

Казахский национальный университет имени аль-Фараби

УДК 524.5 (043)

На правах рукописи

ДЕМЕСИНОВА АЙЗАТ МЫРЗАТАЕВНА

**Физические характеристики звезд Галактики и влияние межзвездной
среды на их эволюцию**

6D061100 – Физика и астрономия

Диссертация на соискание степени
доктора философии (PhD)

Научный руководитель:
к.ф.-м.н., ст. преподаватель
Алимгазинова Назгуль Шакаримовна

Зарубежный научный руководитель:
Ющенко Александр Владимирович
к.ф.-м.н., профессор
Astrocamp Contents Research Institute
Корея г. Сеул

Республика Казахстан

Алматы, 2023

СОДЕРЖАНИЕ

СПИСОК ОБОЗНАЧЕНИЙ И СОКРАЩЕНИЙ	4
ВВЕДЕНИЕ	5
1 МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЯ ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕР	
1.1. Модели звездных атмосфер	11
1.2. Основные параметры	14
1.2.1 Эффективная температура T_{eff}	14
1.2.2 Ускорение силы тяжести на поверхности $\log g$	16
1.2.3. Скорость микротурбулентности v_{micro}	17
1.3 Спектры звездных атмосфер	18
1.3.1 Линии поглощения	18
1.3.2 Химический состав	19
1.4 Теоретические сведения о нуклеосинтезе и эволюции звезд	24
1.5 Литературный обзор по исследованиям звездных атмосфер	27
1.5.1 Бариевые звезды	27
1.5.1.1 Звезда HD204075	29
1.5.1.2 Анализ опубликованных данных	29
1.5.2 Звезды типа δ Scuti	31
1.5.2.1 Переменная звезда V1719 Cyg	32
1.5.2.2 Анализ опубликованных данных	33
1.5.3 Звезда HD47536	34
1.5.3.1 Анализ опубликованных данных	34
1.5.4 Литературный обзор по исследованиям аккреции межзвездного вещества	37
2 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ БАРИЕВОЙ ЗВЕЗДЫ HD204075	40
2.1 Спектр звезды HD204075 и анализ содержания химических элементов в ее атмосфере	40
2.2 Анализ химического состава атмосферы HD204075	46
3 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ ЗВЕЗДЫ ТИПА δ SCUTI: V1719 CYG	49
3.1 Спектр звезды V1719 Cyg	49
3.2 Анализ химического состава атмосферы V1719 Cyg	52
4 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ ГИГАНТА ГАЛО С ПЛАНЕТАМИ HD47536	59
4.1 Спектры звезды HD47536	59
4.2 Параметры атмосферы HD47536	60
4.3 Химический состав атмосферы HD47536	63
4.2 Исследование связи между распространенностью химических элементов и их физическими свойствами в атмосфере HD47536	66
4.2.1 Второй потенциал ионизации (SIP)	66
4.2.2 Температура конденсации	67
4.5 Взаимодействие нескольких механизмов образования аномалий химического состава	70

5 ПРИЗНАКИ АККРЕЦИИ ВЕЩЕСТВА ИЗ МЕЖЗВЕЗДНОЙ СРЕДЫ В АТМОСФЕРАХ F-K ЗВЕЗД	74
ЗАКЛЮЧЕНИЕ	84
СПИСОК ИСПОЛЬЗОВАННЫХ ИСТОЧНИКОВ	86
ПРИЛОЖЕНИЕ А – Линии поглощения химических элементов в спектрах V1719 Cyg и HD47536	96

СПИСОК ОБОЗНАЧЕНИЙ И СОКРАЩЕНИЙ

L_{\odot}	—	светимость Солнца, равная $3.827 \cdot 10^{26}$ Вт
M_{\odot} (m_{\odot})	—	масса Солнца, равная $1.99 \cdot 10^{30}$ кг
R_{\odot}	—	радиус Солнца, равный 696 340 км
M_v	—	абсолютная звездная величина (m)
T_{eff}	—	эффективная температура (К)
v_{micro}	—	микротурбулентная скорость (км /с)
$\log g$	—	логарифм ускорения силы тяжести (g в см /с ²)
$[X/H]$	—	относительное (относительно Солнца) содержание химического элемента X
$[Fe/H]$	—	показатель металличности (dex)
dex	—	единица измерения металличности, сокращение от «десятичной экспоненты»
W_{λ}	—	эквивалентная ширина спектральной линии (mÅ)
λ	—	длина волны спектральной линии (Å)
DCEP	—	классические цефеиды, фундаментальные пульсаторы
DCEPS	—	короткопериодические цефеиды, пульсирующие в первом или втором оберitone (s-цефеиды)
JD	—	юлианская дата
MJD	—	модифицированная юлианская дата
ГП	—	главная последовательность
ЛТР	—	локальное термодинамическое равновесие
χ	—	потенциал ионизации
SIP	—	второй потенциал ионизации (second ionization potential)
АВГ	—	асимптотическая ветвь гигантов (asymptotic giant branch)

ВВЕДЕНИЕ

Общая характеристика работы

Исследования звездных атмосфер являются на сегодняшний день одним из основных методов изучения строения и эволюции звезд, определения их фундаментальных параметров. В то же время, решение глобальных космологических проблем практически невозможно без ясного понимания физических механизмов и законов, приводящих к столь широкому разнообразию условий в атмосферах звезд. Последние десятилетия стали временем быстрого прогресса как наблюдательных возможностей астрофизики, так и вычислительных мощностей. Это позволило перевести на новую ступень понимание как строения и эволюции звезд, так и Вселенной в целом. В частности, стали доступны спектральные наблюдения с высоким разрешением для звезд не только нашей Галактики, но и ее ближайших соседей.

Исследования химического состава небесных объектов были начаты в конце девятнадцатого века. Изучение звездных атмосфер привело к возможности количественного анализа спектральных наблюдений. В середине XX века было подтверждено, что для большинства звезд Галактики характерен химический состав их поверхностных слоев – атмосфер, близкий к химическому составу Солнца, который в настоящее время считается стандартным. Также было обнаружено существование аномалий химического состава в некоторых группах звезд, природа части из них все еще остается неизвестной.

На кривой распространенности химических элементов выделяются два наиболее легких элемента: водород и гелий, которые было принято считать возможным результатом процессов на первых этапах эволюции горячей Вселенной. Эти два элемента составляют около 98% всего вещества. Доля всех более тяжелых элементов, которые в астрофизике принято называть металлами, не превышает 2% массы. Элементы с атомными номерами до $Z=26$ были созданы в недрах звезд различных масс в процессе реакций термоядерного синтеза. Из этих элементов, образованных звездных недрах, можно выделить кислород и углерод, которые составляют около половины массы всех металлов. Особое место в эволюции звезд занимает железо, элемент с наибольшей энергией связи на нуклон, и поэтому наиболее устойчивый. Все остальные элементы первой по содержанию десятки образуются в основном в ходе эволюции звезд умеренных и больших масс.

Следует отметить особую роль гелия в понимании эволюции Вселенной. Еще в середине XX века, когда было осознано, что основным источником энергии звезд может быть превращение водорода в гелий, были предприняты попытки поиска энергии, высвобождающейся в этом процессе в виде коротковолнового излучения. Соответствующего фонового излучения найдено не было, что послужило основой для возникновения теории горячей Вселенной, в которой большая часть гелия должна быть образована не в звездах, а на горячей фазе эволюции Вселенной, и лишь малая часть гелия – во время последующей эволюции звезд. Открытие фонового микроволнового излучения, первоначально сделанное в 1955 году Шмаоновым [1] и позднее переоткрытое в 1965 году

Пензиасом и Уилсоном [2], было проинтерпретировано как фоновое излучение от горячей Вселенной, ранее предсказанное в 1946 году Гамовым [3] и в 1948 году Альфером и др. [4]. Наряду с интерпретацией красного смещения в спектрах внегалактических объектов, открытого в 1917 году Слайфером [5] и описанного в 1929 году Хабблом [6], как следствия эффекта Доплера, это послужило основой для развития теории расширяющейся Вселенной.

Основополагающее значение для современной теории химической эволюции вещества во Вселенной имеют работы Хаяши [7], Бербидж и др. [8], Фаулера [9] и Хойла [10], опубликованные во второй трети XX века. Еще в 1950 году Хаяши показал возможность того, что в ходе первых, дозвездных стадий эволюции в рамках модели горячей Вселенной около 70% всего вещества превращается в водород, а около 30% - в гелий. Доля более тяжелых элементов, созданных на этом этапе эволюции, исчезающе мала. В 1970 году Фаулер и в 1975 году Хойл отметили, что плотность энергии фонового микроволнового излучения совпадает с плотностью энергии, которая могла быть произведена в звездах в результате генерации всего гелия из водорода и не была обнаружена в 1950-х годах. Но к семидесятым годам двадцатого столетия теория горячей Вселенной уже была достаточно развита и, поскольку Фаулер и Хойл не смогли предложить физического механизма, который мог бы преобразовать эту энергию из коротковолновых квантов в кванты микроволнового излучения за время, сравнимое с десятью миллиардами лет – возрастом горячей Вселенной, это совпадение было признано случайным.

Поэтому теория синтеза элементов в звездах, предложенная Бербидж и др. , Фаулером и Хойлом продолжала развиваться в рамках теории горячей Вселенной и стала основой современной теории звездной эволюции. В 1998 году Бербидж и Хойл [11] начали разрабатывать новый вариант теории синтеза химических элементов, в которой характерные времена эволюции звезд намного превышают сто миллиардов лет.

Согласно принятой сейчас стандартной теории нуклеосинтеза все элементы тяжелее гелия были образованы в ходе эволюции массивных звезд с короткими временами жизни и выбрасывались в межзвездную среду в результате взрывов сверхновых звезд. Химические элементы с атомными номерами $Z=29$ и более образуются в основном в результате двух ядерных процессов: r-процесс (сокращение от английского rapid - быстрый) , s-процесс (сокращение от английского slow – медленный). Сутью обоих процессов является захват нейтронов ядрами, которые называют зародышевыми. При каждом захвате атомный номер зародышевого ядра увеличивается на единицу. Если поток нейтронов слаб, как это происходит в s-процессе, то вновь образованные ядра нестабильных изотопов успевают распасться до присоединения следующего нейтрона. В случае сильного потока нейтронов, то есть r-процесса, нестабильные изотопы успевают поглотить следующий нейтрон и образовать изотоп следующего более тяжелого элемента.

Характерное время протекания r-процесса – от десятков секунд до нескольких минут, наиболее вероятное место протекания – взрывы сверхновых звезд.

Временная шкала протекания s-процесса - от нескольких лет до нескольких тысяч лет, местом протекания могут быть ядра красных гигантов (Камерон [12]).

Актуальность темы

Определение содержания химических элементов в звездных атмосферах является одной из важнейших задач исследования Вселенной. Получаемые результаты позволяют исследовать эволюцию как звезд, так и систем, образованных звездами – звездных скоплений и галактик.

Химический состав звездных атмосфер подвержен влиянию околозвездных оболочек. Характерными примерами являются бариевые звезды, звезды, имеющие планетные системы, и звезды с пылевыми дисками. В перечисленных случаях кривые распространенности химических элементов существенно отличаются от аналогичных кривых для одиночных звезд [13].

