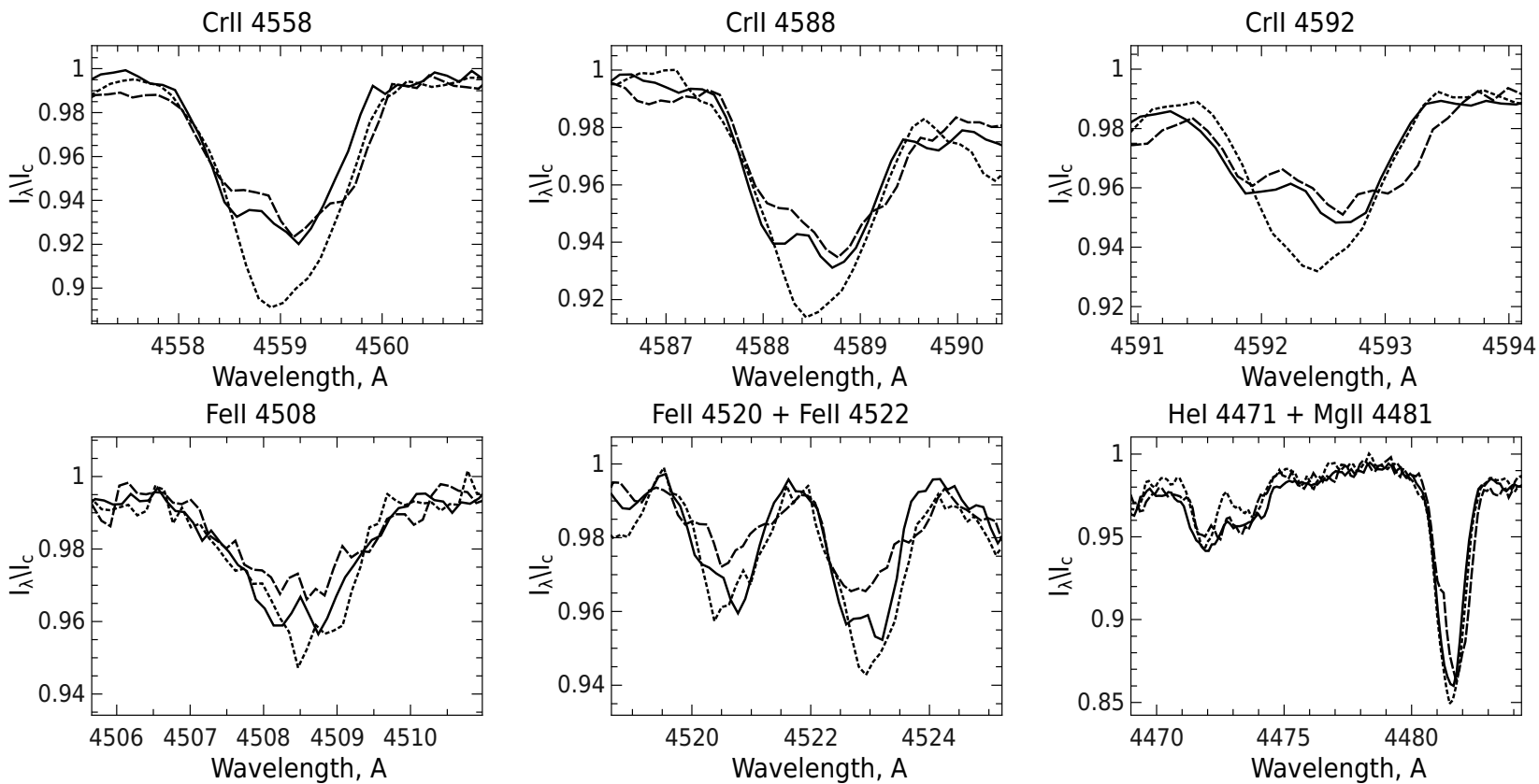
**Рис. 4.6.** Результат моделирования магнитного поля звезды HD 35298. Сплошная кривая — проекция магнитного поля модели диполя на луч зрения. Квадратики — точки периода вращения, для которых рассчитывалась эта проекция. Параметры диполя указаны в тексте.

подобное поведение невозможно описать только эффектами магнитного поля, так как расщепление линий слишком сильно даже для линий с малым фактором Ланде.

#### 4.2.5 Выводы

Таким образом, нами было обнаружено, что звезда HD 35298 имеет сильное магнитное поле, продольный компонент  $B_e$  которого меняется от  $-3$  до  $+3$  кГс с периодом вращения  $P = 1.85457^d$ . В первом приближении магнитное поле имеет конфигурацию центрального диполя с индукцией поля на полюсе  $B_p = 11,5$  кГс. Распределение химических элементов по поверхности крайне неоднородно.

Подобная запятненность позволяет предполагать, что топология магнитного поля звезды заметно отличается от дипольной. На сегодняшний день разработаны и широко используются техники, позволяющие восстанавливать распределение пятен и магнитного поля по поверхности звезды. HD 35298 кажется нам отличным кандидатом для подобного рода анализа.



**Рис. 4.7.** Спектральная переменность линий металлов звезды HD 35298. Сплошная кривая — фаза положительного экстремума магнитного поля, пунктирная — нулевое, штрих-пунктирная — минимального экстремума.



### 4.3 HD 184927

HD 184927 (=V 1671 Cyg=HIP 96362) — химически пекулярная звезда с усиленными линиями гелия спектрального класса B2V. Аномально сильные линии гелия впервые обнаружил Бонд [104], который отметил сходство HD 184927 с  $\sigma$  Ori E, "эталонной" He-strong звездой. [105] и [106] сообщили о значительной переменности гелиевых линий, а также фотометрической переменности в полосе  $u$  системы Стремгрена. Эквивалентные ширины и фотометрия меняются с периодом 9.48 дней, который был интерпретирован как период вращения звезды. В дальнейшем Левато и Малародой [107] период был уточнен до  $9.536 \pm 0.05$  дней.

Вэйдом и др. [108] были проанализированы вращение и магнитное поле HD 184927. Используя измерения магнитного поля, полученные на 6-м телескопе и телескопе Университета Западного Онтарио, данные о фотометрии в полосе  $u$  и эквивалентных ширинах гелиевых линий, в статье в очередной раз был уточнен период вращения. Новое значение составило  $9.52961 \pm 0.00731$  дней, в течение которого магнитное поле, полученное по линиям водорода, меняется по синусоидальному закону от  $-0.7$  до  $+1.8$  кГс. Путем моделирования линии углерода C II  $\lambda 6582.9$  ими была найдена скорость вращения звезды  $v \sin i = 14.5 \pm 2.5$  км/с. Используя значение эффективной температуры  $T_{\text{эфф}} = 22.5 \pm 0.6$  и  $\log g = 3.80 \pm 0.05$ , найденные в работе [109], они определили массу  $10 \pm 1 M_{\odot}$  и радиус  $R = 6.6 \pm 0.8 R_{\odot}$ . Геометрия магнитного поля была объяснена центральным диполем с параметрами  $i = 25 \pm 5^{\circ}$ ,  $\beta = 78 \pm 3^{\circ}$  и  $B_d = 9.7 - 13.7$  кГс.

Звезда HD 184927 является интересной по нескольким причинам. Во-первых, период в 10 дней делает ее одной из наиболее медленно вращающихся звезд с усиленными линиями гелия. Вследствие медленного вращения ее спектральные линии относительно резкие, что открывает возможности для детального анализа спектра и переменности. Комбинация резких спектральных линий и сильного магнитного поля позволя-

ет получить резкие профили параметров Стокса, которые возможно использовать для детального моделирования поверхности звезды, используя такие техники, как доплер-зеemanовское картирование. Во-вторых, HD 184927 показывает значительные эмиссии и переменность в ультрафиолетовых резонансных линиях C IV и Si IV ([110]), что является прямым указанием на взаимодействие звездного ветра и магнитного поля. Однако, озадачивает отсутствие эмиссии в линии H $\alpha$ , которая часто является еще одним признаком такого взаимодействия.

По этим причинам звезда была включена в список объектов для детального исследования международного проекта MiMeS: Magnetism in Massive Stars, посвященного исследованию магнетизма в массивных звездах. Лаборатория исследований звездного магнетизма тесно сотрудничает с данным проектом.

### 4.3.1 Наблюдательный материал

Спектры, используемые в данной работе, были получены из двух основных источников – спектрополяриметра ESPaDOnS, установленным на канадо-франко-гавайском телескопе [111] и жидкокристаллического поляриметра *dimaPol* 1.8-м телескопа Доминионской обсерватории [112].

#### ESPaDOnS

В период с 20 августа 2008 по 27 июня 2012 годов на спектрополяриметре ESPaDOnS 3.6-м телескопа CFHT было получено 28 циркулярно поляризованных спектра, позволивших получить распределение  $V$  параметра Стокса. Каждый спектр получается из 4 индивидуальных кадра, каждый длительностью по 500 или 600 секунд, полученных при разных положениях фазовой пластинки. Каждая серия из 4х снимков позволяет получить распределение  $I$  и  $V$  параметров Стокса с диапазоне 3670 – 10000 Å. Помимо этого рассчитывается так называемый диагностический нуль-спектр (обозначаемый как  $N$ ), получаемый суммированием

всех 4х полученных экспозиций таким образом, что поляризация становится равной нулю. Это служит дополнительной проверкой того, что в данных не присутствует никаких сигналов инструментальной или ложной поляризации (более подробно процедура изложена в Donati et al. 1997). Редукция данных производилась при помощи кода Libre-ESpRIT [63]. Полученные спектры имеют спектральное разрешение  $R \sim 65\,000$  и диапазоном отношения сигнал/шум 61-613 на длине волны  $5500\text{\AA}$ .

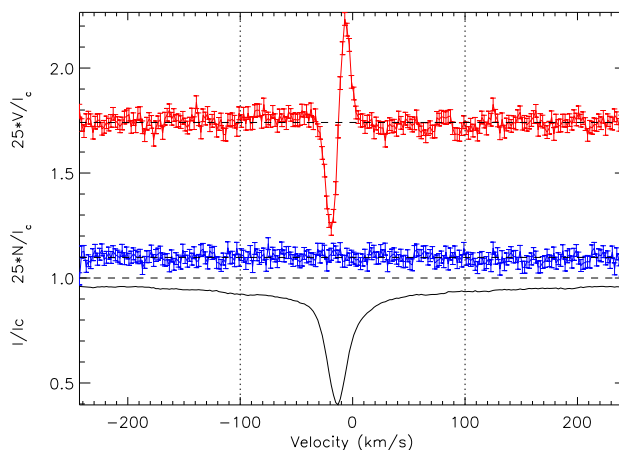
К полученным спектрам нами была применена процедура LSD в версии, описанной в [64], выделив средние профили  $I$ ,  $V$  параметров Стокса и  $N$ -спектр. Данная процедура позволила увеличить отношение сигнал/шум примерно в 11 раз. Маска была создана на основе списка линий (команда “extract stellar”) из венской базы атомных линий (VALD), из которого были убраны все линии, блендированные с водородом и гелием, а также те, что никак не проявлялись в наблюдаемом спектре. Если экспериментальные факторы Ланде были недоступны для какой-либо линии, они были рассчитаны в предположении LS-связи. Пример среднего LSD профиля приведен на Рис. 4.8. Данные о спектрах представлены в Таблице 4.4. В колонках представлены гелиоцентрическая юлианская дата (HJD), название файла в архиве, фаза вращения, время экспозиции, пиковое значение отношения сигнал/шум для индивидуального спектра и для среднего LSD профиля.

## Наблюдательные данные с DAO

При помощи жидкокристаллического спектрополяриметра *dimaPol*, установленного на 1.8-м телескопе Пласкетта Доминионской астрофизической обсерватории, было получено 11 циркулярно поляризованных спектров HD 184927. Спектрополяриметр позволяет получать участки спектра длиной примерно  $250\text{\AA}$  с центром в линии  $H\beta$  со спектральным разрешением  $R = 10,000$ . Для получения одной двухчасовой экспозиции было сложено 12 суб-экспозиций по 600 секунд каждая.

Таблица 4.4. Данные о спектрах. Спектрополяриметр ESPaDOnS

HJD	CFHT #ID	Phase	Exp.	Peak SNR (s)	SNR (LSD)
2454667.9166	C1011753p	0.029460	2000	472	5689
2454667.9434	C1011757p	0.032271	2000	507	5949
2454698.8915	C1019978p	0.279364	2000	565	6645
2454699.8259	C1020129p	0.377401	2000	567	6740
2454699.8966	C1020137p	0.384819	2000	563	6684
2454700.8195	C1020300p	0.481650	2000	421	4930
2454700.8895	C1020308p	0.488995	2000	303	3600
2454754.7454	C1036559p	0.139586	2000	351	4231
2454754.7726	C1036563p	0.142440	2000	487	5783
2454756.7201	C1036889p	0.346773	2000	95	1057
2454756.7711	C1036901p	0.352124	2000	61	483
2454756.7985	C1036905p	0.354999	2000	164	1771
2454759.7185	C1037559p	0.661367	2000	553	6708
2454954.0837	C1075511p	0.054273	2400	577	6979
2454954.9282	C1075679p	0.142879	2400	601	7270
2454955.9325	C1075896p	0.248250	2400	471	5620
2454959.0369	C1076767p	0.573966	2400	356	4325
2454963.0851	C1077815p	0.998705	2400	508	6070
2455019.1075	C1095594p	0.876607	2400	529	6240
2455251.1624	C1168547p	0.223938	2000	528	6350
2455253.1454	C1168995p	0.431996	2000	466	5638
2455258.1233	C1170267p	0.954280	2000	323	3820
2455394.7548	C1216025p	0.289734	2000	508	6215
2455522.6758	C1260684p	0.711277	2000	613	7140
2455879.7246	C1425059p	0.173039	2000	602	7460
2456102.9824	C1543013p	0.597374	2000	468	5770
2456103.9918	C1543310p	0.703280	2000	439	5562
2456105.9067	C1543984p	0.904193	2000	518	6484



**Рис. 4.8.** Средний LSD профиль параметра Стокса  $V$  (верхний), нуль-спектр (средний) и параметр Стокса  $I$  (нижний) звезды HD 184927 от 22 августа 2008. Усы погрешности соответствуют  $1\sigma$ -интервалу. Пунктирными линиями показан диапазон интегрирования для измерения продольного магнитного поля.

Значение продольного магнитного поля высчитывалось путем измерения сдвига расщепленных зеемановских компонент линии  $H\beta$  и  $He\ I\ \lambda 4922$ . Более детально процедура наблюдений и анализа получаемых данных описана в [112]. Данные об используемых нами спектрах и магнитном поле представлены в Таблице 4.5. В колонках указаны юлианский день, отношение сигнал/шум, время экспозиции в минутах, магнитное поле и ошибка его измерения.

Магнитное поле меняется в пределах от  $-275$  до  $+2141$  Гс ( $H\beta$ ) и от  $-329$  до  $+1520$  Гс ( $He\ I$ ) с ошибкой около 180 Гс.

### 4.3.2 Измерение магнитного поля

Измерение магнитного поля по данным, полученным на ESPaDOnS велось несколькими путями.