Атмосферы большинства звезд имеют близкий к солнечному химический состав. Только несколько процентов звезд показывают значительные аномалии в содержании элементов. На главной последовательности это так называемые металлические звезды (Am), магнитные пекулярные звезды (Ap), ртутно-марганцевые (HgMn) звезды и другие. Переходя к красным гигантам, мы обнаруживаем значительное количество звезд с аномалиями химического состава. Обнаружению аномалий способствует наличие у этих звезд богатых спектральными линиями и поэтому очень информативных спектров.

Исследование аномалий химического состава в атмосферах гигантов представляет интерес, поскольку в их атмосферах часто непосредственно наблюдаются продукты (термо)ядерного синтеза. Особое место среди пекулярных красных гигантов занимают так называемые бариевые звезды (BaII) – пекулярные G-K гиганты. Избыток углерода и элементов s-процесса, а также двойственность по меньшей мере большей части из них, являющиеся характерной чертой также среди других типов холодных пекулярных звезд, возможно указывает на эволюционную взаимосвязь. С другой стороны, относительно высокие эффективные температуры, а, следовательно, менее сложные спектры, позволяют с некоторой модификацией применять общепринятую методику определения содержания элементов и параметров атмосфер на основе спектров с высокой дисперсией. Поэтому, исследования аномалий химического состава BaII звезд представляет значительный интерес как для теории эволюции звезд, так и для теории нуклеосинтеза.

В данной диссертации два красных гиганта и одна звезда типа δ Щита. Первый объект – бариевая звезда HD204075, которая является пекулярным красным гигантом, имеющим повышенное содержание бария, избыток углерода и элементов s-процесса. Большая часть бариевых звезд являются компаньонами двойных звездных систем, что характерно и для многих других типов холодных пекулярных звезд и, возможно, может быть объяснено особенностями эволюции двойных звезд.

Второй объект – V1719 Cyg. Особое место в звездной астрофизике по праву занимают переменные звезды, обладающие аномалиями содержания химических элементов в атмосферах, в частности пульсирующие звезды типа δ Щита (δ Scuti). Их светимости, радиусы и температуры меняются из-за радиальных и

нерадиальных пульсаций. Периоды относительно стабильны на многолетней временной шкале, но могут наблюдаться вариации амплитуды.

Третьим объектом является принадлежащий гало или промежуточному населению Галактики гигант HD47536. Это одиночная звезда с планетами в созвездии Большого Пса на расстоянии приблизительно 400 световых лет (около 123 парсеков) от Солнца.

Была исследована также группа из 1149 звезд F, G и K класса светимости III в Местном регионе. Исследование этих звезд может способствовать пониманию механизма передачи энергии в звездах спектральных классов В-К.

Таким образом в данной диссертации были исследованы бариевая звезда, звезда типа δ Щита, К-гигант гало или промежуточного населения Галактики и группа F-K звезд III класса светимости в Местном регионе [14, 15].

Целью настоящей работы является изучение аномалий содержания химических элементов в атмосферах, определение физических параметров и уточнение эволюционного статуса различного типа звезд Галактики.

Объекты исследования: бариевая звезда ζ Козерога (HD204075), звезда типа δ Щита – V1719 Cyg, гигант гало с планетами HD47536.

Предмет исследования: параметры атмосфер и химический состав звезд различных спектральных классов.

Методы исследования

В диссертационной работе были использованы высокодисперсионные спектры с высоким отношением сигнал/шум. Эффективные температуры T_{eff} , ускорения силы тяжести на поверхности $\log g$ и микротурбулентные скорости v_{micro} были вычислены при помощи метода, предложенного Ющенко и др. [16], основанного на анализе содержаний железа, вычисленных по линиям нейтрального и ионизованного железа на сетке моделей атмосфер. Для вычисления химического состава атмосфер использовался метод синтетического спектра.

Задачи исследования

1 Обзор современных исследований звезд с аномалиями содержания химических элементов в атмосферах, анализ современных методов и алгоритмов исследований звездных атмосфер, поиск основной информации по исследуемым объектам.

2 Первоначальная обработка спектров высокого разрешения с использованием стандартного пакета IRAF, анализ спектров и разработка программных кодов для проведения расчетов.

3 Определение физических параметров исследуемых звезд (T_{eff} , $\log g$, v_{micro}) методом моделирования звездных атмосфер, идентификация спектральных линий и определение содержания химических элементов ($\log N$, $[\text{Fe}/\text{H}]$) в их атмосферах методом синтетического спектра. Определение эволюционного статуса звезд.

4 Поиски признаков аккреции вещества из межзвездной среды в атмосферах исследуемых звезд.

Личный вклад соискателя

Обработка и анализ спектральных наблюдений, обобщение данных, основные расчеты фундаментальных параметров (T_{eff} , $\log g$, v_{micro} и $[\text{Fe}/\text{H}]$) звезды ζ Козерога (HD204075), звезды типа δ Щита – V1719 Cyg, гиганта гало с планетами HD47536 и анализ литературных данных по содержаниям химических элементов в атмосферах 1149 F-K-гигантов в окрестности Солнца были выполнены соискателем совместно с соавторами. Постановка задач и обсуждение полученных результатов проводились совместно с научными консультантами.

Апробация работы

Результаты диссертационной работы докладывались и обсуждались:

По материалам диссертационной работы опубликовано 3 печатных работы, в том числе 3 – в иностранных изданиях.

Статьи в высокорейтинговых журналах, включенных в базу данных Thomson Reuters и международную научную базу данных Scopus:

1. Yeuncheol Jeong, Alexander Yushchenko, Vira Gopka, Volodymyr Yushchenko, Pakakaew Rittipruk, Kyung Sook Jeong, Aizat Demessinova. The Barium Star HD204075: Iron Abundance and the Absence of Evidence for Accretion// Journal of Astronomy and Space Sciences, 2019. – Vol. 36(3). - PP. 105-114, Quartile: Q3. DOI: <https://doi.org/10.5140/JASS.2019.36.3.105>

2. Alexander Yushchenko, Chulhee Kim, Yeuncheol Jeong, Dmytry N. Doikov, Volodymyr Yushchenko, Sergii V. Khrapatyi, Aizat Demessinova. The Chemical Composition of V1719 Cyg: δ Scuti Type Star without the Accretion of Interstellar Matter // Journal of Astronomy and Space Sciences. – Vol. 37(3), P. 157-163, 2020. Quartile: Q3. DOI: <https://doi.org/10.5140/JASS.2020.37.3.157>

3. Alexander Yushchenko, Seunghyun Kim, Yeuncheol Jeong, Aizat Demessinova, Volodymyr Yushchenko, Dmytry N. Doikov, Vira Gopka, Kyung Sook Jeong, Pakakaew Rittipruk. The Possible Signs of Hydrogen and Helium Accretion from Interstellar Medium on the Atmospheres of F-K Giants in the Local Region of the Galaxy // Journal of Astronomy and Space Sciences. – Vol. 38(3), P. 175–183 (2021) Quartile: Q3. DOI: <https://doi.org/10.5140/JASS.2021.38.3.175>

Основные положения, выносимые на защиту

1 Аномалии содержания химических элементов в атмосфере молодой бариевой звезды HD204075 с параметрами $T_{\text{eff}} = 5300 \pm 50$ K, $\log g = 1.82 \pm 0.15$, $v_{\text{micro}} = 2.52 \pm 0.10$ км/с, $\log N(\text{Fe}) = 7.32 \pm 0.06$ обусловлены аккрецией вещества, переработанного проэволюционировавшим двойным компаньоном.

2 Атмосфера переменной звезды V1719 Cyg с химическим составом из 28 элементов не подвергалась аккреции водорода и гелия из межзвездной среды.

3 Атмосфера звезды HD47536 содержит 38 химических элементов, обилие которых обусловлено реакциями обмена зарядами, происходящими вследствие аккреции вещества из межзвездной среды.

Научная новизна работы

Можно выделить следующие новые научные результаты диссертационной работы:

1 Бариевая звезда HD204075 (ζ Cap). Впервые методом моделирования звездных атмосфер определены параметры атмосферы бариевой звезды: $T_{\text{eff}} = 5300 \pm 50$ К, $\log g = 1.82 \pm 0.15$, $v_{\text{micro}} = 2.52 \pm 0.10$ км/с, $\log N(\text{Fe}) = 7.32 \pm 0.06$. Впервые для звезды доказано отсутствие корреляций между относительными содержаниями химических элементов и их потенциалами второй ионизации, которое в свою очередь свидетельствует о том, что аномалия содержания химических элементов в её атмосфере существует из-за аккреции вещества, переработанного проэволюционировавшим двойным компаньоном.

2 Звезда типа δ Щита: V1719 Cyg. Впервые методом синтетического спектра найдено содержание 28 химических элементов в атмосфере этой звезды. Впервые показано, что относительные содержания химических элементов с атомными номерами $Z > 30$ повышены по отношению к относительному содержанию железа в атмосфере звезды. Впервые доказано отсутствие аккреции межзвездного газа, в основном водорода и гелия, в атмосферу звезды.

3 Гигант гало с планетами HD47536. Впервые методом синтетического спектра найдено содержание 38 химических элементов. Впервые найдены корреляции между относительными содержаниями этих элементов с потенциалами второй ионизации и температурами конденсации. Впервые объяснена распространенность химических элементов в атмосфере звезды как результат влияния аккреции межзвездного водорода в атмосферу звезды и разделения пыли и газа в околозвездной оболочке.

Для всех исследуемых звезд исследованы линии поглощения железа в атмосфере звезды, определено содержание железа и показатель металличности и уточнен эволюционный статус.

4 Для 1149 звезд ветви гигантов спектральных классов F-K в окрестностях Солнца впервые исследованы корреляции ранее опубликованных относительных содержаний химических элементов в их атмосферах от потенциалов второй ионизации этих элементов. Обнаружено различие этих коэффициентов корреляции для звезд с конвективным и радиативным переносом энергии в атмосферах.

Связь темы диссертации с планами научных работ

Диссертационная работа выполнена в соответствии с планом научно-исследовательских работ в рамках Программ МНВО РК фундаментальных исследований грантового финансирования молодых ученых по проекту «Жас ғалым», ИРН AP14972694 «Влияние межзвездной среды и околозвездных оболочек на эволюцию звезд».

Структура и объем диссертации

Диссертация состоит из введения, 5 глав, заключения, списка используемых источников и приложения. Общий объем диссертации: 110 страниц, из них 90 страниц текста, 31 рисунок, приведены 14 формул, 7 таблиц, библиография содержит 151 наименование. Приложение состоит из 15 страниц.

1 МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЯ ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕР

1.1 Модели звездных атмосфер

Область звезды, в которой формируется линейчатый спектр, называется её атмосферой. Более глубокие слои звезды, достаточно непрозрачные для беспрепятственного выхода фотонов во внешние слои, называются фотосферой. Спектральные и фотометрические наблюдения звезд регистрируют излучение звезды, выходящее из атмосферы, поэтому возникает необходимость описания процесса взаимодействия излучения и вещества атмосферы, что позволяет проводить интерпретацию результатов спектральных и фотометрических наблюдений, являющихся следствием микро- и макроскопических явлений, происходящих в наружных слоях звезды. Модели звездных атмосфер позволяют добиться понимания упомянутых явлений и сравнить построенную модель с наблюдательными данными.

Модель атмосферы звезды - это зависимость основных параметров, характеризующих состояние вещества и излучения во внешних слоях звезды (температура, давление и др.) от геометрической глубины (для одномерных моделей), которая возрастает от некоторого нулевого уровня по направлению к центру звезды. Модели атмосфер – это одна из связей между астрофизикой и физикой плазмы, которая позволяет перейти от измеряемых в наблюдениях параметров к объяснению физических процессов, проходящих как в атмосфере звезды, так и в более глубоких слоях, расположенных ниже фотосферы. Модель атмосферы представляет собой одно из краевых условий для построения и тестирования моделей внутреннего строения звезд и их эволюции. Модели атмосфер являются уникальным методом количественного определения химического состава поверхностных слоев звезд различных типов - от находящихся на грани гравитационного коллапса атмосфер нейтронных звезд и белых карликов до разлетающихся со скоростями в тысячи километров в секунду оболочек новых и сверхновых звезд. Это дает возможность построения теории происхождения и эволюции химических элементов в Галактике, что определяет строение и эволюцию Вселенной [17].

Для того, чтобы построить модель атмосферы, необходимо создать физическую и математическую модель, описывающую строение звездной атмосферы и выходящее из нее излучение. Первые исследования моделей атмосферы были опубликованы Шварцшильдом [18] и Шустером [19] в начале двадцатого века. В 1921 году Милн [20] пришел к необходимости численного решения основных уравнений. Первые, тогда еще аналитические, модели звездных атмосфер были разработаны в 1917-1929 годах Эддингтоном [21-23]. Среди многочисленных дальнейших исследований следует упомянуть включение источников непрозрачности в континууме и поглощения в наиболее сильных спектральных линиях, проведенное Карбоном и Гингеричем [24] и развитое Михаласом [25, 26]. Дальнейшее усовершенствование проходило путем введения покровного эффекта Стромом и Куруцем с 1966 по 1970 гг. [27, 28] и учета отклонения от ЛТР (локального термодинамического равновесия) в работах Михаласа и Ауэра [29]. Каждый этап развития теории звездных

атмосфер был следствием развития представлений о механизме переноса энергии во внешних оболочках звезды и быстрым развитием вычислительной техники. Построение модели звездной атмосферы является экстремально сложной задачей, что приводит к необходимости введения некоторых предположений и допущений. Это позволяет с достаточной степенью точности описать континуум и линии поглощения для большинства звезд.

Для упрощения построения моделей звездных атмосфер, обычно используются перечисленные ниже предположения. Для каждого предположения можно указать различные степени упрощения.

1 Толщина атмосферы намного меньше радиуса звезды, что делает допустимым плоскопараллельное приближение. В этом случае все физические переменные зависят только от глубины в атмосфере.

Это допущение неприменимо для сверхгигантов, для которых приходится строить сферические модели атмосфер.

2 Для плазмы в атмосфере звезды допустимо принятие гипотезы о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР), что позволяет описать распределение атомов по связанным и свободным состояниям, как функцию двух термодинамических величин (например температуры и давления) в каждой точке атмосферы.

Это допущение не позволяет с высокой точностью описывать атмосферы горячих звезд и движущиеся атмосферы.

3. Выполняется условие лучистого равновесия. Суммарный поток с поверхности звезды может быть описан формулой $F = \sigma_B T_{\text{eff}}^4$, где σ_B – постоянная Стефана-Больцмана [30].

4. Справедливо условие гидростатического равновесия, то есть в атмосфере звезды отсутствуют крупномасштабные ускорения, сравнимые с ускорением силы тяжести. Ускорение свободного падения g принимается постоянным в силу того, что атмосфера тонка.

Принятие этого допущения приводит к необходимости введения дополнительных параметров для согласования наблюдательных данных с рассчитанными потоками, а именно скоростей микро- и макротурбулентных движений.

5. Не учитывается влияние тонкой структуры - грануляция, пятна, протуберанцы и др., то есть принимается допущение об однородности в горизонтальном направлении.

Отказ от этого и предыдущего допущений приводит к вычислениям трехмерных моделей атмосфер, позволяющих моделировать микротурбулентные скорости и грануляцию.

6. Химическое содержание элементов неизменно по всей протяженности атмосферы.

В некоторых типах звезд необходимо вводить стратификацию химических элементов, то есть неоднородное их распределение по глубине в атмосфере.

7. Магнитные поля и связанные с ними эффекты игнорируются.

Это допущение справедливо только для звезд со слабыми магнитными полями. В противном случае необходимо учитывать влияние магнитных полей.

Построение модели атмосферы для конкретной звезды является итерационным процессом определения основных параметров, являющихся решениями модельных уравнений. Для каждой глубины в атмосфере или для каждой точки в трехмерной модели находятся температура, давление, концентрации, непрозрачности и определяется поле излучения, то есть проводится интегрирование моментов уравнения переноса. Решение сильно усложняется тем, что концентрации элементов и давление зависят от поля излучения. Поэтому построение моделей атмосфер является нелинейной задачей, для решения которой необходим итерационный метод определения основных термодинамических величин в каждой вычисляемой точке атмосферы. Итерации повторяются до достижения постоянства суммарного выходящего потока излучения с некоторой предварительно заданной погрешностью.

Описание итерационного построения модели атмосферы с учетом перечисленных выше допущений можно представить последовательностью описанных далее шагов.

1. Принять значения эффективной температуры звезды T_{eff} , ускорения силы тяжести на поверхности звезды $\log g$ и химического состава $\{\epsilon_i\}$.

2. Вычислить начальное распределение температуры по глубине. В качестве критерия глубины часто используется Росселандова оптическая глубина τ_{Ross} . Для этого используется коэффициент поглощения Росселанда k_{Ross} и уравнение $\tau_{Ross} = \int k_{Ross} dM$. Значения k_{Ross} могут быть затабулированы для различных значений T , P , v_{micro} и $\{\epsilon_i\}$. Простейшим случаем является серое распределение температуры (находится аналитически при условии постоянства коэффициента поглощения на всех длинах волн)

$$T^4(\tau_{Ross}) = T_{eff}^4 \left[\frac{3}{4} \tau_{Ross} + q(\tau_{Ross}) \right] \quad (1.1)$$

Здесь $q(\tau_{Ross})$ – функция Хопфа. Это монотонная функция, изменяющаяся в пределах от 0.577 для $\tau_{Ross}=0$ до 0.710 для $\tau_{Ross}=\infty$.

3. Используя имеющееся распределение температуры, проводится интегрирование уравнения гидростатического равновесия:

$$\frac{dP_{total}}{d\tau_{Ross}} = \frac{g}{k_{Ross}} \quad (1.2)$$

Результатом этого шага является нахождение газового давления.

4. Значения температуры и давления для всех глубин в атмосфере позволяют решить уравнение состояния и получить концентрации атомов и ионов в разных состояниях ионизации. Для этого применяются формулы Больцмана и Саха.

5. Сведения о концентрациях атомов и ионов используются для определения коэффициентов поглощения в континууме и линиях на различных длинах волн.

6. Проводится решение уравнения переноса и определяются характеристики поля излучения, которые затем интегрируются по длинам

волн.

7. Интегральные характеристики поля излучения используются для оценки точности принятого распределения температуры путем проверки соблюдения критерия лучистого равновесия и независимости потока от глубины. Далее вычисляются поправки ΔT для каждого слоя по глубине в атмосфере и принимается новое начальное распределение температуры.

8. Полученные значения $T(\tau_{\text{Ross}})$ используются снова в шаге 2 и все шаги повторяются. Итерации применяются до достижения условий лучистого равновесия и постоянства потока с предварительно заданной ошибкой, например 0.1%. При этом $\Delta T \approx 0$. После этого итерации прекращаются.

Для ускорения процесса сходимости модели можно использовать для первоначального приближения рассчитанную ранее модель. При этом необходима близость значений ($T_{\text{eff}}, \log g$) исходной модели и модели, которую требуется построить. Особенно тщательно должны вычисляться температурные коррекции, поскольку разные вычислительные схемы имеют некоторые ограничения, описанные в цитированных выше работах. Неточности в задании коррекций температуры могут приводить к понижению точности для некоторых специальных случаев, например, в верхних слоях атмосферы. В этом случае производная по потоку становится слабо чувствительной к малым (десятки градусов) вариациям температуры, что приводит к "замораживанию" температурной структуры.

1.2 Основные параметры

Последние десятилетия характеризуются быстрым развитием телескопостроения, что приводит к началу эксплуатации телескопов со все большими диаметрами зеркал и появлением все более чувствительных детекторов излучения, что привело к быстрому развитию спектроскопии высокого разрешения. Аппаратные возможности позволяют получать спектры слабых удаленных объектов с разрешающей силой и отношением сигнала к шуму, которые ранее были возможны только для ярчайших звезд. При этом необходимо создание новых вычислительных методов, обеспечивающих адекватную точность определения характеристик наблюдаемых объектов. Для звездных атмосфер необходимыми параметрами являются эффективная температура звезды T_{eff} , логарифм ускорения силы тяжести на её поверхности звезды $\log g$ и микротурбулентная скорость в атмосфере v_{micro} . Точность нахождения этих параметров определяет точность дальнейшего определения химического состава атмосферы звезды [31].

1.2.1 Эффективная температура звезды T_{eff}

Регистрируемые спектральные линии, их интенсивность и спектральный класс звезды определяются в основном ее температурой. Температура плазмы в верхних частях фотосферы уменьшается более чем в два-три раза по сравнению с ее основанием, что заставляет нас уточнить понимание температуры. Обычно температурой звезды считается температура, которая равна температуре черного тела, излучающего с единицы поверхности в единицу времени столько же

энергии, сколько излучает звезда.

Эта температура называется эффективной температурой звезды. Эффективная температура, светимость L и радиус звезды R связаны соотношением:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (1.3)$$

где $4\pi R^2$ — площадь шара с радиусом, равным радиусу звезды. Отметим, что быстровращающиеся звезды имеют форму эллипсоида, сплюснутого вдоль оси вращения. Звезды, входящие в тесные двойные системы, вытянуты вдоль линии, соединяющей компоненты системы. Различия в температурах разных точек поверхности таких звезд могут превышать десять процентов.

При справедливости допущения об однородном распределении температуры по поверхности, единица поверхности звезды с эффективной температурой T_{eff} в единицу времени излучает энергию $L/4\pi R^2$. Точность определения T_{eff} определяет точность нахождения химического состава. Прямой метод нахождения эффективной температуры следует из определения:

$$\int_0^\infty F_\lambda d\lambda = \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (1.4)$$

где полная поток излучения с 1 см^2 определяется интегрированием по всему спектру, σ — постоянная Стефана-Больцмана, F_λ - поток излучения исходящий с поверхности звезды на данной длине волны. Полный поток излучения звезды прямо из наблюдений найти невозможно. Результатом измерений является полная освещенность E у поверхности Земли, причем

$$E = \left(\frac{R}{d}\right)^2 \int_0^\infty F_\lambda d\lambda = \left(\frac{\theta''}{2 \cdot 206265}\right)^2 \int_0^\infty F_\lambda d\lambda \quad (1.5)$$

где d — расстояние до звезды, R — её линейный радиус, а θ'' — её угловой диаметр в секундах дуги. Кроме того, освещенность E должна быть исправлена за межзвездное поглощение. Угловой диаметр θ'' измеряется только с помощью интерферометров и далеко не для каждой звезды, а расстояние d и радиус R , как правило, тоже известны недостаточно точно. Поэтому прямой способ применим к достаточно ограниченному числу звезд, следовательно, для большинства звезд приходится использовать косвенные методы.