Во-первых, магнитное поле измерялось по каждому LSD профилю путем подсчета момента первого порядка параметра Стокса  $V$ , нормированного на эквивалентную ширину параметра  $I$ , по формуле:

Таблица 4.5. Данные о спектрах. Спектрополяриметр *dimaPol*

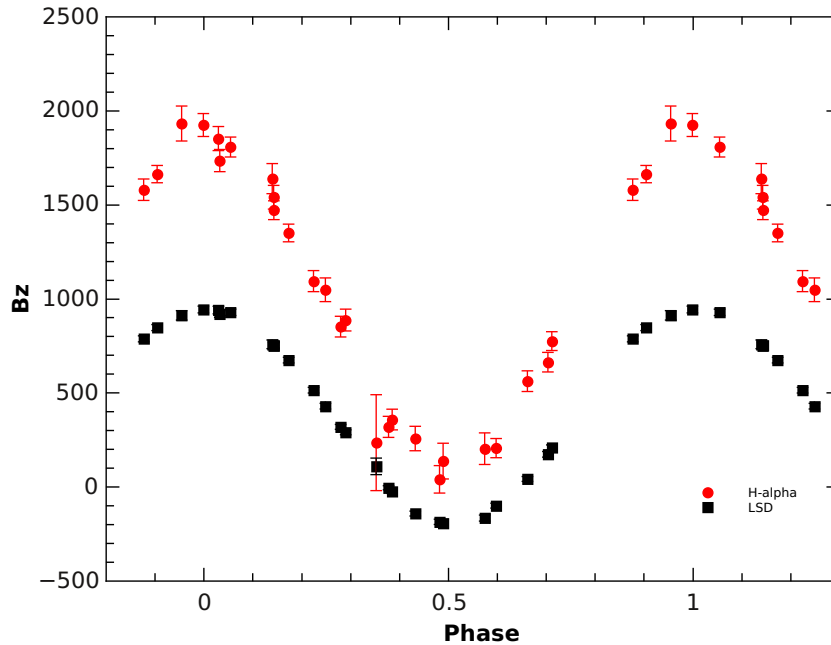
JD	Phase	S/N	$T_{exp}$ (min)	H $\beta$ field Be(G) $\pm\sigma$	He I field Be(G) $\pm\sigma$
2455699.926	0.308	289	110	838 $\pm$ 210	82 $\pm$ 214
2455700.922	0.413	309	120	-257 $\pm$ 137	-236 $\pm$ 239
2455701.933	0.519	388	110	159 $\pm$ 228	-179 $\pm$ 205
2455705.901	0.935	386	120	1755 $\pm$ 192	1520 $\pm$ 120
2455716.802	0.079	433	120	1827 $\pm$ 184	1481 $\pm$ 206
2455717.829	0.187	348	180	1630 $\pm$ 214	652 $\pm$ 178
2455721.887	0.613	290	120	483 $\pm$ 304	-329 $\pm$ 273
2455733.806	0.863	407	180	1961 $\pm$ 238	976 $\pm$ 171
2455761.903	0.811	387	120	1402 $\pm$ 130	936 $\pm$ 170
2455782.860	0.010	313	120	2141 $\pm$ 268	1294 $\pm$ 231
2455789.790	0.737	458	160	786 $\pm$ 178	364 $\pm$ 104

$$\langle B_z \rangle = -2.14 \times 10^{11} \frac{\int (v - v_0) V(v) dv}{\lambda z c \int [1 - I(v)] dv} \quad (4.1)$$

(подробно процедура описана в статье [113]). В уравнении (4.1)  $V(v)$  и  $I(v)$  соответствуют  $V/I_c$  и  $I/I_c$  LSD профилям. Длина волны  $\lambda$  выражается в нанометрах и продольное магнитное поле — в гауссах. Длина волны и фактор Ланде, взятые для расчета магнитного поля, те же, что брались для нормировки LSD профилей (500 нм и 1.2 соответственно).

Магнитное поле, полученное таким образом, меняется в пределах -190 до +950 Гс с неопределенностью порядка 15-20 Гс.

Уравнение (4.1) также было использовано для нахождения магнитного поля в ядрах бальмеровских линий H $\alpha$  и H $\beta$ . Измеренное по ним поле меняется в пределах 0-2000 Гс с ошибкой порядка 120 Гс. Амплитуда изменения поля, полученного по водородным линиям, хорошо согласуется с данными, полученными на *dimaPol* и ранее в литературе [108], однако,



**Рис. 4.9.** Магнитное поле, измеренное по ядрам линии  $H\alpha$  (красные точки) и по LSD профилям (черные точки).

заметно отличается от поля, полученного по LSD профилям. В частности, максимум продольного поля по водороду более чем в 2 раза выше максимума по профилям (см. Рис 4.9). Кроме того, характер поведения параметра Стокса  $V$  LSD профилей указывает на то, что магнитное поле меняет полярность, что подтверждается измерениями. В то же время,  $V$  параметр Стокса водородных линий не показывает инверсии, следовательно, знак магнитного поля не меняется.

Различия между магнитным полем, полученным по водороду и металлам, не являются чем-то незаурядным и были описаны ранее в литературе несколькими авторами (например, [40]). Обычно их связывают с неравномерным распределением химических элементов по поверхности звезды, в результате которого вклад в результирующий профиль параметра Стокса  $V$  различный для разных участков поверхности звезды. Однако же, в случае HD 184927 подобный эффект особенно силен, что и приводит к такой большой разнице в амплитудах продольного магнитного поля.

**Таблица 4.6.** Индивидуальные спектральные линии, отобранные для анализа.

Element	Ion	Wavelength (Å)	landé factor
H	I	6562.801	1.0
H	I	4861.363	1.0
He	I	6678.154	1.0
Fe	II	5156.111	1.25
Si	III	4552.622	1.25
C	II	6578.052	1.167
C	II	6582.881	1.333
N	II	4041.310	1.5
O	I	7771.942	1.5
O	I	7774.161	1.2
O	I	7775.388	1.5

Для более детального изучения этого феномена нами было дополнительно произведено измерение магнитного поля несколькими путями. Во-первых, мы применили уравнение (4.1) для измерения  $B_e$  по некоторым отдельным спектральным линиям металлов и гелия. Данные об этих линиях приведены в Таблице 4.6. Во-вторых, по описанной выше процедуре нами были составлены маски, содержащие линии только одного элемента, при помощи них были построены средние LSD профили. Достаточное для построения маски количество линий оказалось у элементов He, N, O, Si и Fe. Данные о масках приведены в Таблице 4.7.

Данные о магнитном поле, измеренном по разным маскам и индивидуальным линиям, собраны в Таблицах 4.8 и 4.9. Сравнение результатов измерения продольного магнитного поля разными методами представлено на Рис. 4.10.



**Таблица 4.7.** Количество спектральных линий, отобранных для построения масок по отдельным элементам.

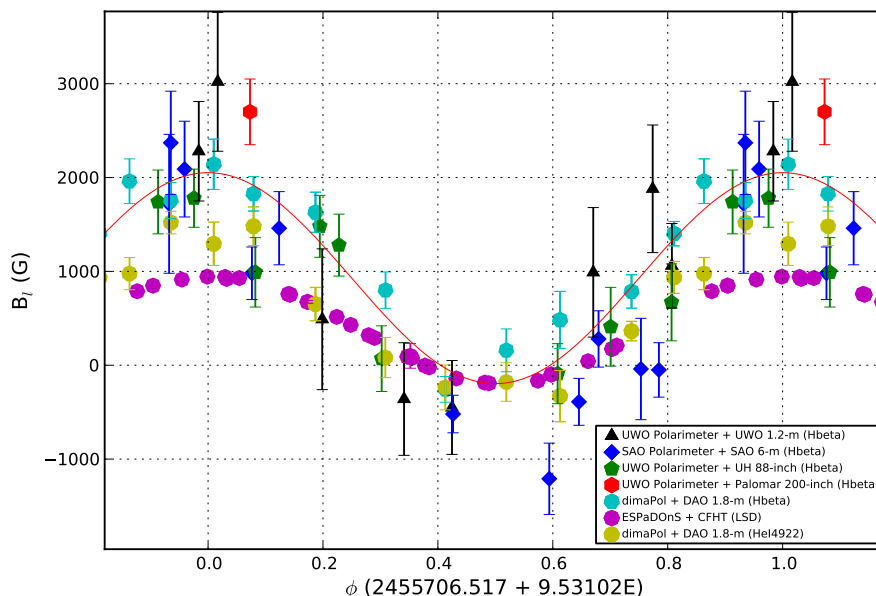
Element	# lines
He	54
N	63
O	92
Si	22
Fe	57

### 4.3.3 Период вращения

Период вращения HD 184927 хорошо известен, но наши новые данные о магнитном поле и эквивалентных ширинах позволяют нам улучшить его значение в  $9^{\text{d}}52961 \pm 0^{\text{d}}00731$ , полученное Вэйдом и др [108]. Считая в первом приближении магнитное поле дипольным, мы определили периоды путем удовлетворения рядов наблюдательных данных уравнению  $B_e = B_0 + B_1 \sin 2\pi(\phi - \phi_0)$ . Значение периода, определенное по измерениям  $\langle\langle B_z \rangle\rangle$  LSD профилей, равно  $9^{\text{d}}53089 \pm 0^{\text{d}}00200$ , со значением  $\chi^2 = 0.58$ . Анализ периодограмм, которые содержат все данные о магнитном поле, включая измерения с *dimaPol* и по водороду, приводит к еще более хорошему результату —  $9^{\text{d}}53071 \pm 0^{\text{d}}00120$ , хотя значение  $\chi^2$  в этом случае 2.24.

Для дальнейшего улучшения периода вращения мы использовали данные об эквивалентных ширинах гелия, опубликованные в 1976 году в статье [106], и наши значения. Наилучшим образом обе эти кривые соотносятся между собой при значении периода  $9^{\text{d}}53102 \pm 0^{\text{d}}0007$ . Таким образом, если обозначить за начальную точку фазовой кривой момент положительного экстремума магнитного поля, новое значение эфемериды для HD 184927 будет

$$\text{JD}(B_e^+) = (2455706.517 \pm 0.48) + (9.53102 \pm 0.0007) \cdot E \quad (4.2)$$



**Рис. 4.10.** Магнитная кривая, полученная с новым значением периода. Для сравнения представлены магнитные поля, полученные в разное время на различных приборах.

со значениями  $930 \pm 50$  Гс и  $-1120 \pm 160$  Гс для  $B_0$  и  $B_1$  соответственно.

Кривая изменения продольного магнитного поля звезды HD 184927 показана на Рис. 4.10.

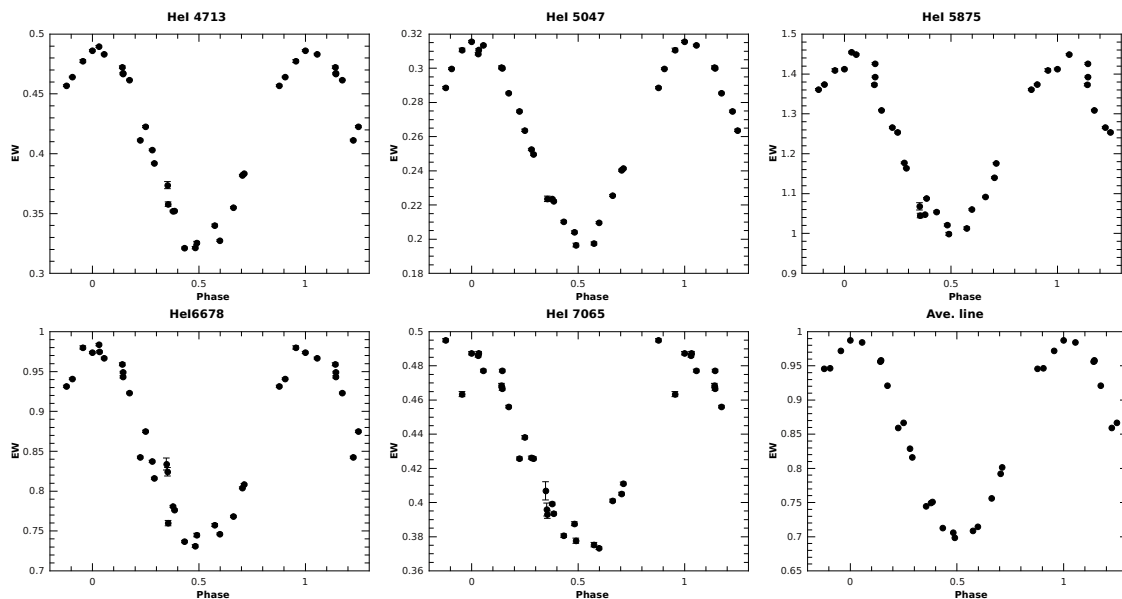
### 4.3.4 Переменность

#### Эквивалентные ширины

Нами было проведено измерение эквивалентных ширин некоторых спектральных линий нескольких элементов. Основными критериями, по которым отбирались линии, были интенсивность линии, отсутствие бленд и чистый континуум в районе линии. Каждая спектральная линия была перенормирована на локальный континуум перед измерением ЭШ. Вследствие медленного вращения звезды, в ее спектре представлено достаточное количество резких неблендированных линий таких элементов, как He, C, N, O, Si и Fe.

**Таблица 4.8.** Магнитное поле, измеренное по LSD профилям, маски которых содержали все линии и линии отдельных элементов. В последней колонке представлено магнитное поле, измеренное по ядру линии  $H\alpha$ .

HJD	Phase	LSD $\langle B_z \rangle \pm \sigma$	Fe $\pm \sigma$	Si $\pm \sigma$	O $\pm \sigma$	He $\pm \sigma$	$H\alpha \pm \sigma$
2454667.9166	0.992	941. $\pm$ 20.	783 $\pm$ 104	1264 $\pm$ 28	994 $\pm$ 68	1002 $\pm$ 33	1853 $\pm$ 64
2454667.9434	0.995	920. $\pm$ 18.	666 $\pm$ 90	1239 $\pm$ 26	1014 $\pm$ 71	1018 $\pm$ 34	1736 $\pm$ 59
2454698.8915	0.242	320. $\pm$ 13.	-302 $\pm$ 39	87 $\pm$ 16	-61 $\pm$ 15	518 $\pm$ 23	853 $\pm$ 55
2454699.8259	0.340	-4. $\pm$ 11.	-596 $\pm$ 50	-318 $\pm$ 15	-449 $\pm$ 24	248 $\pm$ 21	320 $\pm$ 56
2454699.8966	0.347	-23. $\pm$ 11.	-607 $\pm$ 52	-365 $\pm$ 15	-472 $\pm$ 25	236 $\pm$ 21	359 $\pm$ 55
2454700.8195	0.444	-185. $\pm$ 14.	-773 $\pm$ 59	-586 $\pm$ 21	-710 $\pm$ 37	69 $\pm$ 25	41 $\pm$ 73
2454700.8895	0.451	-192. $\pm$ 17.	-771 $\pm$ 64	-604 $\pm$ 27	-706 $\pm$ 39	53 $\pm$ 32	138 $\pm$ 95
2454754.7454	0.102	759. $\pm$ 23.	486 $\pm$ 76	890 $\pm$ 30	745 $\pm$ 56	880 $\pm$ 35	1640 $\pm$ 80
2454754.7726	0.105	752. $\pm$ 18.	359 $\pm$ 59	926 $\pm$ 23	724 $\pm$ 50	908 $\pm$ 28	1541 $\pm$ 63
2454756.7632	0.314	110. $\pm$ 44.	-539 $\pm$ 110	-413 $\pm$ 90	-483 $\pm$ 75	294 $\pm$ 104	236 $\pm$ 255
2454759.7185	0.624	43. $\pm$ 13.	-660 $\pm$ 55	-474 $\pm$ 17	-651 $\pm$ 33	311 $\pm$ 24	563 $\pm$ 55
2454954.0837	0.018	929. $\pm$ 17.	595 $\pm$ 79	1256 $\pm$ 23	944 $\pm$ 63	1046 $\pm$ 26	1808 $\pm$ 53
2454954.9282	0.106	754. $\pm$ 15.	316 $\pm$ 51	905 $\pm$ 19	691 $\pm$ 46	897 $\pm$ 26	1472 $\pm$ 50
2454955.9325	0.211	430. $\pm$ 15.	-170 $\pm$ 37	327 $\pm$ 22	141 $\pm$ 20	615 $\pm$ 26	1049 $\pm$ 63
2454959.0369	0.537	-165. $\pm$ 16.	-810 $\pm$ 63	-633 $\pm$ 23	-770 $\pm$ 40	102 $\pm$ 28	204 $\pm$ 84
2454963.0851	0.962	944. $\pm$ 18.	647 $\pm$ 89	1229 $\pm$ 25	995 $\pm$ 67	1048 $\pm$ 29	1925 $\pm$ 61
2455019.1075	0.840	788. $\pm$ 16.	289 $\pm$ 54	812 $\pm$ 23	556 $\pm$ 39	923 $\pm$ 26	1581 $\pm$ 57
2455251.1624	0.188	515. $\pm$ 15.	-37 $\pm$ 36	499 $\pm$ 20	281 $\pm$ 23	675 $\pm$ 26	1095 $\pm$ 56
2455253.1454	0.396	-141. $\pm$ 13.	-701 $\pm$ 56	-512 $\pm$ 18	-603 $\pm$ 31	147 $\pm$ 22	258 $\pm$ 65
2455258.1233	0.919	913. $\pm$ 25.	581 $\pm$ 85	1083 $\pm$ 35	838 $\pm$ 59	1065 $\pm$ 38	1933 $\pm$ 93
2455394.7548	0.254	291. $\pm$ 13.	-366 $\pm$ 41	1 $\pm$ 19	-182 $\pm$ 19	482 $\pm$ 23	888 $\pm$ 58
2455522.6758	0.676	210. $\pm$ 14.	-454 $\pm$ 49	-231 $\pm$ 17	-439 $\pm$ 26	450 $\pm$ 24	776 $\pm$ 50
2455879.7246	0.139	675. $\pm$ 15.	261 $\pm$ 44	720 $\pm$ 19	500 $\pm$ 34	818 $\pm$ 25	1351 $\pm$ 47
2456102.9824	0.565	-99. $\pm$ 13.	-758 $\pm$ 59	-585 $\pm$ 19	-774 $\pm$ 39	146 $\pm$ 23	207 $\pm$ 51
2456103.9918	0.670	174. $\pm$ 15.	-582 $\pm$ 51	-253 $\pm$ 21	-514 $\pm$ 30	409 $\pm$ 25	664 $\pm$ 52
2456105.9067	0.871	848. $\pm$ 16.	442 $\pm$ 65	940 $\pm$ 24	657 $\pm$ 43	945 $\pm$ 24	1664 $\pm$ 46