Все методы, использующие профили линий водорода или исследование большого количества линий железа, зависят от надежности используемых сил осцилляторов и от точности учета отклонений от локального термодинамического равновесия (не-ЛТР-эффекты). Следует также отметить, что профили водородных линий являются индикатором ускорения силы тяжести в атмосфере звезды. Фотометрические методы, например метод инфракрасных потоков, характеризуются точностью, не превосходящей 50 К, которая достижима только в случае достаточно ярких объектов. Следует отметить, что

использование различных методов для одной звезды часто приводит к значениям различающимся до 300 К, а в некоторых случаях и превосходящих эту величину. В случае холодных звезд с сильными полосами молекул даже небольшое изменение содержания одного из элементов, которые входят в состав молекул, приводит к существенному изменению видв спектра и к большим ошибкам в определении температуры. Одним из методов увеличения точности определения эффективной температуры является одновременное использование большого количества калибровок, основанных на измерениях глубин или эквивалентных ширин спектральных линий, энергии нижнего уровня которых существенно различаются. Эта методика основана на различных изменениях глубин таких линий при изменении эффективной температуры. Дополнительным преимуществом метода измерений отношений глубин спектральных линий является его слабая зависимость от межзвездного поглощения света.

1.2.2 Ускорение силы тяжести на поверхности $\log g$

Одна из важнейших характеристик звезды – её масса, определяется из соотношения $M=gR^2/G$. Из этого очевидно, что ускорение силы тяжести в атмосфере звезды, или логарифм этого ускорения $\log g$, имеет важное значение в астрофизике. Масса звезды почти однозначно определяет её эволюцию звезды. Помимо этого, значение $\log g$ определяет состояние атмосферы – от ускорения силы тяжести зависят степень ионизации химического элемента или молекулы. Значение $\log g$ позволяет также судить о стабильности и устойчивости атмосферы.

К сожалению, ускорение силы тяжести нельзя определить по данным спектроскопии с точностью, сравнимой с точностью определения эффективной температуры. От ускорения силы тяжести зависят электронное и газовое давление. Поэтому одним из критериев для определения $\log g$ может быть ионизационное равновесие. В звездных спектрах многие элементы наблюдаются в двух стадиях ионизации. Например, для звезд классов А-Г это Ti, Cr, Fe, которые представлены линиями нейтральных атомов и однократных ионов. Условия ионизационного равновесия требует подбора такой модели атмосферы, для которой содержания какого-либо элемента, определенные по линиям нейтрального элемента и его первого иона совпадали.

Это является следствием нескольких предположений: давление в атмосфере определяется ускорением силы тяжести; интенсивность линий зависит от давления потому, что число атомов, поглощающих в частотах данной линии, является функцией электронного давления P_e ; интенсивность линий зависит от давления вследствие того, что число атомов, поглощающих в континууме, зависит от электронного давления P_e .

Следствием этих предположений является то, что ускорение силы тяжести в атмосфере $\log g$ и эффективная температура T_{eff} связаны с наблюдаемыми спектроскопическими величинами, а именно с интенсивностью и/или эквивалентной шириной спектральной линии.

Для применения метода ионизационного равновесия необходимо произвести расчет содержаний элементов $\log(\epsilon)$ по его линиям, принадлежащим разным

ионизационным состояниям, для ряда моделей атмосфер с одинаковой эффективной температурой и различными значениями ускорения силы тяжести. Следует отметить, что в типичных случаях эффективная температура определяется точнее ускорения силы тяжести и расхождения результатов могут быть объяснены именно ошибками в определении $\log g$, которое трудно определить в первой итерации. Поэтому применение метода ионизационного равновесия требует нескольких последовательных итераций.

При этом обычная точность определения ускорения силы тяжести этим методом зависит от точности сил осцилляторов используемых линий и обычно не превышает 0.1 в логарифмической шкале.

1.2.3 Скорость микротурбулентности v_{micro}

Кроме хорошо известных механизмов уширения спектральных линий, таких как естественное (радиационное) уширение, эффект Штарка и Ван-дер-ваальсовское взаимодействие, профили спектральных линий уширяются вследствие движений газа в фотосфере звезды. Если масштаб этих движений велик по сравнению с размерами атома, но мал по сравнению с размером звезды, то мы имеем дело с турбулентными движениями в звездной атмосфере. При изучении турбулентности в звездных атмосферах необходимо исследовать два возможных случая: элемент турбулентности меньше длины среднего пробега фотонов в звездной атмосфере или больше среднего пробега. Эти два случая называются микротурбулентностью и макротурбулентностью соответственно.

Для линий разной интенсивности влияние этих двух видов турбулентности различно. Для слабых линий макротурбулентность неотличима от микротурбулентности. Сильные линии позволяют разделить эти два эффекта. Макротурбулентность определяется только по профилю линии, но при дополнительном уширении линии вращением вклады каждого эффекта очень трудно отделить друг от друга [32].

Для определения микротурбулентности при расчетах моделей атмосфер вводится дополнительный параметр — микротурбулентная скорость v_{micro} . Вокруг концепции турбулентных движений до сих пор не утихает полемика и даже высказываются мнения, что турбулентная скорость v_{micro} вводится лишь для того, чтобы согласовать теоретически рассчитанные и реальные профили линий. Общепринятого физического объяснения микротурбулентности пока нет. В некоторых работах, использование трехмерных гидродинамических моделей атмосфер приводит к хорошей аппроксимации профилей спектральных линий без привлечения турбулентности. Для достаточно холодных звезд высказывались гипотезы о том, что микротурбулентность является следствием акустических волн, возникающих в конвективной зоне под фотосферой и проходящих через более высокие слои атмосферы, в которых происходит формирование наблюдаемых спектральных линий [33].

1.3 Спектры звездных атмосфер

Все наши знания о звездах, были получены из анализа их излучения в различных спектральных диапазонах: от гамма-диапазона до радиоволн. Это излучение выходит из разных уровней звездных оболочек. Большая часть излучения нормальных звезд приходит из звездных атмосфер, которые можно разбить на три основных слоя: внутренний слой (фотосфера), затем хромосфера и корона (внешняя протяженная оболочка).

Фотосфера даёт основную часть видимого излучения звезды. Для этой оболочки звезды характерен спектр поглощения, то есть непрерывный спектр, перекрываемый темными линиями поглощения, которые возникают вследствие того, что фотосфера поглощает проходящее через нее излучение только на частотах, соответствующих частотам поглощения составляющих её атомов и ионов. Поэтому наблюдаемые в фотосфере спектральные линии уменьшают интенсивность непрерывного спектра звезды, который генерируется более глубокими слоями.

Более высокие, более прозрачные и более горячие слои звезды (хромосфера и корона) обычно не наблюдаются в оптическом диапазоне в спектрах нормальных звезд и хорошо исследованы только в спектре Солнца.

1.3.1 Линии поглощения

При анализе спектральных наблюдений вся информация для дальнейших вычислений может быть получена из измерений линий поглощения. Основной характеристикой, определяющей полное поглощение в линии, является её эквивалентная ширина W_λ :

$$W_\lambda = \int \frac{F_\lambda^0 - F_\lambda}{F_\lambda^0} d\lambda, \quad (1.6)$$

где F_λ^0 и F_λ — потоки в континууме и в линии, интегрирование должно проводиться по всему профилю линии. Поток вычисляется при помощи уравнения:

$$F_\lambda = \int_0^\infty B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda) d(\tau_\lambda), \quad (1.7)$$

где $B_\lambda(T)$ — функция Планка, которая в ЛТР описывает функцию источника, а $E_2(\tau_\lambda)$ — вторая интегральная показательная функция. Поток в континууме определяется по формуле (1.7), а полное поглощения в линии τ_λ должно заменяться полным поглощением в континууме τ_λ^0 для используемого участка спектра. W_λ измеряется в единицах длин волн: ангстремах (Å), миллиангстремах (mÅ), микрометрах (мкм) или нанометрах (нм).

Профили спектральных линии имеют ненулевую ширину, что объясняется совместным действием нескольких факторов. Прежде всего необходимо учитывать спектральное разрешение используемого прибора. Более высокая спектральная разрешающая сила требует применения призмных спектрографов с большим углом отклонения, либо дифракционных спектрографов с увеличенным числом штрихов решетки на единицу длины.

Даже наилучшие из используемых звездных спектрографов обладают спектральной разрешающей силой $\lambda/\Delta\lambda$ обычно не превосходящей 500000. Наиболее массовые исследования звезд выполняются с использованием спектральной разрешающей силы $\lambda/\Delta\lambda$ от 40000 до 100000. Профили спектральных линий уширяются и вследствие физических причин, в первую очередь потери атомом энергии на излучение – радиационным уширением. Линия в спектре звезды, уширенная только вследствие радиационного затухания, имеет острое ядро и пологие крылья. Для большинства реально наблюдаемых линий ширины их профилей намного превосходят радиационные ширины, а формы профилей оказываются значительно более сложнее чисто радиационных профилей. Необходимо учитывать доплеровское уширение, возникающее вследствие теплового хаотического движения атомов и электронов в плазме. В случае максвелловского распределения скоростей атомов доплеровское уширение приводит к колоколообразному профилю при очень слабых или отсутствующих крыльях. Форма профиля зависит также от взаимодействия атомов с окружающими частицами. Интенсивности и род взаимодействия частиц в плазме порождают ударный и квазистатистический механизмы уширения. Уширение, обусловленное смещением энергетических уровней атома при воздействии электрических полей, называется эффектом Штарка. Штарковский профиль линии имеет пологие крылья и может быть смещенным по частоте. Необходимо учитывать также эффект Зеемана - уширение и расщепление линий под действием магнитного поля.

Во многих исследовательских группах разработаны специальные компьютерные программы, предназначенные для расчета эквивалентных ширин W_λ . В представляемой диссертационной работе все операции со спектрами (проведение уровня континуума, сглаживание, отождествление спектральных линий, измерение глубин и эквивалентных ширин линий) проводились с помощью программы URAN [34], модели атмосфер интерполировались из сетки моделей атмосфер Куруца [35], а расчет содержаний химических элементов по модели атмосферы для нахождения $\log(\epsilon)$ проводился с помощью программы WIDTH9 [36] для железа и с помощью программы SYNTHЕ для остальных химических элементов.

1.3.2 Химический состав

Химический состав конкретного элемента определяется, как содержание элемента $\epsilon(X)$, которое равно полной концентрации атомов данного элемента по отношению к концентрации атомов водорода, выраженное в логарифмическом виде:

$$\log \epsilon(X) = \log \frac{N(X)}{N(H)} + 12, \quad (1.8)$$

где полное количество атомов данного элемента в единице объема $N(X)$ учитывает все стадии его ионизации. Различие содержаний исследуемого элемента X в атмосферах изучаемой звезды и Солнца определяется как

$$[X/H] = \log \epsilon(X) - \log \epsilon_{\odot}(X) \quad (1.9)$$

где $\log \epsilon(X)$ и $\log \epsilon_{\odot}(X)$ - звездное и солнечное содержание соответственно. Часто используется величину

$$[Fe/H] = \log \epsilon_{\odot}(Fe) - \log \epsilon_{\odot}(Fe), \quad (1.10)$$

которая принимается, как показатель металличности звезды.

Даже при первом взгляде на спектр холодной звезды становится очевидным, что в ее фотосфере присутствуют атомы большого числа различных химических элементов. При более детальном исследовании этого и любого другого спектра необходимо выделить влияние, оказываемое на спектр при изменении химического состава, при изменении температуры, давления, турбулентности, и др.. Современные вычислительные методы дают достоверные результаты только в случае критического отношения к интерпретации данных, которые часто получаются на грани точности самого метода.

Формирование спектра подвержено влиянию множества физических параметров. Для организации и согласования между собой информации, содержащейся в наблюдаемом спектре, применяются модели атмосфер. Модель фотосферы – это таблица задающая численные значения функции источника, давления и некоторых других параметров в зависимости от оптической глубины.

Для нахождения химического состава конкретной звезды необходимо использовать сетку моделей, рассчитанную для набора значений T_{eff} , $\log g$, некоторого начального химического состава и микротурбулентной скорости. Заметим, что T_{eff} и $\log g$ являются наиболее важными параметрами, характеризующими не только данную модель атмосферы, но и в целом звезду, поскольку они определяют эволюционный статус звезды. Зная T_{eff} и $\log g$, и независимым методом оценив радиус звезды R (например измерив её параллакс), можно найти массу M и светимость L звезды.

При вычислении моделей звездных фотосфер часто приходится использовать упрощающие предположения. Например, в большинстве случаев при описании возбуждения и ионизации газа подразумевается выполнение условия термодинамического равновесия и справедливость применения функции источника $B_{\nu}(T)$ для абсолютно черного тела. Гипотеза о термодинамическом равновесии обычно справедлива при применении её к относительно небольшим объектам в фотосфере с характерными размерами порядка длины, соответствующей единичной оптической толщине. Для описания этого вводится термин «локальное термодинамическое равновесие» (сокращенно ЛТР).

Гипотеза ЛТР условия в фотосфере звезды данной массы полностью определяется температурой на рассматриваемой глубине в фотосфере. Условия ЛТР включают в себя следующие допущения:

- 1) Максвелловское распределение частиц по скоростям (v):

$$dN = 4\pi N \frac{m^3}{(2\pi mkT)^{3/2}} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} \cdot v^2 dv \quad (1.11)$$

где N – полное число частиц в единице объема, k – постоянная Больцмана, T – температура, m – масса частицы.

Для описания распределения атомов по уровням энергии принимается справедливой формула Больцмана (уравнение возбуждения):

$$\frac{N_{r,s}}{N_r} = \frac{g_s}{g_r} e^{-\frac{x_s}{kT}} \quad (1.12)$$

где $N_{r,s}$ – число атомов r -й стадии ионизации в состоянии s , g_s – статический вес s -того уровня, x_s – энергия возбуждения s -того уровня.

2) Состояние ионизации исследуемого элемента описывается формулой Саха:

$$N_e \frac{N_{r+1}}{N_r} = 2 \frac{g_{r+1}}{g_r} \frac{(2\pi mkT)^{3/2}}{h^3} e^{-\frac{x_1}{kT}} \quad (1.13)$$

где h – постоянная Планка, N_e – количество свободных электронов в единице объема, N_r , N_{r+1} – концентрация атомов в основном состоянии r , и в $r+1$ -ой стадии ионизации, g_r , g_{r+1} – статические веса основного и ионизованного состояний атома r и $r+1$ -ой стадии ионизации.

3) Функцией Планка справедлива для описания интенсивности излучения:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT}} \quad (1.14)$$

где c – скорость света, λ – длина волны.

В случае применения гипотезы ЛТР вместо нахождения функции источника в зависимости от глубины, можно затабулировать температуру, как функцию глубины. В этом случае модель фотосферы является таблицей температуры и давления, заданных как функции оптической толщины. Замена функции источника функцией Планка $B_\nu(T)$ на многих стадиях исследования является вполне допустимым упрощением.

Определение химического состава представляет собой использование решения уравнения переноса излучения. Метод, опирающийся на решение уравнения переноса в приближении Шустера-Шварцшильда или Милна-Эддингтона, называется методом кривой роста. В этом случае в качестве исходной информации используются эквивалентные ширины линий. Ставшее возможным при широком применении вычислительной техники решение уравнения переноса для моделей, имеющих много слоев, получило название метода моделей атмосфер. Существуют три варианта этого метода. В первом случае рассчитывается эквивалентная ширина используемой спектральной линии, во втором случае – её профиль. Сравнение происходит с эквивалентными ширинами либо профилями полученными из наблюдений.

Третий метод - метод синтетического спектра. В этом случае сравнивается суммарный теоретический профиль, рассчитанный для всех линий в

исследуемом диапазоне спектра и наблюдаемый спектр звезды в том же диапазоне.

1) Метод кривой роста является наиболее простым с вычислительной точки зрения. Большое число определений химического состава до 80-х годов прошлого века выполнено методом кривой роста. Суть метода состоит в расчете для исследуемой фотосферы кривой роста (это, как правило, зависимость $\log \frac{W}{\lambda}$ от $\log \epsilon$ построенная для каждой измеренной линии). Для выбора используемой модели атмосферы необходимо добиться выполнения условия ионизационного равновесия, найти зависимость значения постоянной затухания от геометрической глубины в атмосфере и провести решение уравнения переноса методом численного интегрирования. Значение содержания исследуемого элемента определяется методом сдвига на графике зависимости $\log(W_{\lambda}/\lambda)$ от $\log \epsilon$. Именно этот график называется теоретической кривой роста. Метод кривой роста фактически применяет однослойную модель атмосферы, что приводит к недостаточной точности метода по сравнению с методом моделей атмосфер, который использует многослойные модели.

2) Метод моделей атмосфер. Начиная с 80-х годов и до настоящего времени наибольшее количество исследований химического состава производится методами, которые основаны на расчетах многослойных атмосфер. Это стало возможным вследствие доступности обширных сеток моделей атмосфер, опубликованных Беллом и др. (1976) [37], Джонсоном (1982) [38], Куруцем (1979) [39], Киппером (1973) [40], Керси и др. (1975) [41] и другими учеными [42].

Исследование звезды методом моделей атмосфер сводится к сравнению наблюдаемых фотометрических и спектральных данных с расчетными теоретическими значениями, вычисленными на основе перечисленных моделей атмосфер. Результатом сравнения могут быть: эффективная температура звезды T_{eff} , ускорение силы тяжести в атмосфере $\log g$, микротурбулентная скорость v_{micro} , содержание химических элементов $\epsilon(X)$, для линий которых измерены эквивалентные ширины в спектре звезды. Модели атмосфер, как и любые численные модели, рассчитываются при использовании некоторых упрощающих предположений.

Использование многослойных моделей атмосфер – метода моделей атмосфер, позволяет исследовать различные параметры атмосферы на разных ее уровнях. Этими параметрами могут быть, например, ход изменения температуры по слоям, изменение состояния ионизации различных химических элементов в разных слоях атмосферы. При этом достигается более точное определение содержания химических элементов в атмосфере, что достигается скрупулезным выбором применяемой модели атмосферы, часто расчетом индивидуальной модели атмосферы для исследуемой звезды. При этом структура используемой модели должна быть близка к структуре атмосферы реальной звезды.

3) Метод синтетического спектра. Развитие вычислительной техники позволило применять более полный анализ спектров, заключающийся в расчете

и суммировании профилей всех линий поглощения на некотором участке спектра. Это применимо в случае, если все наблюдаемые линии можно отождествить, и для них существуют надежные силы осцилляторов. Содержание химических элементов (а также температура и $\log g$) подбираются методом итераций таким образом, чтобы рассчитанный спектр совпадал с наблюдаемым. Даже если интересующие нас линии блендированы, метод позволяет вычислить целиком весь профиль, включая профили линий блендирующих элементов, и уже этот профиль сравнивать с наблюдениями.

Использование метода синтетического спектра можно описать четким алгоритмом, который применяется во многих современных исследованиях спектров звезд и может быть описан как последовательность описанных ниже шагов.

1) Находится первое приближение для эффективной температуры звезды T_{eff} . Для этого можно использовать косвенные методы или калибровки показателей цвета в одной из фотометрических систем.

2) Такими же методами оценивается класс светимости звезды и выбирается модель звездной атмосферы для найденных в первом приближении значений T_{eff} и ускорения силы тяжести $\log g$.

3) Проводится тестовый расчет содержания какого-либо химического элемента, например, железа, с использованием заданного набора хорошо изученных чистых линий данного элемента с надежными силами осцилляторов. Отбираются линии, принадлежащие двум различным ионам используемого элемента. Для звезд, спектральные линии которых не сильно уширены вращением, содержание данного элемента может быть найдено по измеренным эквивалентным ширинам этих линий. Для звезд, у которых линии сильно уширены быстрым вращением может быть использован метод синтетического спектра.

4) По результатам тестового расчета строится зависимость содержания железа, полученного из анализа неблендированных линий, от эквивалентной ширины или от глубины для нахождения микротурбулентной скорости v_{micro} . При этом, вычисление содержаний используемого химического элемента необходимо повторять несколько раз, до достижения окончательных значений параметров атмосферы звезды (T_{eff} , $\log g$, v_{micro}).

5) Проводятся вычисления содержания используемого химического элемента с использованием избранного набора спектральных линий данного элемента. Для звезд, эффективные температуры которых не слишком сильно отличаются от Солнца, проводятся вычисления обилий исследуемого элемента в атмосфере Солнца, желательнее с использованием тех же спектральных линий, и вычисляются значения содержания, исследуемого элементов в атмосфере изучаемой звезды относительно содержания этого элемента в атмосфере Солнца.

6) Следующим шагом будет вычисление содержаний других химических элементов. Использование параметров (T_{eff} , $\log g$, v_{micro}), найденных по линиям железа, позволяет достаточно быстро провести вычисления для других химических элементов.

7) При исследовании химического состава конкретной звезды очень

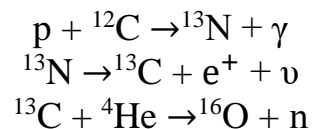
важное значение имеют используемые силы осцилляторов спектральных линий. Используются значения сил осцилляторов, определенных в последних лабораторных или теоретических исследованиях.

1.4 Теоретические сведения о нуклеосинтезе и эволюции звезд

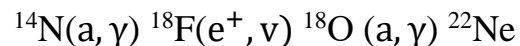
Анализ опубликованных исследований химического состава атмосфер ВaII звезд [43, 44, 45] показывает, что содержания тяжелых элементов может быть избыточно до 1.5 dex относительно солнечного содержания. Этот факт заставил предположить наличие дополнительного механизма обогащения тяжелыми элементами. Бербиджи и др. рассмотрели синтез элементов за железным пиком, так называемый s-процесс, протекание которого возможно на спокойных стадиях эволюции звезд. Опишем некоторые положения этого процесса.