**Рис. 4.11.** Вариации эквивалентных ширин гелиевых линий в спектре HD 184927.

Прежде всего мы исследовали переменность линий гелия. Кривые изменения эквивалентных ширин с фазой периода вращения для линий He I  $\lambda$ 4713, 5047, 5876, 6678 и 7065 представлены на Рис. 4.11. Большинство гелиевых линий имеют широкие крылья, которые блендированы резкими линиями других элементов, что осложняет измерение ЭШ. Нами были выбраны линии, наименее подверженные блендированию. Все линии меняются по синусоидальному закону одинаковым образом, период изменения соответствует периоду вращения. Абсорбция всех линий достигает минимума в районе фазы  $\sim 0.45 - 0.5$  и максимума рядом с фазой 1.0. В нижней правой части Рис. 4.11 представлена вариация “средней” линии, которая представляет собой усредненное по всем исследуемым линиям гелия и нормированное значение ЭШ.

Кроме гелия, нами были проанализированы вариации ЭШ ряда других спектральных линий различных элементов. Мы отобрали сильные неблендированные линии основных ионов, представленных в спектре. Иллюстрация результатов представлена на Рис. 4.12, где, помимо изменения ЭШ показаны вариации магнитного поля для каждой линии. Эквивалентные ширины линий углерода, кислорода, железа, азота и крем-

ния изменяются синусоидально, но изменение происходит в противофазу с линиями гелия (максимум ЭШ в фазу 0.5, минимум в фазу 0.0).

Изменение ЭШ всех линий происходит в соответствии с периодом вращения звезды.

На Рис. 4.13 приведены так называемые динамические спектры некоторых линий HD 184927. На этом рисунке каждый спектр представляет собой горизонтальную полосу, которые располагаются друг под другом соответственно фазе вращения. Остаточная интенсивность, после вычета среднего по всем фазам профиля, показана разным цветом.

Все элементы, кроме гелия, показывают одинаковую картину псевдоабсорбций и псевдоэмиссий, гуляющих из области с отрицательными значениями лучевой скорости в область ее положительных значений. Приставка “псевдо-” в данном случае означает, что эмиссии и абсорбции возникают только лишь по отношению к среднему профилю. Обычно такие абсорбции соответствуют областям с повышенным содержанием элемента относительно какого-то среднего его содержания в атмосфере звезды, а эмиссии — с пониженным.

Эмиссионные детали металлов пересекают линию нулевой лучевой скорости в районе фазы 0.0, когда линии гелия находятся в сильной абсорбции. Позже эмиссии сменяются на абсорбции, пересекающие линию  $v = 0$  км/с в районе фазы 0.5, когда гелий показывает относительно слабую эмиссию. Вариации профилей всех элементов, за исключением гелия, происходят внутри интервала  $\pm 10$  км/с (вертикальные пунктирные линии на Рис 4.13), что соответствует со значением  $v \sin i$  для звезды. Таким образом, по-видимому, поверхностное распределение гелия противоположно поверхностному распределению других элементов. В частности, поведение гелиевых линий позволяет предположить наличие области высокого содержания этого элемента, видимой в районе фазы вращения 0.0.

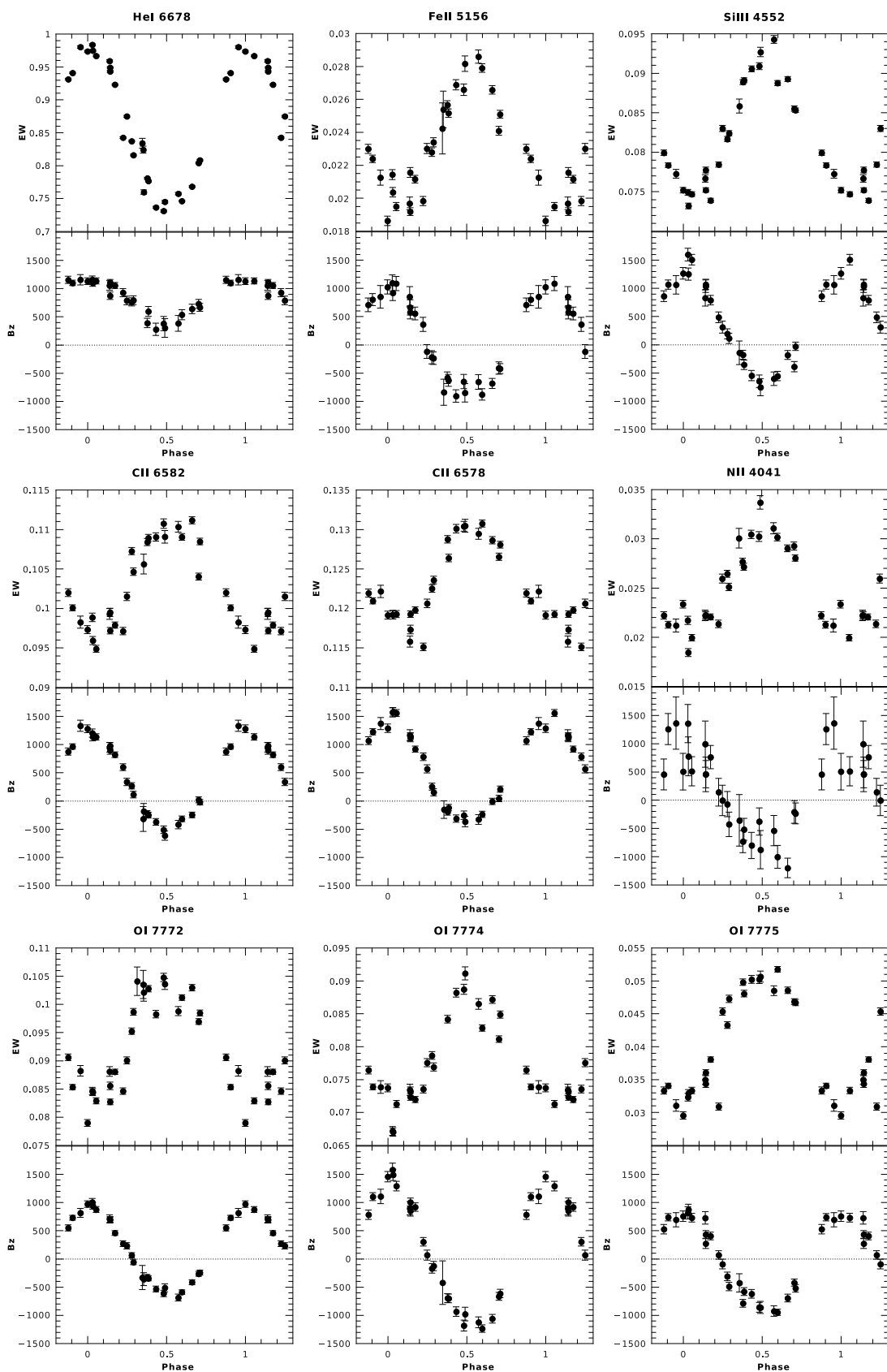


Рис. 4.12. Вариации эквивалентных ширин (верхняя часть графиков) и магнитного поля (нижняя часть графиков) отобранных для анализа спектральных линий.

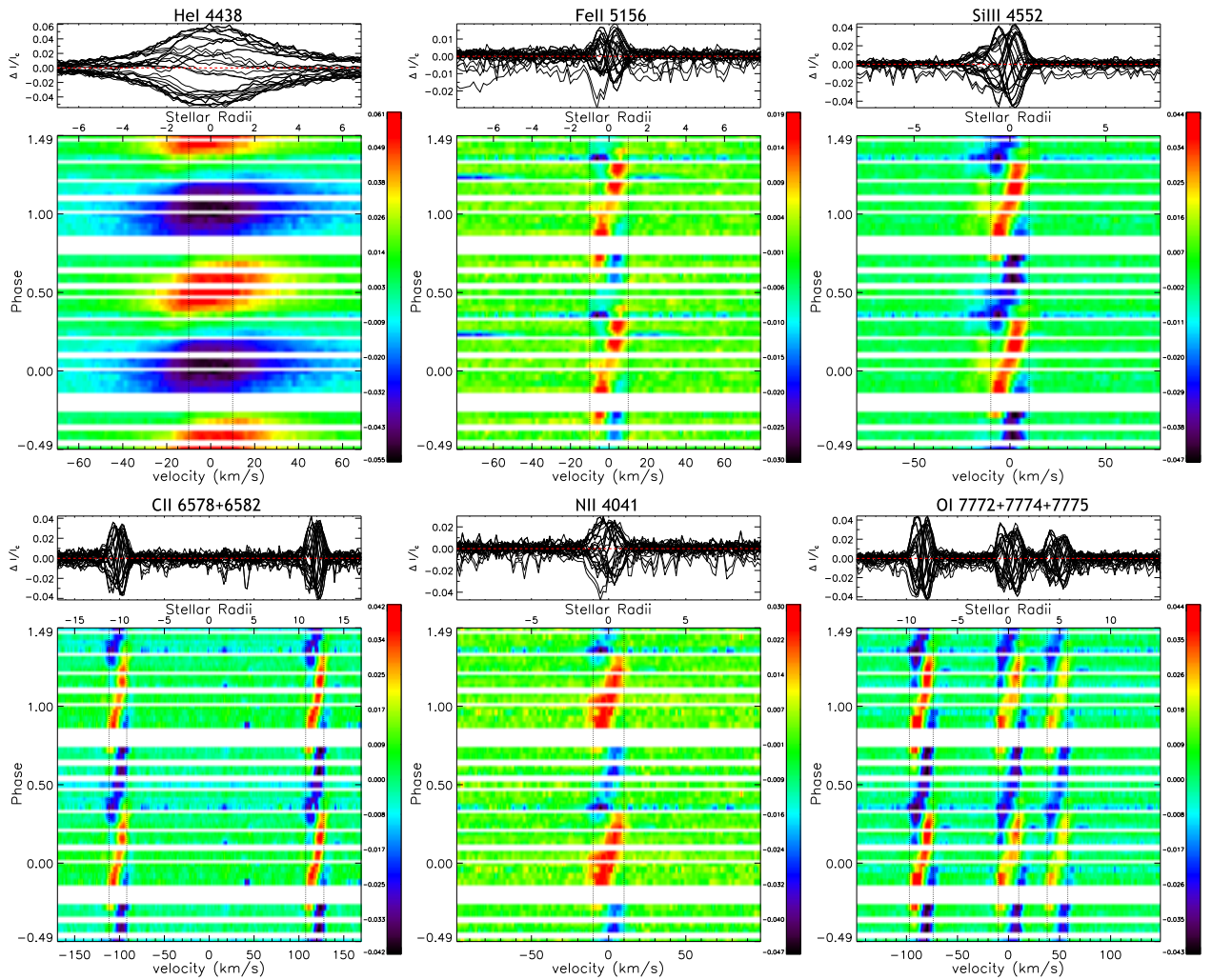


Рис. 4.13. Динамические спектры отобранных линий. Пунктирные линии соответствуют скорости вращения  $\pm v \sin i$ .

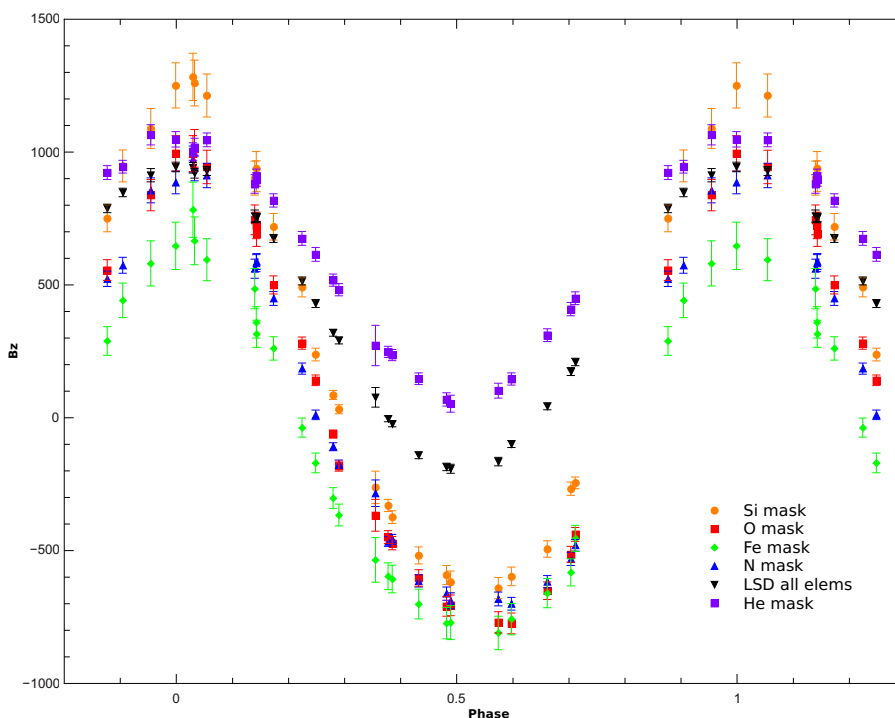
## Продольное магнитное поле по отдельным линиям

Как уже было сказано выше, нами были построены маски по линиям отдельных элементов, а так же измерены магнитные поля некоторых отдельных спектральных линий ряда элементов.