В s-процессе происходит бомбардировка нейтронами ядер элементов железного пика, которые, последовательно захватывая нейтроны, превращаются в более тяжелые ядра. При этом время, проходящее между двумя последовательными актами захвата, превышает время β -распада промежуточного ядра. Для s-процесса достаточны умеренные плотности потока нейтронов (10^5 - 10^6 нейтрон $\text{см}^{-2}\text{с}^{-1}$). Источником нейтронов могут быть две наиболее вероятные реакции, эффективно протекающие на некоторых стадиях эволюции звезд: $^{13}\text{C}(\text{a},\text{n})^{16}\text{O}$ [18] и $^{22}\text{Ne}(\text{a},\text{n})^{25}\text{Mg}$ [19].

При проникновении водорода из внешних слоев звезды в слои, обогащенные гелием и углеродом, возможно высвобождения нейтронов:



Для интенсивного протекания реакции $^{13}\text{C}(\text{a},\text{n})^{16}\text{O}$ необходима температура $\sim 10^8$ К. Рассматривая реакцию $^{22}\text{Ne}(\text{a},\text{n})^{25}\text{Mg}$ в качестве источника нейтронов нужно предположить наличие ядер ^{14}N в зоне горения гелия. Две последовательных реакции типа (a, γ)



превращают ^{14}N в ^{22}Ne . Поставщиком ^{14}N в недрах звезд является CNO цикл, в котором почти все ядра превращаются в ^{14}N . Реакция $^{22}\text{Ne}(\text{a}, \text{n})^{25}\text{Mg}$ может проходить с достаточной эффективностью в случае наличия температур, превосходящих 3×10^8 К.

Для обеих реакций необходимым условием является наличие реакций горения гелия, при этом для переноса вещества во внешнюю оболочку звезды должна проходить конвекция или перемешивание. Перемешивание вещества обеспечивает также источник нейтронов в реакции $^{13}\text{C}(\text{a}, \text{n})^{16}\text{O}$.

Описанный механизм является теоретической возможностью синтеза тяжелых элементов, который показывает, что для протекания s-процесса в

реальной звезде должны быть обеспечены подходящие термодинамические условия, т.е. температура, достаточная для ядерных реакций, производящих нейтроны, $T \geq 10^8 \text{K}$, определенная плотность потока нейтронов ($\sim 10^{15} - 10^{16}$ нейтрон $\text{см}^{-2}\text{с}^{-1}$), и продолжительность облучения. Стандартная теория звездной эволюции позволяет указать два наиболее подходящих эволюционных этапа, на которых могут существовать упомянутые условия необходимые для эффективного прохождения s-процесса. Первый этап — это взрывное возгорание гелия в вырожденном веществе, второй - тепловые вспышки гелиевого слоевого источника.

В вырожденном гелиевом ядре, которое образуется в звездах малой массы $m \leq 2.25m_{\odot}$, гелий начинает гореть, в результате чего происходит тепловая вспышка, после окончания которой гелиевое ядро становится невырожденным и ядро звезды переходит в спокойную фазу эволюции, во время которой в ядре происходит постепенное горение гелия. Этот этап может быть качественно описан так же, как для звезд промежуточных масс $2.25 \leq m/m_{\odot} \leq \sim 8$, у этих звезд вырождение гелия в центральной части происходит в первый раз только в случае образования двух слоевых источников: внутреннего гелиевого и наружного водородного, при этом в центре звезды уже сформировано углеродное ядро.

Эволюционные треки звезд малой и промежуточной масс звезд на стадии горения слоевых источников не сильно различаются. Для этой стадии положение звезды на диаграмме Г-Р мало влияет полная масса звезды, но определяющее значение имеет масса углеродного ядра. Во время эволюции такой звезды вдоль асимптотической ветви гигантов (АВГ) происходит потеря массы, что в итоге ведет к превращению вырожденного углеродного ядра в белый карлик.

На заключительных стадиях формирования белого карлика проходит быстрый сброс внешних слоев звезды, которая образует планетарную туманность. Опишем две только что рассмотренные стадии эволюции более подробно.

1) Гелиевая вспышка в ядре. Тепловая неустойчивость в вырожденном ядре и ее развитие в виде вспышки была качественно предсказана Местелом [46], первые количественные расчеты были проведены Шварцшильдом с соавторами [47]. Харм и Шварцшильд [48] рассмотрели звезду второго типа населения (звезду гало). Согласно их расчетам наибольшая температура в центре звезды во время вспышки достигает $2 \times 10^8 \text{K}$. Общая светимость звезды на протяжении вспышки почти не меняется – от $2720 L_{\odot}$ в начале вспышки до $2740 L_{\odot}$ в ее максимуме. Позже, спустя 3.5×10^5 лет светимость уменьшается до $170 L_{\odot}$. Эффективная температура в начале вспышки, в момент ее максимума и спустя 3.5×10^5 лет принимает значения 4500, 4060 и 4610 К, а радиус 105, 106 и $20 R_{\odot}$ соответственно.

Последующие публикации, в которых проводились расчеты гелиевой вспышки, например, Скало [49], всегда показывали, что конвекция из ядра не достигала водородного слоя. Следует отметить, что во всех расчетах во время вспышки не принимается во внимание нестационарность конвекции. Неучтенной является и роль градиента химического состава вдоль радиуса, что

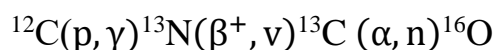
может привести к уменьшению масштаба вспышки. Также возможно, что во время вспышки происходит обратный процесс - проникновение внешней конвективной оболочки вглубь ядра. Расчеты разных авторов дают противоречивые результаты, сильно зависящие от постулируемой формы потерь нейтрино. Но результатом всех расчетов является образование после вспышки звезды с невырожденным ядром, состоящим из горящего гелия. Во время каждой вспышки сгорает не более одного процента гелия. Продолжительность вспышки составляет около 50 тысяч лет, при этом положение звезды на диаграмме Г-Р почти не изменяется.

После гелиевой вспышки звезды с массами, превосходящими массу Солнца, не покидают ветви красных гигантов, откуда они почти все переходят на АВГ, как и звезды промежуточных масс.

2) Тепловые вспышки в гелиевом слоевом источнике. Как уже отмечалось выше, для звезд имеющих вырожденное углеродное ядро и два близко расположенных слоевых источника - гелиевый и водородный, их расположение на диаграмме Г-Р слабо зависит от полной массы звезды, но является функцией массы их углеродного ядра. Асимптотическая ветвь гигантов на диаграмме Г-Р является конвергентным треком, который проходят все звезды промежуточных масс. О наличии этого трека было впервые сказано Пачинским [50]. Существование двух тонких и достаточно близко находящихся слоевых источников представляет большие проблемы при моделировании эволюции звезд на АВГ. При этом на протяжении большей части времени нахождения звезды на АВГ гелиевый слоевой источник является нестабильным, за этот срок в нем происходят несколько тепловых вспышек.

Детальное моделирование 13 тепловых вспышек при эволюции звезды солнечной массы, находящейся на АВГ и имеющей начальным химический состав $X_Z = 0.001$ было выполнено Хярмом и Шварцшильдом [51]. Полученные ими характеристики тепловых вспышек: температура в центре на спокойных стадиях вспышек находилась в пределах $(1.92 - 2.14) \times 10^8$ К, в максимумах вспышек $(1.84 - 2.04) \times 10^8$ К. Температуры при вспышках в середине гелиевого слоевого источника - $(1.69 - 2.54) \times 10^8$ К.

Согласно их модели, каждая вспышка имеет два или три пика, временные интервалы между которыми нестабильны. Каждая последующая вспышка интенсивнее предыдущей, растет конвекция в зоне горения. Начиная с девятой вспышки, конвекция распространяется на слои, богатые водородом. Следствием этого является заметное изменение химического состава в результате генерации свободных нейтронов в реакции



Расчеты эволюции звезд на стадии вспышки гелия в ядре, и гелиевом слоевом источнике во время тепловых вспышек требуют построения подробной модели звезды, которую нужно строить на каждом шаге по времени, поэтому результаты разных авторов не всегда совпадают. Это связано, в первую очередь, с неоднозначностями в теории конвекции и являющемся её следствием

перемешивания. К сожалению надежная теория конвекции до сих пор не создана и многочисленные упрощения при ее описании в задачах эволюции звезд приводят к непредсказуемым результатам. Поэтому выводы, полученные из численных моделей конвекции и перемешивания, тестируют по наблюдениям. Обычно ищется подтверждение какого-либо предсказанного вычислениями наблюдательного факта. Наиболее простым предсказанием является химический состав звездных атмосфер.

Наиболее важным механизмом перемешивания, который приводит к увеличению содержания тяжелых элементов во внешних слоях звезды, является распространение конвекции из оболочки во внутренние слои звезды. Первое перемешивание происходит после выгорания водорода в ядре и перехода звезды на ветвь красных гигантов. Второе перемешивание имеет место после выгорания гелия в ядре при выходе звезды на АВГ. Вскоре после этого начинаются тепловые вспышки, приводящие к третьему перемешиванию, которое может быть обусловлено распространением конвекции из гелиевого слоевого источника в оболочку. Особенностью этого типа перемешивания является то, что, согласно результатам численного моделирования, конвективная оболочка и конвективный слой горения гелия никогда не соприкасаются. Но они попеременно проникают в находящийся между ними слой, что приводит к заметным изменениям химического состава.

1.5 Литературный обзор по исследованиям звездных атмосфер

1.5.1 Бариевые звезды

Понимание природы звезд определенного типа невозможно без объяснения их взаимосвязи с другими группами (типами) звезд. Для этого мы сделаем краткий обзор основных типов пекулярных звезд и рассмотрим роль бариевых звезд. При этом основное внимание будет уделено исследованиям, в которых были обнаружены и затем объяснены причины пекулярности звезд определенной группы.

Бариевые звезды, как отдельный класс объектов, были выделены Байделманом и Кинаном в 1951 г. [52]. Используя спектральные наблюдения с дисперсией $76 \text{ \AA}/\text{мм}$ у Н γ они выделили группу из пяти G–K гигантов, в спектрах которых были обнаружены усиленные относительно нормальных гигантов атомарные линии BaII $\lambda 4554 \text{ \AA}$, SrII $\lambda 4077$ и SrII $\lambda 4215 \text{ \AA}$, усиленная полоса G молекулы CN $\lambda\lambda 4300\text{--}4312 \text{ \AA}$ и усиленные полосы молекул CN $\lambda 4215 \text{ \AA}$ и C $_2$ $\lambda 5165 \text{ \AA}$. Эти звезды получили название классических бариевых звезд. Следует отметить, что в бариевых звезд усилены спектральные детали, некоторые из которых являются стандартными критериями светимости в МК-классификацию. Это, например, линия SrII $\lambda 4077 \text{ \AA}$ и полоса CN $\lambda 4215 \text{ \AA}$. Несмотря на это Байделман и Кинан объяснили аномалии спектра не эффектами светимости, а избыточным химическим содержанием бария и некоторых других элементов.

В работе Уорнера [53] была разработана классификация бариевых звезд по двум параметрам - температуре и содержанию бария. Согласно МК-классификации, температурная последовательность определяется линиями

кальция CaII и линиями элементов железного пика. Степень пекулярности по линиям бария определяется по интенсивности линий BaII $\lambda 4554 \text{ \AA}$ (BaI – слабая степень пекулярности, Ba5 – сильная). Подкласс пекулярности BaO был введен в работе Морган и Кинан [54]. Звезды этого подкласса показывают незначительное усиление линии BaII по сравнению с интенсивностью этой линии в нормальных G–K гигантах и обозначаются как «mild», «marginal» или «semi» бариевые звезды. Эта подгруппа называется также группой умеренных бариевых звезд.

Обширный список бариевых звезд составили МакКоннел с соавторами [55]. В этой работе использовались наблюдения, полученные в ходе создания Мичиганского спектрального обзора южного полушария. Аналогичная работа, использующая наблюдения того же обзора для экваториальной зоны, была опубликована Байделманом [56]. Ямасита и Норимото [57] провели спектральную классификацию для 76 бариевых звезд используя по спектральные наблюдения с дисперсией 73 \AA/mm у линии H γ .

Перечисленные работы, основной целью которых была классификация звездных спектров, выявили достаточно большую группу бариевых звезд и позволили получить предварительные выводы об их химическом составе и светимости. Но для детального исследования параметров моделей атмосфер, кривой распространенности химических элементов, особенно в области элементов s-процесса, и изотопного состава некоторых элементов необходима обработка спектров, полученных с высоким спектральным разрешением. В качестве примера можно привести исследование спектра умеренной бариевой звезды ζ Лебеда, в котором по спектру с спектральной разрешающей силой $R=80000$ были найдены обилия 51 химического элемента [58].

Результаты исследований химического состава атмосфер бариевых звезд позволили сделать следующие выводы:

1) При объединении умеренных и классических бариевых звезд в одной группе диапазон содержаний лития в атмосферах звезд этой группы такой же, как у нормальных G-K гигантов. Близкое к солнечному содержание лития вынуждает подвергать сомнению гипотезу о перемешивания вещества внешней и внутренней оболочек.

2) Содержание CNO элементов повторяет аналогичные содержания в атмосферах нормальных K-гигантов. Этот вывод опирается на исследование 8-ми классических и 7-ми умеренных бариевых звезд. Для классических бариевых звезд наблюдается увеличение содержания углерода (+0.3 dex). Отношение содержаний изотопов $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ в атмосферах большинства бариевых звезд близко к этому отношению у нормальных K-гигантов. В атмосфере сверхгиганта ζ Car обнаружен дефицит кислорода (-0.3 dex) и повышенное отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 40$.

3) Содержания железа и элементов группы железа показывают близкие к солнечным или дефицитные (до -0.3 dex) значения. Это может рассматриваться как свидетельство принадлежности бариевых звезд к старому населению диска Галактики.

4) Содержания элементов s-процесса показывают некоторый избыток (0.2-0.3 dex) в атмосферах умеренных бариевых звезд. В некоторых случаях избытки доходят до 1.5 dex.

1.5.1.1 Звезда HD204075

Двойная звездная система в созвездии ζ Козерога ($\alpha_{2000}=21^{\text{h}}26^{\text{m}}40^{\text{s}}$; $\delta_{2000}=-02^{\circ}24'40''$, рисунок 1.1)– является представителем спектроскопических двойных систем, компонентами которых являются красный гигант и белый карлик.

Красный гигант HD204075 (ζ Козерога) - одна из ярчайших известных бариевых звезд ($m_v=3.7$), также является самой ранней по спектральному типу, обозначенному как G5-Va2 по схеме, предложенной Уорнером [53]. Эта звезда была подробно изучена Гарстангом [59], Гринстейном [60] и Уорнером [53].



Рисунок 1.1 – Двойная звездная система ζ Cap [61]

1.5.1.2 Анализ опубликованных данных

Реакции атомов водорода с первыми ионами химических элементов в атмосферах звезд с усиленными линиями металлов впервые были предложены в 1949 году Гринстейном, как объяснение наблюдаемого дефицита относительных содержаний для элементов со вторым потенциалом ионизации, близким к потенциалу ионизации водорода (13.6 эВ), обнаруженных в атмосферах этих звезд.

Гринстейн объяснял дефицит реакциями обмена зарядами между первыми ионами этих элементов и атомами водорода в звездных атмосферах. В результате этих реакций первые ионы этих элементов теряют еще один электрон, становятся вторыми ионами и, получив достаточно большую кинетическую энергию, выталкиваются из фотосферы, создавая наблюдаемый дефицит.

Таблица 1.1– Сведения о HD204075 [62]

Идентификации:	* (*,CD,...), ** (**,ADS,...), IR (IRAS,IRC,...), SB* (S BC9), Pe* (MFU), WD* (WD), V* (NSV), UV (TD1), NIR (2MASS)
ICRS координаты (J2000):	21 26 40.0263390 -22 24 40.804197 (Optical) [0.19 0.12 90] A
Гал. координаты (J2000):	026.9782675548 -43.5886798428 [0.19 0.12 90]
Собст. движение	-2.23 18.10 [0.22 0.11 90] A
Радиальная скорость / красное смещение / cz:	V(км/с) 2.10 [0.1] / z(~) 0.000007 [0.000000] / cz 2.10 [0.10] A
Параллакс (mas):	8.46 [0.21] A
Спектральный тип:	G4Ib:Ba2 C
Потоки:	U=5.35 [~] mag, B= 4.75 [~] mag, V= 3.74 [~] mag, R= 3.09 [~] mag, G= 3.4260 [0.0024] mag, I= 2.65 [~] mag, J= 2.35 [~] mag, H= 1.98 [~] mag, K= 1.87 [~] mag

В работе [60] предположено, что реакции обмена зарядами могут иметь резонанс для элементов с потенциалами второй ионизации, близкими к 13.6 эВ. Это объясняет, почему эти элементы должны эффективно удаляться из фотосферы и их содержание (относительно солнечного) может быть значительно ниже, чем содержание (относительно солнечного) других химических элементов, чьи потенциалы второй ионизации далеки от резонансного значения. Также в работе было обнаружено уменьшение содержания элементов со вторыми потенциалами ионизации между 12 и 16 эВ и оценена ширина резонанса, которая составляла около 4 эВ.

Если перенос энергии в фотосфере в основном радиативный, любой тип аномалии может сохраняться долгое время [63]. Когда перенос энергии в основном конвективный, любые аномалии химического содержания в фотосфере должны быстро исчезнуть. Бариевая звезда HD204075 является красным гигантом, в котором должен быть, в основном, радиативный перенос энергии. Следовательно, следует ожидать долговременного сохранения любых изменений химического состава его фотосферы.

Хавнес [64, 65] предположил, что атомы водорода могут аккрецироваться из межзвездной среды, и это выталкивает первые ионы с соответствующим вторым потенциалом ионизации не только из фотосферы, но и из звезды. Потеря звездой этих ионов приводит к уменьшению энергии вращения звезды и к значительному увеличению периода ее вращения. Эти реакции обмена зарядами были также отмечены как возможный механизм образования низкоэнергетических (энергии менее 90 МэВ/нуклон) галактических космических лучей. Бохм-Витенс [66] и Ющенко и др. [67] наблюдали доказательства этого эффекта не только для водорода, но и для гелия. Был

обнаружен дефицит содержания химических элементов со вторыми потенциалами ионизации, близкими к первому потенциалу ионизации гелия (24.6 эВ). Ющенко и др. рассмотрели особенности этого явления для одиночных звезд типа В-F, а Джонг и др. [68] - для бариевых звезд.

В работе [67] использовали опубликованные данные о содержании для обычных звезд с низкими магнитными полями и обнаружили это явление для всех объектов, включая объекты, расположенные в областях с низкой плотностью межзвездного вещества. Следовательно, мы предполагаем, что уменьшение относительных содержаний может быть результатом взаимодействия атомов звездной фотосферы с межзвездным веществом низкой плотности, причем продолжительность такого взаимодействия составляет порядка времени жизни звезды. Даже слабых магнитных полей может быть достаточно для получения аномальных химических составов в течение длительных интервалов времени. Важно установить нижнюю границу этого временного интервала, и мы приводим здесь оценку.

Этот тип аккреции проявляется в корреляциях между относительными содержаниями химических элементов и потенциалами второй ионизации этих элементов по сравнению с солнечными. Теория этого эффекта не была подробно разработана в ранее опубликованных исследованиях.

Проффитт и Мишо [69] обсуждали аккрецию из проэволюционировавших компонентов двойных систем в сочетании с радиативной диффузией [70]. В отличие от радиативной диффузии, аккреция водорода и гелия не получила широкого признания в качестве возможного объяснения химических аномалий в звездных атмосферах. Исследование этого типа аккреции в различных типах звездных атмосфер поможет развить или отвергнуть теорию, предложенную в работах [64] и [71] для звезд с сильными магнитными полями, и, возможно, расширить ее для случая звезд со слабыми магнитными полями.

В рамках данного исследования мы использовали опубликованные модели содержания HD204075 для оценки временных пределов создания аномалий химического содержания, которые могут быть вызваны аккрецией водорода и гелия из межзвездной среды. Это уменьшение относительных (по сравнению со значениями для солнечной атмосферы) содержаний химических элементов с потенциалами второй ионизации, близкими к потенциалам ионизации водорода и гелия (13.6 эВ и 24.6 эВ соответственно).

1.5.2 Звезды типа δ Scuti

Пульсирующие переменные звезды типа δ Щита изменяют свою светимость вследствие как радиальных так и нерадиальных пульсаций. Звезды этого типа являются звездами главной последовательности или гигантами спектральных классов от A0 до F5. Видимые звездные величины изменяются с амплитудами от 0.003^m до 0.9^m и периодами, не превосходящими нескольких часов. В случае существования нескольких радиальных пульсаций, как и в случае нерадиальных пульсаций, форма кривой блеска и ее амплитуда подвержены сильным изменениям. В некоторых случаях может наблюдаться полное прекращение пульсаций, то есть снижение их амплитуды до предела регистрации – около

0.001^m. Кривая изменения лучевых скоростей обычно почти зеркально отображает кривую блеска. Максимум скорости расширения сдвинут по фазе относительно максимума кривой блеска не более чем одну десятую. Имя этому классу дала звезда δ Scuti (Щита), которая пульсирует с амплитудой около 0.09^m и периодом менее пяти часов. Среди ярких звезд этого типа можно отметить β Кассиопеи и Денеболу (β Льва). К звездам типа δ Щита может относиться и ярчайшая звезда северного полушария - Вега [72].

1.5.2.1 Переменная звезда V1719 Cyg

Звезда V1719 Cyg (HD 200925, $\alpha_{2000}=21^{\text{h}}04^{\text{m}}33^{\text{s}}$, $\delta_{2000}=+50^{\circ}47'03''$, рисунок 1.2) является необычной звездой: её период стабилен на многолетней временной шкале, но наблюдаются вариации амплитуды в течение длительного времени, предполагая возможный эффект Блажко [73] или их можно интерпретировать как наличие нескольких частот, действующих одновременно [74, 75].

Фотоэлектрические наблюдения в системе UVV в работе [76] позволили определить период 0.267394 дня. В работе [76] определены спектральный тип F5 III, период 0.238 суток, амплитуда кривой блеска до 0.35^m и форма кривой блеска, в результате этого ее включили в каталог как звезду типа δ Scuti.