Продольное магнитное поле, измеренное по LSD профилям отдельных химических элементов, представлены на Рис. 4.14. Для сравнения на рисунке представлено поле LSD профилей, полученных с использованием маски, включающей все линии. На рисунке видно, что магнитное поле, измеренное по маскам N, O, Si и Fe, варьируется практически синусоидально от отрицательного значения к положительному. В то время, как отрицательный экстремум всех кривых практически одинаков (от -600 до -800 Гс), положительное максимальное значение магнитного поля меняется более разительно (примерно +650 Гс для железа, +950 Гс для азота и кислорода и +1200 Гс для кремния). Характер изменения магнитного поля по гелиевым линиям значительно отличается от картины, получаемой по металлическим. Кривая гелиевого магнитного поля похожа на водородную кривую, отличную лишь меньшей амплитудой. Нижний экстремум поля гелиевой кривой находится в районе нуля гаусс, а профили параметра Стокса  $V$ , как и в случае с водородом, не указывают на изменение полярности. С другой стороны, положительный экстремум гелиевого поля более похож на положительный экстремум металлических кривых, с пиком в районе 1 кГс (что в два раза выше, чем положительный экстремум водородного поля).

Благодаря высокому отношению сигнал/шум становится возможным измерение магнитного поля по индивидуальным спектральным линиям по процедуре, описанной выше. Это позволит дать лучшую оценку различий между магнитными кривыми, полученными по разным элементам. Результаты измерений представлены на нижних графиках в Рис. 4.12. Видно, что магнитные кривые всех линий изменяются по синусоиде с экстремальными значениями вблизи фаз 0.0 и 0.5. Однако, видны





**Рис. 4.14.** Вариации магнитного поля, полученные по LSD профилям отдельных элементов.

значительные различия, если сравнивать с полем, полученным по LSD профилям.

Более того, как видно по трем нижним графикам Рис. 4.12, иногда и линии одного и того же элемента показывают различное значение магнитного поля. Мы сравнили вариации, полученные по трем линиям триплета нейтрального кислорода в районе 777 нм. Самую большую разницу в амплитуде показывает линия  $\lambda 7774$ , значение продольного магнитного поля меняется от -1.2 до 1.5 кГс. Остальные две линии показывают менее разительную амплитуду изменений: O I  $\lambda 7772$  меняется в пределах -680 – +1000 Гс, а O I  $\lambda 7775$  — от -940 до 870 Гс. Фазы положительного и отрицательного экстремумов совпадают и отражают изменение магнитного поля с вращением звезды. Мы считаем, что у этого явления нет реальных физических причин. Наиболее вероятным объяснением данного факта является отсутствие экспериментальных факторов Ланде, а расчетные значения в приближении LS-связи не всегда оказываются правильными.

Таким образом, характер изменения магнитного поля звезды HD 184927 зависит от того, по каким линиям его измерять. Поле, измеренное по линиям водорода и гелия, всегда остается положительным, тогда как поле измеренное по линиям металлов и по профилям LSD, меняет свой знак. Экстремальное значение поля по водородным линиям примерно на 1 кГс больше, чем это же значение для линий металлов и гелия.

Таблица 4.9. Магнитное поле, измеренное по отдельным спектральным линиям.

Phase	SiII4552	SiII4567	SiII4574	SiI5145	SiI6578	SiI6582	NII4041	NII5679	HeI4471	HeI6678
0.02946	1599 ± 112	1295 ± 99	1758 ± 201	473 ± 102	1537 ± 79	1204 ± 73	1136 ± 283	1227 ± 105	1482 ± 41	1160 ± 64
0.032271	1253 ± 108	1241 ± 95	1917 ± 181	323 ± 112	1548 ± 75	1136 ± 70	644 ± 285	1097 ± 101	1473 ± 39	1102 ± 61
0.054273	1509 ± 94	1188 ± 80	1368 ± 155	211 ± 116	1528 ± 61	1136 ± 57	432 ± 218	1230 ± 91	1532 ± 34	1137 ± 54
0.139586	829 ± 143	1106 ± 122	1096 ± 237	-198 ± 101	1141 ± 96	953 ± 85	840 ± 346	897 ± 130	1357 ± 54	1057 ± 85
0.14244	1039 ± 111	951 ± 98	1613 ± 184	10 ± 99	1105 ± 77	898 ± 69	389 ± 260	770 ± 97	1280 ± 42	874 ± 66
0.142879	1071 ± 91	965 ± 83	1277 ± 139	-424 ± 196	1124 ± 57	981 ± 54	393 ± 206	790 ± 83	1324 ± 34	1109 ± 54
0.173039	791 ± 84	781 ± 80	720 ± 132	-623 ± 89	902 ± 53	821 ± 50	658 ± 178	817 ± 82	1360 ± 35	1056 ± 53
0.223938	487 ± 95	330 ± 89	551 ± 148	-589 ± 92	768 ± 66	600 ± 60	122 ± 212	272 ± 98	1148 ± 45	929 ± 72
0.24825	313 ± 106	288 ± 102	-105 ± 174	-826 ± 99	559 ± 71	338 ± 65	-4 ± 236	116 ± 100	1076 ± 53	790 ± 77
0.279364	194 ± 89	55 ± 80	206 ± 151	-757 ± 112	250 ± 61	269 ± 56	-60 ± 194	-51 ± 82	1078 ± 46	765 ± 72
0.289734	114 ± 92	47 ± 78	-352 ± 148	-829 ± 148	152 ± 63	114 ± 59	-376 ± 190	76 ± 81	920 ± 48	795 ± 78
0.354999	-142 ± 209	-537 ± 192	-153 ± 350	-799 ± 140	-149 ± 153	-182 ± 138	-321 ± 411	-394 ± 181	448 ± 135	448 ± 135
0.377401	-178 ± 79	-259 ± 74	-817 ± 133	-887 ± 91	-187 ± 58	-223 ± 53	-648 ± 172	-698 ± 75	691 ± 54	391 ± 83
0.384819	-355 ± 84	-413 ± 75	-597 ± 133	-860 ± 90	-115 ± 56	-250 ± 51	-456 ± 172	-534 ± 74	686 ± 56	596 ± 88
0.431996	-546 ± 91	-617 ± 87	-1258 ± 150	-536 ± 102	-307 ± 64	-370 ± 59	-710 ± 206	-734 ± 88	611 ± 70	279 ± 109
0.48165	-647 ± 111	-559 ± 99	-903 ± 175	-497 ± 90	-247 ± 74	-509 ± 67	-338 ± 216	-823 ± 99	550 ± 81	380 ± 126
0.488995	-752 ± 152	-649 ± 132	-930 ± 225	705 ± 118	-359 ± 90	-614 ± 82	-783 ± 302	-923 ± 136	470 ± 106	302 ± 165
0.573966	-602 ± 120	-477 ± 111	-1389 ± 192	671 ± 102	-322 ± 85	-418 ± 75	-484 ± 241	-727 ± 116	701 ± 92	384 ± 140
0.597374	-554 ± 83	-587 ± 74	-1213 ± 145	973 ± 194	-231 ± 54	-316 ± 50	-892 ± 180	-861 ± 77	636 ± 58	537 ± 89
0.661367	-181 ± 79	-284 ± 72	-722 ± 127	1112 ± 127	-7 ± 55	-247 ± 50	-1071 ± 155	-567 ± 75	738 ± 52	640 ± 84
0.70328	-388 ± 91	-73 ± 81	-501 ± 145	903 ± 141	44 ± 56	20 ± 53	-186 ± 179	-407 ± 83	915 ± 52	732 ± 77
0.711277	-27 ± 74	-51 ± 68	-361 ± 115	1227 ± 136	207 ± 54	-21 ± 49	-204 ± 162	-205 ± 68	914 ± 43	667 ± 69
0.876607	862 ± 95	729 ± 85	1197 ± 154	1318 ± 120	1048 ± 69	877 ± 64	390 ± 233	790 ± 86	1469 ± 41	1156 ± 64
0.904193	1067 ± 82	859 ± 70	1679 ± 144	642 ± 169	1202 ± 54	967 ± 48	1061 ± 232	759 ± 72	1393 ± 33	1102 ± 48
0.95428	1063 ± 164	1142 ± 144	1180 ± 252	960 ± 130	1345 ± 105	1334 ± 99	1168 ± 396	1040 ± 159	1478 ± 62	1157 ± 92
0.998705	1267 ± 103	1328 ± 92	1909 ± 174	821 ± 102	1262 ± 73	1281 ± 69	423 ± 271	1254 ± 106	1548 ± 40	1132 ± 60

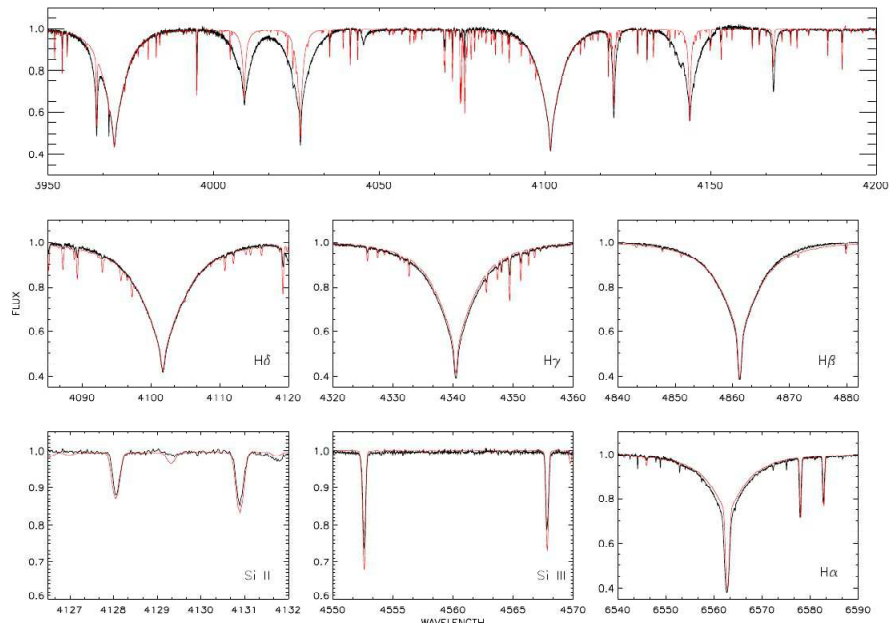
## Физические параметры звезды. Моделирование атмосферы

Для построения модели атмосферы были взяты два спектра (А и В) в фазах минимальной и максимальной интенсивности гелиевых линий (0.481 и 0.029). Для моделирования был использован код TLUSTY [114], позволяющий проводить не-ЛТР анализ атмосферы. Для построения синтетического спектра использовался код SYNSPEC. Были рассчитаны плоскопараллельные атмосферы в предположении гидростатического равновесия с учетом покровного эффекта металлических линий.

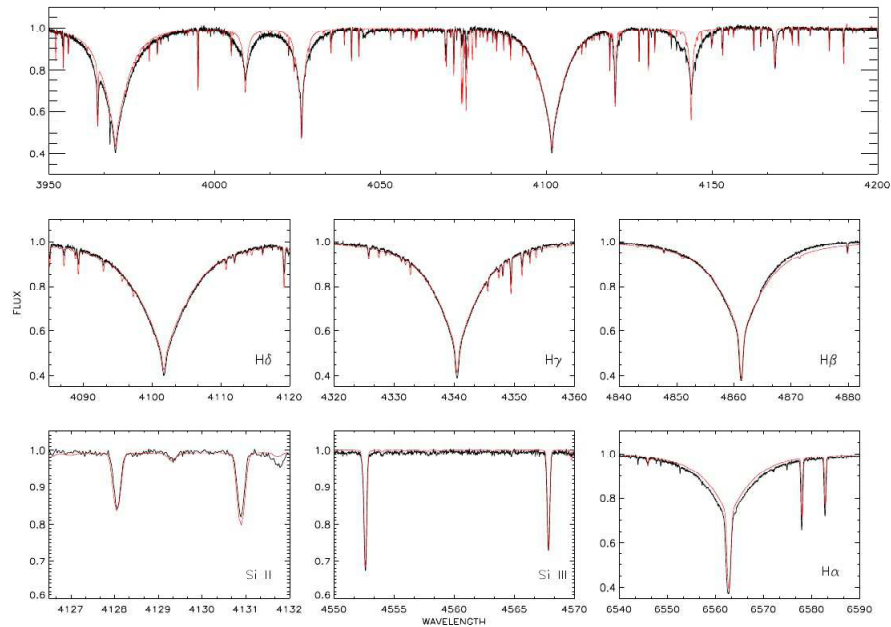
Эффективная температура была получена исходя из предположения ионизационного баланса линий Si II-III (Si II  $\lambda$ 4124-31, Si III  $\lambda$ 4553, 4568). Наилучшее соответствие модельных профилей с наблюдаемыми линиями в спектрах при одной и той же температуре возможно только в предположении содержания кремния на 30-50% ниже солнечного [115]. Оба спектра могут быть описаны при эффективной температуре  $T_{\text{эфф}} = 22000$  К.

Логарифм ускорения силы тяжести —  $\log g$  — определялся путем сравнения крыльев профилей бальмеровских линий в модельном и реальном спектрах. Однако, нам не удалось подобрать единое значение данного параметра для двух спектров. При наложении друг на друга двух спектров заметна большая разница в водородных профилях. Значение  $\log g$  по спектру А — 4.0, по спектру В — 3.75.

По значению параллакса ( $\pi = 1.84 \pm 0.55$  mas) из пересмотренных результатов миссии HIPPARCOS [12] мы определили расстояние до звезды — 543 пк. Далее была определена светимость на основе открытых данных космического телескопа IUE и фотометрии в фильтрах UVVJHK, взятой из базы данных SIMBAD, пересчитанных в шкалу потока излучения. Полученное значение  $L = 4000L_{\odot}$ . Полученные соотношения можно считать приемлемыми, учитывая большую погрешность в определении параллакса. Радиус был рассчитан напрямую из уравнения Стефана-Больцмана:



**Рис. 4.15.** Сравнение синтетического (красный цвет) и наблюдаемого (черный) спектров звезды HD 184927. Спектр В. Подробности см. в тексте.



**Рис. 4.16.** Сравнение синтетического (красный цвет) и наблюдаемого (черный) спектров звезды HD 184927. Спектр В. Подробности см. в тексте.

Таблица 4.10. Параметры звезды HD 184927

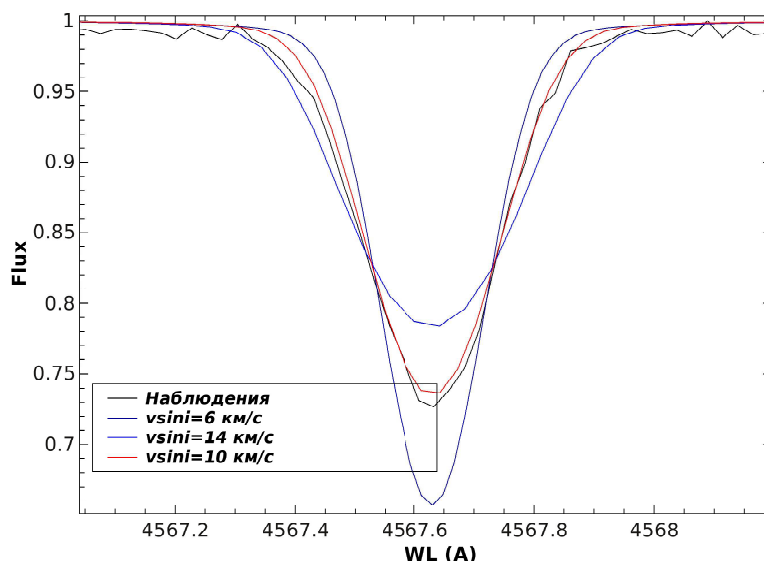
Spectral type	B2V
$T_{\text{eff}}$ (K)	$22000 \pm 1000$
$\log g$ (cgs)	3.75 - 4.00
$\log L_{\star}/L_{\odot}$	$3.60 \pm 0.25$
$R_{\star}/R_{\odot}$	$4.4^{+1.6}_{-1.1}$
$M_{\star}/M_{\odot}$	4 - 9
$v \sin i$ (km s <sup>-1</sup> )	$10 \pm 4$

$$R_{\star} = \left( \frac{L_{\star}}{4\pi\sigma T^4} \right)^{0.5}$$

Масса высчитывалась по значению радиуса и  $\log g$ , отсюда и большая неопределенность этой величины.

Для оценки проекции скорости вращения звезды на луч зрения нами была рассчитана сетка синтетических спектров для нескольких кремниевых линий. Во время расчета сетки эффективная температура  $T_{\text{эфф}}$  и  $\log g$  оставались фиксированными ( $T_{\text{эфф}} = 22000\text{K}$ ,  $\log g = 4.0$ ,  $v_t = 1$  км/с), параметр  $v \sin i$  менялся от 6 до 14 км/с с шагом в 1 км/с, и  $[\text{Si}/\text{H}]$  менялся от 1.0 до 0.3 (относительно солнечного содержания). Результат представлен на Рис. 4.17. Конечную оценку скорости вращения мы принимаем как  $v \sin i = 10 \pm 4$  км/с.

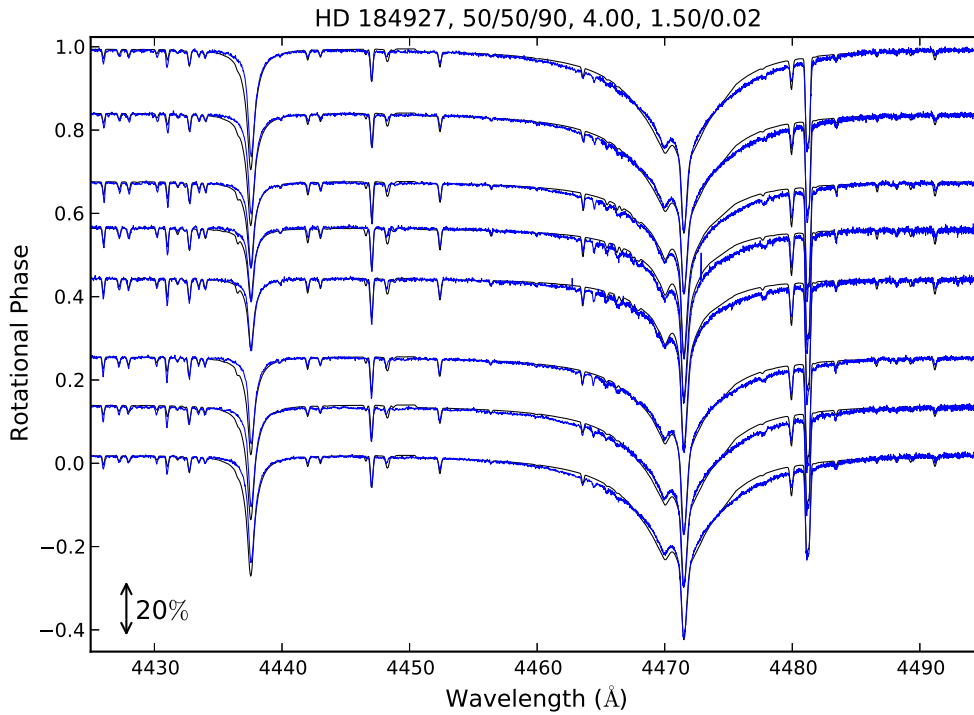
В целом, соответствие между наблюдаемым и синтетическим спектрами с заданными нами параметрами  $\log g$  и  $T_{\text{эфф}}$  очень хорошее. Однако, наблюдаемые гелиевые линии значительно отличаются от расчетов: крылья всех наблюдаемых линий гораздо шире, чем предсказывает модель. Вторая проблема заключается в том, что невозможно описать спектр звезды в разные фазы вращения одним набором параметров. Все это указывает на то, что распределение химических элементов в звезде HD 184927 крайне неоднородно.



**Рис. 4.17.** Иллюстрация к абзацу про определение скорости вращения. Черным цветом показан наблюдаемый профиль линии Si III  $\lambda$ 4567

Нами была предпринята попытка описать anomalно широкие линии гелия в спектре в предположении неоднородного распределения элемента по поверхности. Мы рассчитали сетку моделей водородно-гелиевой атмосферы в не-ЛТР приближении с параметрами  $T_{\text{eff}} = 22,000$  К,  $\log g = 4.0$  и  $4.25$  и содержанием гелия  $N(\text{He}/\text{H})$ , меняющимся в интервале от  $0.01$  до  $2.00$ . Для расчета использовался код TLUSTY и опубликованные в литературе [116] модели атмосфер BG22000g400v2 and BG22000g425v2 с  $T_{\text{eff}} = 22,000$  К,  $\log g = 4.0$  и  $4.25$  и  $N(\text{He}/\text{H}) = 0.1$  в качестве начальных условий. На основе полученных моделей были рассчитаны синтетические участки спектра, содержащие линии гелия He I  $\lambda\lambda 4437$  и  $4471$  для каждого значения содержания.

Далее определенные значения интенсивности использовались в программе, которая разбивает диск звезды на круговые зоны с различным содержанием гелия и производит интегрирование по всему диску. Каждая зона определяется угловым радиусом  $R$  и широтой и долготой относительно точки, пересекающей луч зрения в фазе  $\phi = 0$ . Мы приняли предположение, что угол наклона оси вращения к лучу зрения и наклон



**Рис. 4.18.** Сравнение наблюдаемых (черный цвет) профилей и синтетических профилей, рассчитанных для атмосферы с гелиевым пятном (синий цвет). Подробности см. в тексте.

магнитной оси к оси вращения  $i = \beta = 50^\circ$  и вели провели расчет спектров для  $v \sin i$  между 0 и 20 км/с.

Наилучшее соответствие показывает модель, в которой большое пятно с высоким содержанием гелия центрировано в области положительного магнитного полюса звезды. Пятно настолько большое, что, фактически, занимает целую полусферу звезды, содержание гелия в этой области  $N(\text{He}/\text{H}) \approx 1.5$ . Остальная часть поверхности имеет содержание гелия  $N(\text{He}/\text{H}) \approx 0.02$ . Модели с радиусом пятна менее  $90^\circ$  не показывают такого хорошего соответствия.

На Рис. 4.18 показано сравнение наблюдаемого и синтетического спектров для некоторых фаз вращения звезды. Параметры модельных спектров:  $T_{\text{eff}} = 22,000$  К,  $\log g = 4.0$  и содержанием гелия в одной полусфере  $N(\text{He}/\text{H}) = 1.5$ , а в другой —  $N(\text{He}/\text{H}) = 0.02$ .



Таким образом, нами показано, что гелий в звезде HD 184927 распределен строго неравномерно, а распределение остальных химических элементов значительно отличается от него. Мы считаем, что разница в магнитных кривых, полученных нами, является следствием такого распределения. Для проверки этих предположений нами было проведено доплер-зеemanовское картирование магнитного поля и поверхностного распределения для двух элементов — кислорода и гелия. Главной целью построения этих карт является посмотреть, насколько распределения, полученные независимо по кислороду и гелию, соотносятся друг с другом, и можно ли описать различные наблюдаемые кривые продольного магнитного поля одним и тем же его распределением.

### 4.3.5 Доплер-зеemanовское картирование

Для реконструкции топологии магнитного поля HD 184927 с помощью техники доплер-зеemanовского картирования была применена программа *Invers13* [117]. Данный программный код рассчитывает поверхностное распределение вектора магнитного поля и химический состав на основе распределенных по фазе вращения спектрополяриметрических наблюдений. Программа производит моделирование индивидуальных линий, используя численную оценку переноса поляризованного излучения в звездной атмосфере. Поверхностные карты восстанавливаются при помощи регуляризации Тихонова, что гарантирует уникальность реконструкции и обеспечивает гладкость решения относительно наблюдательных данных. Синтетические спектры, рассчитанные программой, являются полностью самосогласованными с магнитными и пятнами картами поверхности, расчет формирования спектральной линии в магнитной звездной атмосфере происходит без использования общепринятых предположений, упрощающих расчеты, как, например, приближение Милна-Эддингтона.

Сетка моделей атмосфер с фиксированными параметрами  $T_{\text{эфф}}=22000$ ,  $\log g = 4.0$  и меняющимся содержанием гелия была

рассчитана в программе LModels [118]. Для полученной сетки были рассчитаны коэффициенты отклонения от ЛТР при помощи оболочки для кода TLUSTY, написанной Вадимом Цымбалом. Наконец, и сетка, и коэффициенты были использованы в программе для расчета локальных профилей линии He I  $\lambda 6678$ . Атомные параметры линии были взяты из базы данных VALD [119]. Результат сравнения синтетических профилей с наблюдаемыми представлен в левой части Рис. 4.19<sup>1</sup>.

Кроме гелия, нами построены доплер-зеemanовские карты по триплету кислорода в районе 777 нм. Коэффициенты отклонения от ЛТР были предоставлены Т. Ситновой из ИНАСАН [120]. Результат представлен в правой части Рис. 4.19.

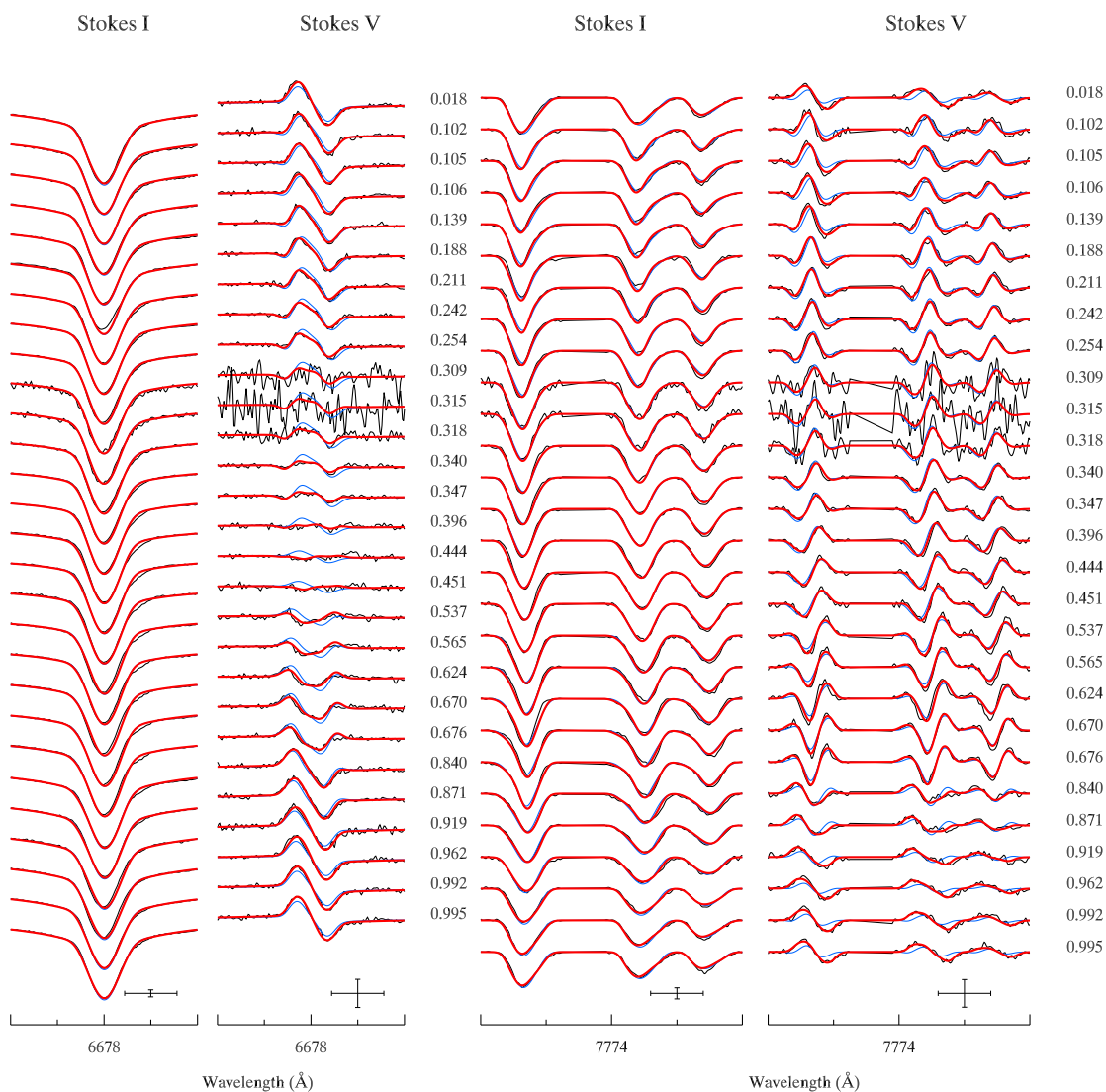
Доплер-зеemanовское картирование производилось в рамках проекта MiMeS в Уппсальском университете О. Кочуховым.

Магнитное поле представлялось суперпозицией сферических гармоник, следуя процедуре, описанной в [121]. В начале мы попытались описать профили, предполагая простую дипольную конфигурацию магнитного поля у звезды. Получившиеся профили показаны синим цветом на Рис. 4.19. Как можно видеть, результат оказался неудовлетворительным, в частности, одним диполем нельзя объяснить малую амплитуду круговой поляризации в районе фаз вращения 0.3-0.5 в случае гелия и 0.85-1.0 в случае кислорода. Тогда мы предположили наличие дипольного и квадрупольного моментов и повторили процедуру. Результат показан красным цветом на Рис. 4.19. В этом случае наблюдаемые профили описываются гораздо лучше.

Согласно нашему анализу, магнитное поле HD 184927 главным образом полоидальное, со сравнимым вкладом дипольной и квадрупольной компонент. Результирующее распределение энергии по различным модам представлено в Таблице 4.11.

Карты распределения химических элементов и магнитного поля по поверхности звезды представлены на Рис. 4.20. Верхняя половина ри-

<sup>1</sup>Рис. 4.19, 4.20, 4.21 любезно предоставлены О. Кочуховым



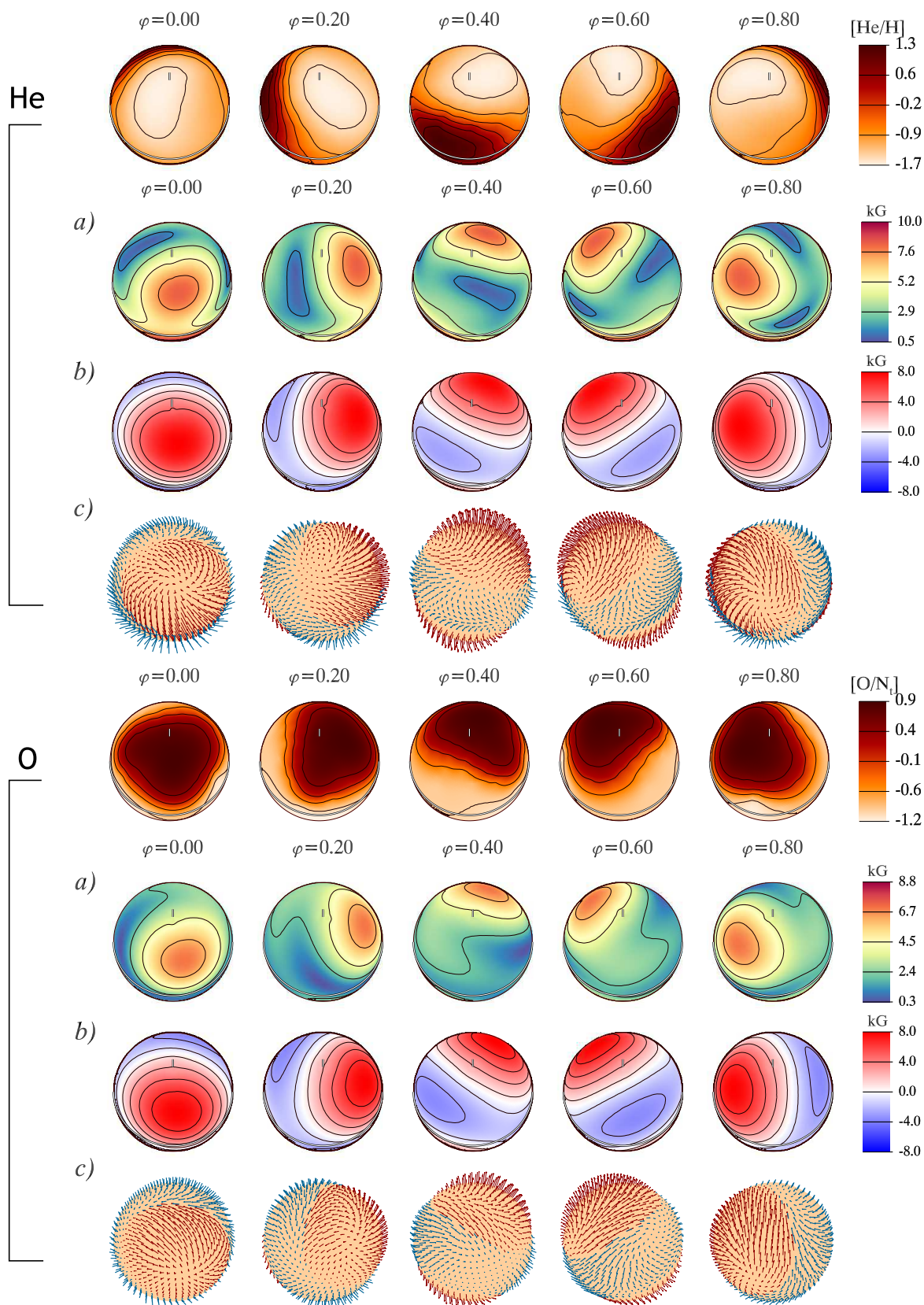
**Рис. 4.19.** Сравнение наблюдаемых (черный цвет) и синтетических (красный цвет) профилей  $I$  и  $V$  параметров Стокса линий He I  $\lambda 6678$  и триплета кислорода O I  $\lambda 7772+7774+7775$ . Синие линии – профили, рассчитанные в предположении полностью дипольного поля.

**Таблица 4.11.** Доля различных гармоник в структуре магнитного поля.

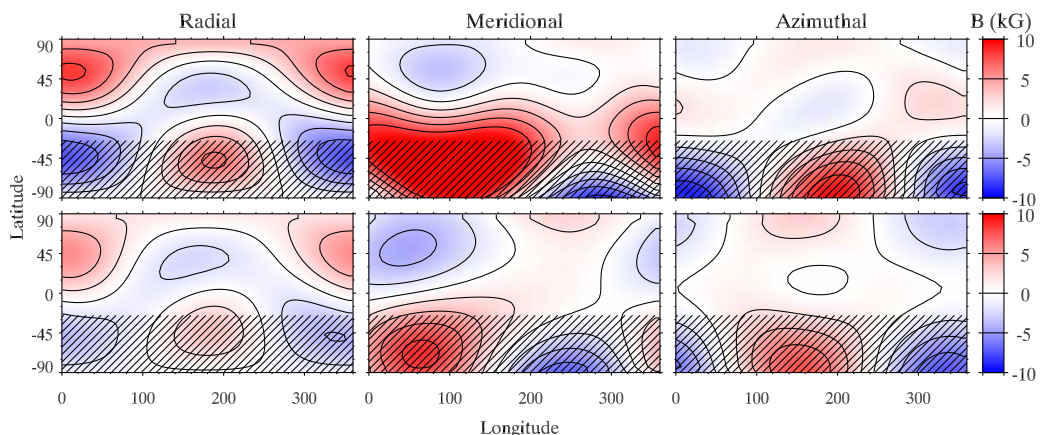
L	All	Poloidal	Toroidal
1	60.0%	54.1%	5.9%
2	40.0%	27.4%	12.6%
All		81.5%	18.5%

сунка иллюстрирует результаты доплер-зеemanовского картирования по линии гелия He I  $\lambda 6678$ . Сверху вниз в рядах представлены распределение элемента, величина магнитного поля на поверхности, радиальное поле и вектор магнитного поля для пяти фаз вращения. Карты распределения показывают, что гелий имеет тенденцию к концентрации в обширной области в районе экватора, которая наиболее видна во время фазы 0.4-0.5. Однако, мы не можем увидеть всю область переизбытка гелия из-за конфигурации оси вращения. Поэтому, нельзя сказать наверняка, это лишь пятно с высоким содержанием элемента, или целая полусфера. Содержание гелия в этой области примерно в три раза выше, чем на остальной поверхности звезды. Поверхностное магнитное поле хорошо коррелирует с распределением содержания гелия. Как можно видеть из сравнения двух карт, зона с наиболее высоким магнитным полем (10 кГс) соответствует области, где содержание гелия наименьшее. Зона с высоким содержанием гелия концентрируется в районе экватора, но, как уже было сказано, сложно сказать что-то определенное, потому что мы видим  $\sim 60\%$  поверхности звезды. На карте распределения кислорода находится обширная область высокого содержания этого элемента, центр которой совпадает с зоной наименьшего содержания гелия, однако размеры несколько больше последней.

Несмотря на то, что карты были построены независимо друг от друга, общее согласие в распределении поверхностного магнитного поля, полученного по разным элементам, достаточно хорошее. Однако, присутствуют и различия. Амплитуда изменения магнитного поля больше на поверхности гелиевой карты (0.5–10 кГс и 0.3–8.8 кГс для кислорода). На Рис. 4.21 показаны прямоугольные проекции двух сферических карт радиального магнитного поля. Можно заметить, что величина поля на гелиевой карте в среднем больше, чем на карте кислорода. Но, учитывая разницу кривых изменения продольного поля, полученную по линиям этих элементов, согласие двух карт неожиданно хорошее.



**Рис. 4.20.** Результат доплер-зеemanовского картирования поверхности звезды HD 184927. **Верхняя половина:** Распределение содержания и магнитного поля, полученное по линии гелия He I  $\lambda 6678$ . **Нижняя половина:** То же, но по линиям триплета кислорода O I  $\lambda 7772+7774+7775$ . Ряды соответствуют распределению: химического элемента по поверхности, а) модуля поверхностного поля, б) радиальной компоненты поля и с) вектора поля.



**Рис. 4.21.** Сравнение карт распределения радиального поля, полученных по гелию (верхний) и кислороду (нижний). Заштрихованная часть соответствует невидимой наблюдателю области звезды.

### 4.3.6 Выводы

Кривые продольного магнитного поля, построенные по измерениям линий разных элементов, сильно отличаются друг от друга по амплитуде. Наиболее разительные отличия показывают кривые поля измеренные по водороду и гелию с одной стороны, и по линиям металлов с другой.  $V$ -параметры Стокса двух этих групп линий ведут себя разным образом по мере вращения. Детальный анализ спектральных линий звезды указал на то, гелий распределен по поверхности очень неравномерно, а распределение остальных элементов отлично от него. С целью проверки нашего предположения о том, разница в магнитных кривых должна быть вызвана различным распределением химических элементов по поверхности звезды, нами было проведено доплер-зеemanовское картирование.

В результате, наше предположение о строго неравномерном распределении химических элементов по поверхности звезды HD 184927, оправдалось после проведения доплер-зеemanовского картирования. И гелий, и кислород сконцентрированы в больших областях, находящихся на разных участках поверхности звезды, а в остальных частях атмосферы звезды содержание этих элементов в 2-3 раза ниже.

Хотя качественно моделирование гелиевых линий, проведенное в предположении наличия области высокой концентрации гелия, совпадает с результатами картирования, положение и размеры этой области в обоих случаях различны. Скорее всего, это связано с тем, что угол наклона оси вращения и магнитной оси —  $i$  и  $\beta$  — были определены недостаточно точно, их более аккуратное их нахождение улучшит соответствие двух картин распределения гелия.

Карты распределения магнитного поля, построенные независимо по линиям разных элементов, оказались очень похожими, несмотря на отличающиеся измерения продольного магнитного поля. Несмотря на кажущуюся ожидаемость результата (поскольку продольное магнитное поле есть проекция поверхностного магнитного поля, то магнитные кривые одной и той же звезды должны описываться одной и той же структурой поля), это послужило дополнительным практическим доказательством того, что доплер-зеemanовское картирование, как метод решения обратной задачи, является устойчивым и эффективным.

# Заключение

Таким образом, основные задачи, поставленные в диссертации, решены.

1. Нами проанализировано современное состояние проблемы магнитных Вр-звезд. На основании собственных данных и сведений из литературных источников мы собрали каталог магнитных Вр-звезд, насчитывающий 125 объектов, и провели сравнение с выборкой Ар-звезд из каталога [7].

Нами показано, что возраст Вр-звезд распределен практически равномерно в интервале  $\log t = 6 - 8$ , в отличие от Ар-звезд, возраст которых сконцентрирован внутри  $\log t = 8.2 - 8.9$ . При этом большинство Вр-звезд являются членами рассеянных скоплений и звездных ассоциаций, поэтому их возраст определяется значительно точнее, и погрешность определения составляет 30-50%. В то же время возраст Ар-звезд, в основном, определяется по эволюционным трекам, и ошибка определения достигает 100%. Поэтому Вр-звезды являются предпочтительными объектами для изучения магнитных полей на эволюцию звезды.

Среднее значение среднеквадратических продольных компонент выборки Ар-звезд  $\langle B_e \rangle = 1005 \text{ Гс}$ . Для Вр-звезд это значение равняется 1432 Гс. Проведенный анализ достоверности различий среднего значения указывает на то, что различие статистически значимо, из чего можно сделать вывод, что магнитные поля более горячих и массивных звезд спектрального класса Вр в целом примерно в 1.4 раза больше, чем более холодных Ар-звезд. Если исключить из анализа объекты, изме-



рения магнитного поля которых проводилось менее 8 раз, то разница становится немного больше:  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1170$  Гс для Ар-звезд и  $\overline{\langle B_e \rangle} = 1776$ .

К сожалению, нам не удалось найти эффективных спектральных критериев, которые указывали бы на существование магнитных полей у звезд с  $T_{\text{эфф}} > 14000$  К (таких как депрессии континуума в районе  $\lambda 5200$  для Ар-звезд). Отбирая кандидатов для поиска и последующих наблюдений по степени аномальности гелиевых и кремниевых линий, мы обнаружили, что только четверть из них показывает наличие магнитного поля (по сравнению с 3/4 магнитных среди Ар-звезд с депрессиями континуума).

Мы нашли 12 новых магнитных звезд среди 98 объектов, впервые наблюдавшихся с зеемановским анализатором, еще у нескольких объектов поле заподозрено.

2. Наиболее эффективным образом влияние магнитного поля на эволюцию можно изучить, наблюдая Вр-звезды в рассеянных скоплениях разного возраста. С этой целью нами была детально рассмотрена молодая звездная ассоциация Orion OB1. Ключкова [10] выделила 24 Вр-звезды в ней, однако за последующие 30 лет в этой ассоциации было найдено значительно больше пекулярных объектов. Из списка членов ассоциации, взятой из работы Брауна [8], нами было выделено 85 CP-звезд разных типов, из которых 59 объектов — это Вр-звезды. По-видимому, все 23 выделенные нами Am-звезды являются объектами переднего плана и ассоциации не принадлежат. Ассоциация Orion OB1 содержит 23 магнитные Вр-звезды, 4 из которых найдены нами.

Анализ пространственного распределения пекулярных звезд в ассоциации Orion OB1 показал, что звезд распределены практически равномерно, без какой-либо тенденции к сгущению. Большая часть объектов сконцентрирована в центре ассоциации. Показано, что доля пекулярных звезд наименьшая среди самой старой подгруппы ассоциации (a) —  $\sim 8\%$ , и в два раза большая в существенно более молодой (b) —  $\sim 15\%$ . Доля

химически пекулярных звезд среди всех членов спектрального класса В в 2 раза выше, чем доля Ар среди всех А-звезд ассоциации.

В ассоциации насчитывается 23 магнитные звезды, из которых 22 принадлежат к спектральному классу Вр, и одна — Ар-звезда. Семнадцать из них — это звёзды с аномальными линиями гелия.

3. Одна из звезд ассоциации HD 37776 (с усиленными линиями гелия) обладает сильным магнитным полем сложной структуры. Результаты моделирования магнитного поля, проводимые разными авторами, предсказывали наличие сильной линейной поляризации в линиях звезды. На 6-м телескопе нами впервые были проведены наблюдения HD 37776 с анализатором линейной поляризации. Они показали отсутствие ожидаемой линейной поляризации на уровне 0.5% во всех наблюдавшихся фазах периода вращения звезды. Используя указанные данные и результаты наблюдений круговой поляризации, Кочухов и др [14] построили новую модель поля звезды.

Вторая звезда из ассоциации Орион OB1 — это объект с ослабленными линиями HD 35298. Мы провели измерения ее магнитного поля с достаточным покрытием по фазам периода вращения. Изменения продольной компоненты  $B_e$  можно описать гладкой синусоидальной зависимостью с экстремумами от 3 до +3 кГс. Это означает, что, в отличие от предыдущей звезды HD 37776, поле у HD 35298 имеет дипольную структуру. Построена магнитная модель звезды.

4. В рамках международного проекта MiMeS: Magnetism In Massive Stars, посвященного исследованию магнетизма массивных звезд, выполняется комплексное исследование нескольких десятков объектов всеми возможными методами для построения детальных моделей звезд. В рамках сотрудничества Лаборатории исследований звездного магнетизма САО РАН и проекта MiMeS, нами проводилось исследование звезды HD 184927. Построены карты распределения химических элементов и магнитного поля. Показаны, что наблюдения можно объяснить только наличием пятна с аномально высоким содержанием гелия, превышаю-

щим водородное. Размер гелиевого пятна около 90 градусов. Построена модель атмосферы звезды.

Основные результаты работы получены в результате выполнения наблюдений на 6-м телескопе, обработка данных велась по методике, регулярно применяемой в лаборатории исследований звездного магнетизма. Для ряда стандартных звезд получено хорошее согласие с данными, полученными ранее другими авторами, что подтверждает достоверность полученных нами результатов.

Таким образом, нами были проведены наблюдения и исследование достаточно большой выборки горячих химически пекулярных звезд звезд Главной последовательности с целью анализа влияния магнитного поля на эволюцию и физику изучаемых объектов. Для дальнейшего исследования в данном направлении необходимо выполнить наблюдения ряда других группировок разного возраста с найденными в них CP-звездами. Одним из таких кандидатов является скопление в Скорпионе-Центавре.

**Благодарности.** В заключение, автор выражает благодарность своему научному руководителю И.И. Романюку за всестороннюю помощь в выполнении работы, ставшей основой для диссертации. Автор благодарит сотрудников Лаборатории исследований звездного магнетизма САО Семенко Е.А, Кудрявцева Д.О. и Чунтонова Г.А. за помощь в освоении техники и проведении наблюдений на 6-м телескопе, а также за полезное обсуждение результатов. Благодарю также Г.А. Вейда и О. Кочухова за плодотворное сотрудничество в рамках проекта MiMeS, помощь в освоении новых методов анализа звездных спектров и выполнение доплер-земановского картирования звезды HD 184927. Особая благодарность директору САО чл.-корр. РАН Балеге Ю.Ю., администрации и коллективу обсерватории за создание условий для продуктивной работы.

# Список иллюстраций

1.1	Разделение ассоциации Орион OB1 на подгруппы. Рисунок из работы [48] . . . . .	26
2.1	Пример влияния магнитного поля на профиль спектральной линии Fe I 4210.343 Å. Предполагается поле дипольного характера с величиной на полюсе $B_p = 12$ кГс, а ось диполя наклонена под углом $45^\circ$ к оси вращения звезды. Угол наклона оси вращения звезды $i$ составляет $90^\circ$ . Параметры Стокса $I, V, Q, U$ , описывающие поляризованное излучение представлены для двух фаз вращения $\varphi = 0.0$ и $0.66$ . . . . .	32
2.2	Схема анализатора круговой поляризации 6-м телескопа, используемого для измерения магнитных полей CP-звезд. Цифрами отмечены: 1 — поворотная пластинка $\lambda/4$ , 2 — круговая диафрагма, 3 — дихроичный поляризатор, 4 — двойной резатель изображений, 5 — щель спектрографа, 6 — платформа прибора. . . . .	36
2.3	Гистограммы распределения величины $\langle B_e \rangle$ для Ar (a) и Vr звёзд (b). . . . .	57
3.1	Распределения звёзд ассоциации по расстоянию. Верхняя гистограмма для всех звёзд выборки, средняя — для звёзд с $T_{\text{eff}} > 10\,000$ К, нижняя — для звёзд с $T_{\text{eff}} < 10\,000$ К. . . . .	73
3.2	Сравнение расстояний до холодных звезд, проецирующихся на ассоциацию. По горизонтальной оси отложено расстояние до звезд, определенное по параллаксам, по вертикальной оси — по модулю расстояния из работы [8] . . . . .	74

3.3	Сравнение физических параметров пекулярных (верхний ряд) и нормальных звёзд в списке [8]. . . . .	85
3.4	Трёхмерная картина распределения CP-звёзд разных типов. Нижние графики представлены в прямоугольной системе галактических координат с Солнцем в центре системы.	88
4.1	Изменение продольной компоненты магнитного поля звезды HD 37776 . . . . .	97
4.2	Линейная поляризация звезды HD 37776 в линиях Si III . . .	102
4.3	Различные формы линий в ортогонально поляризованных спектрах . . . . .	109
4.4	Магнитное поле HD 35298, измеренное по сдвигам центров тяжести линий в разные фазы вращения. Сплошная кривая — результат аппроксимации данных гармонической функцией методом наименьших квадратов. . . . .	109
4.5	Магнитная кривая, полученная на основе метода линейной регрессии. . . . .	110
4.6	Результат моделирования магнитного поля звезды HD 35298. Сплошная кривая — проекция магнитного поля модели диполя на луч зрения. Квадратики — точки периода вращения, для которых рассчитывалась эта проекция. Параметры диполя указаны в тексте. . . . .	111
4.7	Спектральная переменность линий металлов звезды HD 35298. Сплошная кривая — фаза положительного экстремума магнитного поля, пунктирная — нулевого, штрихпунктирная — минимального экстремума. . . . .	112
4.8	Средний LSD профиль параметра Стокса $V$ (верхний), нуль-спектр (средний) и параметр Стокса $I$ (нижний) звезды HD 184927 от 22 августа 2008. Усы погрешности соответствуют $1\sigma$ -интервалу. Пунктирными линиями показан диапазон интегрирования для измерения продольного магнитного поля. . . . .	117

- 4.9 Магнитное поле, измеренное по ядрам линии  $H\alpha$  (красные точки) и по LSD профилям (черные точки). . . . . 119
- 4.10 Магнитная кривая, полученная с новым значением периода. Для сравнения представлены магнитные поля, полученные в разное время на различных приборах. . . . . 122
- 4.11 Вариации эквивалентных ширин гелиевых линий в спектре HD 184927. . . . . 124
- 4.12 Вариации эквивалентных ширин (верхняя часть графиков) и магнитного поля (нижняя часть графиков) отобранных для анализа спектральных линий. . . . . 126
- 4.13 Динамические спектры отобранных линий. Пунктирные линии соответствуют скорости вращения  $\pm v \sin i$ . . . . . 127
- 4.14 Вариации магнитного поля, полученные по LSD профилям отдельных элементов. . . . . 129
- 4.15 Сравнение синтетического (красный цвет) и наблюдаемого (черный) спектров звезды HD 184927. Спектр В. Подробности см. в тексте. . . . . 133
- 4.16 Сравнение синтетического (красный цвет) и наблюдаемого (черный) спектров звезды HD 184927. Спектр В. Подробности см. в тексте. . . . . 133
- 4.17 Иллюстрация к абзацу про определение скорости вращения. Черным цветом показан наблюдаемый профиль линии Si III  $\lambda 4567$  . . . . . 135
- 4.18 Сравнение наблюдаемых (черный цвет) профилей и синтетических профилей, рассчитанных для атмосферы с гелиевым пятном (синий цвет). Подробности см. в тексте. . . . 136
- 4.19 Сравнение наблюдаемых (черный цвет) и синтетических (красный цвет) профилей  $I$  и  $V$  параметров Стокса линий He I  $\lambda 6678$  и триплета кислорода O I  $\lambda 7772+7774+7775$ . Синие линии – профили, рассчитанные в предположении полностью дипольного поля. . . . . 139

- 4.20 Результат доплер-зеemanовского картирования поверхности звезды HD 184927. **Верхняя половина:** Распределение содержания и магнитного поля, полученное по линии гелия He I  $\lambda 6678$ . **Нижняя половина:** То же, но по линиям триплета кислорода O I  $\lambda 7772+7774+7775$ . Ряды соответствуют распределению: химического элемента по поверхности, а) модуля поверхностного поля, б) радиальной компоненты поля и с) вектора поля. . . . . 141
- 4.21 Сравнение карт распределения радиального поля, полученных по гелию (верхний) и кислороду (нижний). Заштрихованная часть соответствует невидимой наблюдателю области звезды. . . . . 142

# Список таблиц

2.1	Магнитные В-звёзды . . . . .	51
2.1	(Продолжение) . . . . .	52
2.1	(Продолжение) . . . . .	53
2.1	(Продолжение) . . . . .	54
2.1	(Продолжение) . . . . .	55
2.2	Магнитные СР-звёзды, для которых выполнено не менее 8 измерений $B_e$ . . . . .	58
2.2	(Продолжение) . . . . .	59
2.2	(Продолжение) . . . . .	60
2.2	(Продолжение) . . . . .	61
2.2	(Продолжение) . . . . .	62
2.3	Данные о магнитных полях звезд, обнаруженных на 6-м телескопе . . . . .	64
2.3	(Продолжение) . . . . .	65
2.3	(Продолжение) . . . . .	66
2.3	(Продолжение) . . . . .	67
3.1	Модуль расстояния и возраст звёзд в ассоциации по дан- ным Клочковой [10] . . . . .	69
3.2	Модуль расстояния и возраст звёзд в ассоциации по дан- ным Брауна и др. [8] . . . . .	71
3.3	Расстояния до холодных звёзд ассоциации . . . . .	75
3.4	Пространственное распределение и кинематика СР-звёзд в ассоциации Ori OB1 . . . . .	77
3.4	Продолжение . . . . .	78



3.4	Продолжение . . . . .	79
3.4	Продолжение . . . . .	80
3.5	Физические параметры CP-звёзд в ассоциации Орион OB1	80
3.5	Продолжение . . . . .	81
3.5	Продолжение . . . . .	82
3.5	Продолжение . . . . .	83
3.6	Распределение звёзд по температурам в разных подгруппах ассоциации . . . . .	86
3.7	Количество пекулярных звёзд разных типов в подгруппах ассоциации . . . . .	89
3.8	Магнитные звёзды ассоциации . . . . .	91
4.1	Данные о спектрах . . . . .	101
4.2	Содержание химических элементов в звезде HD 35298 из работы Топильской [102] . . . . .	106
4.3	Данные о магнитном поле HD 35298 . . . . .	107
4.4	Данные о спектрах. Спектрополяриметр ESPaDOnS . . . . .	116
4.5	Данные о спектрах. Спектрополяриметр <i>dimaPol</i> . . . . .	118
4.6	Индивидуальные спектральные линии, отобранные для анализа. . . . .	120
4.7	Количество спектральных линий, отобранных для построения масок по отдельным элементам. . . . .	121
4.8	Магнитное поле, измеренное по LSD профилям, маски которых содержали все линии и линии отдельных элементов. В последней колонке представлено магнитное поле, измеренное по ядру линии $H\alpha$ . . . . .	123
4.9	Магнитное поле, измеренное по отдельным спектральным линиям. . . . .	131
4.10	Параметры звезды HD 184927 . . . . .	134
4.11	Доля различных гармоник в структуре магнитного поля. . . . .	139

# Литература

1. Hale G. E. On the Probable Existence of a Magnetic Field in Sun-Spots // *ApJ*. 1908. nov. T. 28. C. 315.
2. Babcock H. W. Zeeman Effect in Stellar Spectra. // *ApJ*. 1947. jan. T. 105. C. 105.
3. Dobler W. Stellar dynamos - theoretical aspects // *Astronomische Nachrichten*. 2005. apr. T. 326. C. 254–264.
4. The mean magnetic field modulus of AP stars / G. Mathys, S. Hubrig, J. D. Landstreet [и др.] // *A&AS*. 1997. jun. T. 123. C. 353–402.
5. Searching for links between magnetic fields and stellar evolution: II. The evolution of magnetic fields as revealed by observations of Ap stars in open clusters and associations / J. D. Landstreet, S. Bagnulo, V. Andretta [и др.] // *A&A*. 2007. aug. T. 470. C. 685–698.
6. Braithwaite J., Nordlund Å. Stable magnetic fields in stellar interiors // *A&A*. 2006. may. T. 450. C. 1077–1095.
7. Романюк И.И., Кудрявцев Д.О. Магнитные поля химически peculiarных звезд. I. Каталог магнитных CP-звезд // *Астрофизический бюллетень*. 2008. apr. T. 63. C. 148–165.
8. Brown A. G. A., de Geus E. J., de Zeeuw P. T. The Orion OB1 association. 1: Stellar content // *A&A*. 1994. sep. T. 289. C. 101–120.

9. Renson P., Manfroid J. Catalogue of Ap, HgMn and Am stars // *A&A*. 2009. may. T. 498. C. 961–966.
10. Klochkova V. G. The Bp-Stars in the ORION-OB1 Association // *Soviet Astronomy Letters*. 1985. jul. T. 11. C. 209–213.
11. Borra E. F., Landstreet J. D. // *ApJ*. 1979. mar. T. 228. C. 809–816.
12. van Leeuwen F. Validation of the new Hipparcos reduction // *A&A*. 2007. nov. T. 474, № 2. C. 653–664.
13. Spectrum and magnetic variations of the remarkable helium-strong star HD 37776 I. Observations and data reduction. / I. I. Romanyuk, V. G. Elkin, D. O. Kudryavtsev [и др.] // *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory*. 1998. T. 45. C. 93–104.
14. The Extraordinary Complex Magnetic Field of the Helium-strong Star HD 37776 / O. Kochukhov, A. Lundin, I. Romanyuk [и др.] // *ApJ*. 2011. jan. T. 726. C. 24.
15. Michaud G. Diffusion Processes in Peculiar a Stars // *ApJ*. 1970. may. T. 160. C. 641.
16. Watson W. D. Element Diffusion and Abundance Anomalies in Metallic a Stars // *ApJ*. 1970. oct. T. 162. C. L45.
17. Vauclair S. Element stratification and macroscopic motions in stellar atmospheres // *AJ*. 1981. mar. T. 86. C. 513–522.
18. Babel J. Detection of calcium abundance stratification in AP stars // *A&A*. 1994. mar. T. 283. C. 189–201.
19. Chemical Stratification in Magnetic Ap Stars / G. A. Wade, T. A. Ryabchikova, S. Bagnulo [и др.] // *Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram* / под ред. G. Mathys, S. K. Solanki,

- D. T. Wickramasinghe. Т. 248 из *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. 2001. С. 373.
20. Kurtz D. W. 12.15 Minute Light Variations in Przybylski's Star, HD 101065 // *Information Bulletin on Variable Stars*. 1978. jun. Т. 1436. С. 1.
  21. Kurtz D. W. Rapidly oscillating AP stars // *MNRAS*. 1982. sep. Т. 200. С. 807–859.
  22. Kurtz D. W., Martinez P. Observing roAp Stars with WET: A Primer // *Baltic Astronomy*. 2000. Т. 9. С. 253–353.
  23. Pulsations in the atmosphere of the rapidly oscillating Ap star 10Aquilae / M. Sachkov, O. Kochukhov, T. Ryabchikova [и др.] // *MNRAS*. 2008. sep. Т. 389. С. 903–918.
  24. Романюк И.И. // *Астрофизические исследования*. 1980. apr. Т. 12. С. 3.
  25. Nesvacil N., Hubrig S., Jehin E. Probable detection of radial magnetic field gradients in the atmospheres of Ap stars // *A&A*. 2004. jul. Т. 422. С. L51–L54.
  26. Поиск радиального градиента магнитного поля CP-звезды  $\alpha^2 CVn$  / И.И. Романюк, Д.О. Панчук, Н.Е. Пискунов [и др.] // *Астрофизический бюллетень*. 2007. jan. Т. 62. С. 32.
  27. Landstreet J. D., Borra E. F. The magnetic field of Sigma Orionis E // *ApJ*. 1978. aug. Т. 224. С. L5–L8.
  28. Magnetic field measurements of helium-strong stars / D. A. Bohlender, J. D. Landstreet, D. N. Brown [и др.] // *ApJ*. 1987. dec. Т. 323. С. 325–337.

29. Magnetic fields and pulsation in B and Be stars / C. Neiner, H. F. Henrichs, A.-M. Hubert [и др.] // *EAS Publications Series* / под ред. J. Arnaud, N. Meunier. Т. 9 из *EAS Publications Series*. 2003. С. 257.
30. Discovery of a strong magnetic field in the rapidly rotating B2Vn star HR 7355 / M. E. Oksala, G. A. Wade, W. L. F. Marcolino [и др.] // *MNRAS*. 2010. jun. Т. 405. С. L51–L55.
31. HR 5907: Discovery of the most rapidly rotating magnetic early B-type star by the MiMeS Collaboration / J. H. Grunhut, T. Rivinius, G. A. Wade [и др.] // *MNRAS*. 2012. jan. Т. 419. С. 1610–1627.
32. Discovery of the magnetic field in the pulsating B star  $\beta$  Cephei / H. F. Henrichs, J. A. de Jong, E. Verdugo [и др.] // *A&A*. 2013. jul. Т. 555. С. A46.
33. Discovery of the first  $\tau$  Sco analogues: HD 66665 and HD 63425 / V. Petit, D. L. Massa, W. L. F. Marcolino [и др.] // *MNRAS*. 2011. mar. Т. 412. С. L45–L49.
34. Borra E. F., Landstreet J. D. The magnetic fields of the AP stars // *ApJS*. 1980. mar. Т. 42. С. 421–445.
35. Borra E. F., Landstreet J. D., Thompson I. The magnetic fields of the helium-weak B stars // *ApJS*. 1983. sep. Т. 53. С. 151–167.
36. Thompson I. B., Brown D. N., Landstreet J. D. The evolution of the magnetic fields of AP stars - Magnetic observations of stars in the Scorpius-Centaurus association // *ApJS*. 1987. may. Т. 64. С. 219–240.
37. Глаголевский Ю.В., Ключкова В.Г., Копылов И.М. Магнитные поля химически пекулярных звезд разного возраста // *Астрономический журнал*. 1987. Т. 64. С. 360.

38. Discovery of a huge magnetic field in the very young star NGC 2244-334 in the Rosette Nebula cluster / S. Bagnulo, H. Hensberge, J. D. Landstreet [и др.] // *A&A*. 2004. mar. T. 416. C. 1149–1158.
39. New magnetic chemically peculiar stars / D. O. Kudryavtsev, I. I. Romanyuk, V. G. Elkin [и др.] // *MNRAS*. 2006. nov. T. 372. C. 1804–1828.
40. Searching for links between magnetic fields and stellar evolution. I. A survey of magnetic fields in open cluster A- and B-type stars with FORS1 / S. Bagnulo, J. D. Landstreet, E. Mason [и др.] // *A&A*. 2006. may. T. 450. C. 777–791.
41. Evolution of magnetic fields in stars across the upper main sequence: I. Catalogue of magnetic field measurements with FORS 1 at the VLT / S. Hubrig, P. North, M. Schöller [и др.] // *Astronomische Nachrichten*. 2006. may. T. 327. C. 289–297.
42. Discovery of two magnetic massive stars in the Orion Nebula Cluster: a clue to the origin of neutron star magnetic fields? / V. Petit, G. A. Wade, L. Drissen [и др.] // *MNRAS*. 2008. jun. T. 387. C. L23–L27.
43. Discovery of a magnetic field in the O9 sub-giant star HD 57682 by the MiMeS Collaboration / J. H. Grunhut, G. A. Wade, W. L. F. Marcolino [и др.] // *MNRAS*. 2009. nov. T. 400. C. L94–L98.
44. Detection of a magnetic field on HD108: clues to extreme magnetic braking and the Of?p phenomenon / F. Martins, J.-F. Donati, W. L. F. Marcolino [и др.] // *MNRAS*. 2010. sep. T. 407. C. 1423–1432.
45. ud-Doula A., Owocki S. P., Townsend R. H. D. Dynamical simulations of magnetically channelled line-driven stellar winds - II. The effects of field-aligned rotation // *MNRAS*. 2008. mar. T. 385. C. 97–108.

46. Romanyuk I. I., Kudryavtsev D. O. Magnetic Field Measurements of CP Stars from Hydrogen Line Cores // *Magnetic Stars. Proceedings of the International Conference* / под ред. D. O. Kudryavtsev, I. I. Romanyuk, A. V. Zyazeva. 2011. С. 104.
47. *Stellar Evolution and Astrophysics*. Armenian Academy of Science, Yerevan, 1947.
48. Warren Jr. W. H., Hesser J. E. A photometric study of the Orion OB 1 association. I - Observational data. // *ApJS*. 1977. jun. T. 34. С. 115–206.
49. Warren Jr. W. H., Hesser J. E. A photometric study of the Orion OB 1 association. 2: Photometric analysis // *ApJS*. 1977. jun. T. 34. С. 207–231.
50. Warren Jr. W. H., Hesser J. E. A photometric study of the Orion OB 1 association. III - Subgroup analyses // *ApJS*. 1978. apr. T. 36. С. 497–572.
51. Blaauw A. The O Associations in the Solar Neighborhood // *ARA&A*. 1964. T. 2. С. 213.
52. The distance to the Orion Nebula / K. M. Menten, M. J. Reid, J. Forbrich [и др.] // *A&A*. 2007. nov. T. 474. С. 515–520.
53. Visual/infrared interferometry of Orion Trapezium stars: preliminary dynamical orbit and aperture synthesis imaging of the  $\Theta^1$  Orionis C system / S. Kraus, Y. Y. Balega, J.-P. Berger [и др.] // *A&A*. 2007. may. T. 466. С. 649–659.
54. Gnedin Yu. N., Natsvlshvili T. M. Magnetic fields in close binary systems // *Stellar Magnetic Fields* / под ред. Yu.V Glagolevskiy, I.I. Romanyuk. 1997. С. 40.

55. А.С. Васильев, А.М. Евзеров, М.В. Лобачев [и др.] // Оптико-механическая промышленность. 1977. Т. 2. С. 31.
56. Панчук В.Е. Препринт САО №154. 2001.
57. Chountonov G. A. New equipment for measuring stellar magnetic fields at the 6 m telescope // Magnetic Stars / под ред. Y. V. Glagolevskij, I. I. Kudryavtsev, I. I. Romanyuk. 2004. oct. С. 286–291.
58. Панчук В.Е., Юшкин М.В., Емельянов Э.В. Препринт САО №121. 2006.
59. Kudryavtsev D. O. Reduction of Echelle and long-slit Zeeman spectra in Midas. // Baltic Astronomy. 2000. Т. 9. С. 649–651.
60. Angel J. R. P., Landstreet J. D. Magnetic Observations of White Dwarfs // ApJ. 1970. jun. Т. 160. С. L147.
61. Водородный магнитометр / В. Г. Штоль, В. Д. Бычков, Н. А. Видульев [и др.] // Астрофизические исследования. 1985. Т. 19. С. 66.
62. Measuring magnetic fields of early-type stars with FORS1 at the VLT / S. Bagnulo, T. Szeifert, G. A. Wade [и др.] // A&A. 2002. jul. Т. 389. С. 191–201.
63. Spectropolarimetric observations of active stars / J.-F. Donati, M. Semel, B. D. Carter [и др.] // MNRAS. 1997. nov. Т. 291. С. 658.
64. Kochukhov O., Makaganiuk V., Piskunov N. Least-squares deconvolution of the stellar intensity and polarization spectra // A&A. 2010. dec. Т. 524. С. A5.
65. Романюк И.И. Магнитные CP-звезды Главной последовательности. I. Методы диагностики магнитных полей // Бюллетень специальной астрофизической обсерватории. 2005. Т. 58. С. 64–89.



66. Romanyuk I. I., Yakunin I. A. Magnetic B-type stars of the main sequence. I. Problem formulation and selection of objects for observations // *Astrophysical Bulletin*. 2012. apr. T. 67. C. 177–206.
67. El'Kin V. G., Kudryavtsev D. O., Romanyuk I. I. Eight New Magnetic Stars with Large Continuum Depressions // *Astronomy Letters*. 2003. jun. T. 29. C. 400–404.
68. Cowling T. G. On the Sun's general magnetic field // *MNRAS*. 1945. T. 105. C. 166.
69. Glagolevskij Y. V. A new list of effective temperatures of chemically peculiar stars. II. // *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory*. 1994. T. 38. C. 152–168.
70. Kochukhov O., Bagnulo S. Evolutionary state of magnetic chemically peculiar stars // *A&A*. 2006. may. T. 450. C. 763–775.
71. Detection of an extraordinarily large magnetic field in the unique ultra-cool Ap star HD 154708 / S. Hubrig, N. Nesvacil, M. Schöller [и др.] // *A&A*. 2005. sep. T. 440. C. L37–L40.
72. The discovery of 8.0-min radial velocity variations in the strongly magnetic cool Ap star HD154708, a new roAp star / D. W. Kurtz, V. G. Elkin, M. S. Cunha [и др.] // *MNRAS*. 2006. oct. T. 372. C. 286–292.
73. Копылов И.М. // *Астрофизические исследования*. 1987. T. 24. C. 44.
74. Klochkova V. G. Study of the physics and evolution of stars at the 6-m BTA telescope // *Astrophysical Bulletin*. 2012. oct. T. 67. C. 385–413.
75. Flower P. J. Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections // *ApJ*. 1996. sep. T. 469. C. 355.

76. Woolf V. M., Lambert D. L. Three Very Young HGMN Stars in the Orion OB1 Association // *ApJ*. 1999. jul. T. 520. C. L55–L58.
77. Heiles C. 9286 Stars: An Agglomeration of Stellar Polarization Catalogs // *AJ*. 2000. feb. T. 119. C. 923–927.
78. Chemically peculiar stars in the orion OB1 association. I. occurrence frequency, spatial distribution, and kinematics / I. I. Romanyuk, E. A. Semenko, I. A. Yakunin [и др.] // *Astrophysical Bulletin*. 2013. jul. T. 68. C. 300–337.
79. A magnetic confinement versus rotation classification of massive-star magnetospheres / V. Petit, S. P. Owocki, G. A. Wade [и др.] // *MNRAS*. 2013. feb. T. 429. C. 398–422.
80. Crawford D. L. Two-Dimensional Spectral Classification by Narrow-Band Photometry for B Stars in Clusters and Associations. // *ApJ*. 1958. sep. T. 128. C. 185.
81. McNamara D. H., Larsson H. J. Axial Rotation of Orion Stars of Spectral Type B0-B3. // *ApJ*. 1962. may. T. 135. C. 748.
82. The very strong magnetic field of the He-rich star HD 37776 / I. I. Romanyuk, V. G. Elkin, G. A. Wade [и др.] // *IAU Symposium*. T. 176 из *IAU Symposium*. 1995. C. 153P.
83. Nissen P. E. Evidence of helium abundance differences between young groups of stars // *A&A*. 1976. aug. T. 50. C. 343–352.
84. Pedersen H., Thomsen B. Spectrum and photometric variability of He-weak and He-strong stars // *A&AS*. 1977. oct. T. 30. C. 11–25.
85. Adelman S. J. UVBY photometry of the magnetic chemically peculiar stars HD 37776, HR 2258, HR 6958, and 108 Aquarii // *A&AS*. 1997. oct. T. 125. C. 65–70.

86. Pedersen H. Spectrum variability of He weak and He strong stars // A&AS. 1979. mar. T. 35. C. 313–323.
87. Walborn N. R. Periodic spectrum variations in helium-rich stars // PASP. 1982. apr. T. 94. C. 322–327.
88. Thompson I. B., Landstreet J. D. The extraordinary magnetic variation of the helium-strong star HD 37776 - A quadrupole field configuration // ApJL. 1985. feb. T. 289. C. L9–L13.
89. The extremely rapid rotational braking of the magnetic helium-strong star HD 37776 / Z. Mikulášek, J. Krtička, G. W. Henry [и др.] // A&A. 2008. jul. T. 485. C. 585–597.
90. Bohlender D. A., Landstreet J. D. The Magnetic Field Geometry of the Helium-Strong Star HD 37776 // Bulletin of the American Astronomical Society. T. 21 из *Bulletin of the American Astronomical Society*. 1989. sep. C. 1198.
91. Bohlender D. A. Observations of magnetic fields in B stars. // Pulsation; Rotation; and Mass Loss in Early-Type Stars / под ред. L. A. Balona, H. F. Henrichs, J. M. Le Contel. T. 162 из *IAU Symposium*. 1994. C. 155–166.
92. Doppler-Zeeman Mapping of the Rapidly Rotating Magnetic CP Star HD37776 / V. L. Khokhlova, D. V. Vasilchenko, V. V. Stepanov [и др.] // Astronomy Letters. 2000. mar. T. 26. C. 177–191.
93. Romanyuk I. I., El'Kin V. G., Shtol' V. G. Observation of four Stokes parameters in the continuum of He-rich star HD 37776 // Physics and Evolution of Stars: Stellar Magnetism / под ред. Y. V. Glagolevskij, I. I. Romanyuk. 1992. C. 57.
94. Piskunov N., Kochukhov O. Doppler Imaging of stellar magnetic fields. I. Techniques // A&A. 2002. jan. T. 381. C. 736–756.

95. Borra E. F. Decaying stellar magnetic fields, magnetic braking - Evidence from magnetic observations in Orion OB1 // *ApJ*. 1981. oct. T. 249. C. L39–L42.
96. Sharpless S. A Study of the Orion Aggregate of Early-Type Stars. // *ApJ*. 1952. sep. T. 116. C. 251.
97. Bernacca P. L., Ciatti F. A search for He-weak stars in very young clusters. // *A&A*. 1972. jul. T. 19. C. 482–487.
98. North P. The rotation of AP stars // *A&A*. 1984. dec. T. 141. C. 328–340.
99. Adelman S. J., Rice R. H. UVBY photometry of the mCP stars HD 35298, 19 Lyrae, HD 192678, and HR 8216 // *A&AS*. 1999. apr. T. 136. C. 111–115.
100. Клочкова В.Г. Поиск радиального градиента магнитного поля CP-звезды  $\alpha^2 CVn$  // *Письма в АЖ*. 1975. T. 11. C. 502.
101. Glagolevskij Y. V. Magnetic-field dependence of chemical anomalies in CP stars // *Astrophysical Bulletin*. 2007. sep. T. 62. C. 244–256.
102. Topil'Skaya G. P. Evolutionary status and chemical composition of the atmospheres of He-weak stars. // *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory*. 1993. T. 36. C. 52–71.
103. Moon T. T., Dworetzky M. M. Grids for the determination of effective temperature and surface gravity of B, A and F stars using uvby-beta photometry // *MNRAS*. 1985. nov. T. 217. C. 305–315.
104. Bond H. E. New Peculiar Stars Noted on Objective-Prism Plates // *PASP*. 1970. apr. T. 82. C. 321.
105. Walborn N. R. New helium spectrum variable and a new helium-rich star. // *PASP*. 1975. aug. T. 87. C. 613–616.

106. Bond H. E., Levato H. The helium-variable star HD 184927. // Publications of the Astronomical Society of the Pacific. 1976. dec. T. 88. C. 905–910.
107. Levato H., Malaroda S. Rotational Velocities of Some B Stars // PASP. 1970. jun. T. 82. C. 741.
108. The magnetic field and helium variation of the helium-strong star HD 184927 / G. A. Wade, D. A. Bohlender, D. N. Brown [и др.] // A&A. 1997. apr. T. 320. C. 172–176.
109. Higginbotham N. A., Lee P. A fine analysis of the helium-rich star HD 184927 // A&A. 1974. jul. T. 333. C. 277–288.
110. Magnetospheres and winds of the helium strong stars: Dependence on rotation / P. K. Barker, D. N. Brown, C. T. Bolton [и др.] // NASA Conference Publication / под ред. Y. Kondo. Т. 2338 из *NASA Conference Publication*. 1982. C. 589–592.
111. Stokes IQUV magnetic Doppler imaging of Ap stars - I. ESPaDOnS and NARVAL observations / J. Silvester, G. A. Wade, O. Kochukhov [и др.] // MNRAS. 2012. oct. T. 426. C. 1003–1030.
112. An Inexpensive Liquid Crystal Spectropolarimeter for the Dominion Astrophysical Observatory Plaskett Telescope / D. Monin, D. Bohlender, T. Hardy [и др.] // Publications of the Astronomical Society of the Pacific. 2012. apr. T. 124, № 914. C. 329–342.
113. High-precision magnetic field measurements of Ap and Bp stars / G. A. Wade, J.-F. Donati, J. D. Landstreet [и др.] // MNRAS. 2000. apr. T. 313. C. 851–867.
114. Hubeny I., Lanz T. Non-LTE line-blanketed model atmospheres of hot stars. 1: Hybrid complete linearization/accelerated lambda iteration method // ApJ. 1995. feb. T. 439. C. 875–904.

115. Grevesse N. The solar abundance of Oxygen // Communications in Asteroseismology. 2009. jul. T. 158. C. 151.
116. Lanz T., Hubeny I. A Grid of NLTE Line-blanketed Model Atmospheres of Early B-Type Stars // ApJS. 2007. mar. T. 169. C. 83–104.
117. Magnetic field topology of the RS CVn star II Pegasi / O. Kochukhov, M. J. Mantere, T. Hackman [и др.] // A&A. 2013. feb. T. 550. C. A84.
118. Line-by-line opacity stellar model atmospheres / D. Shulyak, V. Tsymbal, T. A. Ryabchikova [и др.] // A&A. 2004. dec. T. 428. C. 993–1000.
119. Kupka F., Ryabchikova T. A. VALD - The Vienna Atomic Line Database: A Survey // Publications de l'Observatoire Astronomique de Beograd. 1999. nov. T. 65. C. 223.
120. Sitnova T. M., Mashonkina L. I., Ryabchikova T. A. Influence of departures from LTE on oxygen abundance determination in the atmospheres of A-K stars // Astronomy Letters. 2013. feb. T. 39, № 2. C. 126–140.
121. The surprising magnetic topology of  $\tau$  Sco: fossil remnant or dynamo output? / J.-F. Donati, I. D. Howarth, M. M. Jardine [и др.] // MNRAS. 2006. aug. T. 370, № 2. C. 629–644.