Рисунок 1.2 – Звезда V1719 Cyg

В работе [77] определили существование двух периодов, включая ранее определенный период в 0.267298 дня и возможный второй период в 0.2138 дня. Соотношение этих двух периодов составляет 0.800. В работе [78] определена амплитуда колебаний T_{eff} , которая изменяется от 6700 до 7300 К, а значения варьируются $\log g$ от 3.20 до 3.40.

Таблица 1.2 – Сведения о V1719 Cyg [79]

Типы:	* (HD,AG,...), dS*, cC*, V* (V*), NIR (2MASS)
ICRS координаты (J2000):	21 04 32.9209811688 +50 47 03.276283920 (Optical)
Гал. координаты (J2000):	090.9877351953267 +02.5526464645164
Собст. движение	-2.738 -5.214 [0.021 0.020 90] A
Радиальная скорость / красное смещение / cz:	V(km/s) 15.0 [5] / z(~) 0.000050 [0.000017] / cz 15.00 [5.00] E
Параллакс (mas):	2.582 [0.0175] A
Спектральный тип:	F5III C
Потоки:	B=8.41 [0.01] mag, V= 7.99 [0.01] mag, G =7.944772 [0.004856] mag, J= 7.190 [0.018] mag, H= 7.021 [0.017] mag, K= 6.983 [0.017] mag

1.5.2.2 Анализ опубликованных данных

В работе [78] для V1719 Cyg найдены значения металличности $[Fe/H]=0.3$, эффективной температуры $T_{\text{eff}}=6700-7300$ К и силы тяжести на поверхности $\log g=3.20-3.40$ с использованием *uvby β* фотометрии. Кривая блеска симметрична или даже нисходящая ветвь короче восходящей [80]. Позже в работе [81] наблюдали V1719 Cyg и получили $[Fe/H]=0.456-0.664$, $T_{\text{eff}}=7020$ К и $\log g=3.44$. Они аналогичны значениям работы [82], полученным с помощью *uvby β* фотометрии ($[Fe/H]=1.020$, $T_{\text{eff}}=6400-7300$ К и $\log g=3.1-3.3$).

Позже фотометрические свойства и содержание железа в V1719 Cyg были обсуждены в работе [83] на основе спектроскопических наблюдений с высоким разрешением. Параметры атмосферы были найдены с помощью метода, описанного в работе [16] и [84]. Значения эффективной температуры, поверхностной силы тяжести, скорости микротурбулентности и содержания железа были найдены равными $T_{\text{eff}}=7300$ К, $\log g=3.25$, $v_{\text{micro}}=3.8$ км с⁻¹ и $\log N(Fe)=7.44\pm 0.08$ (в шкале $\log N(H)=12$) соответственно. В частности, значение содержания железа близко к солнечному $\log N(Fe)=7.47-7.50$ [85, 86].

В работе [87] для V1719 Cyg найдены значения $T_{\text{eff}}=6642$ К, $\log g=3.4$, $v_{\text{micro}}=3.1$ км с⁻¹ и $\log N(Fe)=-0.08$. Обратим внимание, что V1719 Cyg является переменной звездой. Эффективная температура может варьироваться от 6800 до 7300 К. Возможно, спектр V1719 Cyg, используемый в [87], наблюдался вблизи минимума кривой блеска. В работе [83] было сказано, что V1719 Cyg имеет возможный избыток нескольких элементов группы железа, таких как иттрий, цирконий и лантаноиды. Также было указано, что V1719 Cyg может быть звездой с усиленными линиями металлов (Fm), в которой содержание железа близко к солнечному значению, но более тяжелые элементы избыточны.

В данном исследовании проведен более подробный химический состав V1719 Cyg, полученный по тем же спектрам с высоким разрешением, которые использовались в работе [83].

1.5.3 Звезда HD47536

HD47536 ($\alpha_{2000} = 06^{\text{h}}37^{\text{m}}47^{\text{s}}$, $\delta_{2000} = -32^{\circ}20'23''$) — одиночная звезда в созвездии Большого Пса на расстоянии приблизительно 400 световых лет (около 123 парсеков) от Солнца. Видимая звёздная величина звезды — $V=+5.258^{\text{m}}$. Возраст звезды оценивается около 9.33 млрд лет. HD47536 — оранжевый гигант спектрального класса K1III [88]. Масса — около 0.94 солнечной, радиус — около 23.47 солнечных, светимость — около 177.2 солнечных. Эффективная температура — около 4380 К.



Рисунок 1.3 – Звезда HD47536 [89]

Таблица 1.3 – Основные характеристики HD47536

Типы:	* (HD,CD,...), IR (IRAS,IRC), PM*, UV (TD1)
ICRS координаты (J2000):	06 37 47.6181076691 -32 20 23.040481884 (Optical)
Гал. координаты (J2000):	241.1816223990488 -16.7779450004353
Собст. движение	107.755 65.122 [0.053 0.059 90] A
Радиальная скорость / красное смещение / cz:	V(km/s) 79.71 [0.14] (Opt) A
Параллакс (mas):	7.9902 [0.0535] A
Спектральный тип:	K1III C
Потоки:	B=6.43 [0.01] mag, V=5.258 [0.009] mag, G=4.874238 [0.0028] mag, J=3.179 [0.27] mag, H=2.471 [0.21] mag, K=2.383 [0.252] mag

1.5.3.1 Анализ опубликованных данных

Как видно из таблицы 1.3 HD47536 - яркий гало или гигант K-типа промежуточного населения. Обилие железа в атмосфере HD47536 было

определено различными исследователями в диапазоне от $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.54\pm 0.10$ [90] до $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.68$ [91, 92]. Звезда имеет одну или две планеты, первая из которых была открыта ранее. Масса этой планеты равна 4.0 ± 0.4 массы Юпитера, большая полуось её орбиты составляет 1.12 ± 0.005 астрономических единиц, эксцентриситет орбиты составляет 0.3 ± 0.1 [93]. Отметим, что радиус звезды составляет $21.36\pm 1.47 R_{\odot}$ [94]. Это означает, что расстояние между планетой и звездой может уменьшаться до 0.78 астрономической единицы или около восьми радиусов центральной звезды. Существование второй планеты было признано сомнительным. В настоящее время известно, что только для 42 звезд гало или толстого диска обнаружено существование планет [95], и HD47536 — одна из самых ярких среди этих звезд.

В многочисленных исследованиях проводился сравнительный анализ химического состава звезд с планетами и без них. Обзор 1111 звезд FGK, проведенный [96] показал, что для звезд с планетами-гигантами содержания N, Mg, Al, Si, Ca и элементов железного пика выше до 0.5 dex , чем для звезд без планет или для звезд с нептуновыми и суперземными планетами. Ранее в работах анализировался химический состав HD47536. Металличность и содержание некоторых химических элементов - в работе [97], в частности верхние пределы содержания лития и бериллия в работе [98]. Содержание кислорода исследовали в [99]; содержания натрия, магния и алюминия в [100]; серы в [101] и Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co и Ni в работе [102]. Звезда HD47536 также была исследована в обзоре [87]

Предварительные значения содержаний в HD47536 были определены в работе [103], в которой, используя метод моделей атмосфер, были рассчитаны содержания 33 химических элементов. Эти результаты были положены в основу расчета индивидуальной модели атмосферы по программе ATLAS12. Для построения подробной теории реакций обмена зарядами в звездных атмосферах необходимо иметь больше результатов наблюдений для звезд разного типа, поэтому в данном диссертационном исследовании были изучены литературные данные по звездам спектральных типов от F до K для нахождения признаков аккреции вещества из межзвездной среды.

Обычно предполагается, что химический состав звезд можно объяснить только ядерными процессами внутри звезд. Стандартная теория звездной эволюции, предложенная в 1957 году Бербидж и др. предполагает, что химические элементы с атомными номерами $Z > 30$ синтезировались преимущественно в быстрых и медленных ядерных процессах (r- и s-процессах) в звездах на разных стадиях эволюции. Было обнаружено, что недра красных гигантов подходят для s-процесса, а астрофизические места для r-процесса все еще обсуждаются. Примерами мест протекания этого процесса являются взрывы сверхновых/гиперновых и аналогичные быстрые высокоэнергетические события [104].

Многие типы звезд с несолнечным химическим составом были обнаружены в последние десятилетия XX века. Было показано, что использование только внутренних ядерных процессов в звездах для объяснения разнообразия наблюдаемых звездных содержаний, особенно для звезд типа B-F,

недостаточно [105, 106, 107]. Поэтому было предложено несколько дополнительных сценариев, один из которых — радиационная диффузия в звездных атмосферах. Многие авторы отмечали важность аккреции из межзвездной среды на поверхности звезд.

Гринстейн впервые обнаружил, что в некоторых звездах типа Am — металлических звездах, снижено содержание таких элементов, как Na, Mg, Al, Si, Sc, Ti, V и Zr. Он предположил, что эти элементы могут сохраняться на второй стадии ионизации, и поэтому соответствующие линии не видны в видимой части спектров A–F-звезд. Этот механизм возможен в неравновесной среде, если второй потенциал ионизации (SIP – second ionization potential) упомянутых элементов близок к потенциалу ионизации водорода.

В таком случае взаимодействие между водородом и более тяжелыми элементами может привести к избытку вышеупомянутых элементов на второй стадии ионизации и соответствующему уменьшению их содержания, полученного по линиям нейтральных и первых ионизации. Это может быть достигнуто либо за счет УФ-линий и непрерывной эмиссии водорода, либо за счет реакций обмена зарядами между ионизированным водородом и упомянутыми атомами на первой стадии ионизации.

Реакции обмена зарядами возможны в случае близости SIP некоторых химических элементов к потенциалу ионизации водорода. В работах [66] и [67] наблюдался тот же эффект для гелия, а именно уменьшение относительного содержания химических элементов с SIP, близким или большим $SIP = 24.6$ эВ — к значению первого потенциала ионизации гелия.

Было предположено, что химические аномалии магнитных звезд могут быть вызваны избирательным захватом атомов из ионизированной межзвездной среды. Если такой механизм реализуется для объяснения некоторых химических аномалий у HD47536, то можно предположить, что эта звезда была карликом среднего или позднего типа на главной последовательности с достаточно сильным магнитным полем.

Заряженные атомы с меньшим отношением заряда к массе легко проникают через магнитосферу звезды главной последовательности и достигают ее атмосферы, в то время как более легкие частицы отражаются в зонах локально повышенного магнитного поля. В принципе, такой механизм может работать и в околозвездной оболочке, возможно, с большей эффективностью, поскольку ожидаемая концентрация газа в околозвездной оболочке должна быть значительно выше, чем в межзвездной среде. SIP для Sr и Zr близки к потенциалу ионизации водорода, тогда как у редкоземельных элементов SIP меньше (как правило, ниже 12 эВ), что может объяснить их повышенное содержание в атмосфере HD47536. Однако следует отметить, что в работе не удалось обнаружить сильных магнитных полей у металлических звезд. Авторы работ также сомневаются в правильности выводов [65] и [71]

Важно отметить, что в работе [60] наблюдался дефицит относительного содержания химических элементов с SIP между 12 и 16 эВ, и авторы предложили объяснение этого явления. Его физический сценарий не требовал магнитного поля. В работах [65] и [71] была предпринята попытка развить сценарий,

предложенный в [60] для звезд с сильными магнитными полями; однако их гипотеза столкнулась с серьезными проблемами и нуждалась в улучшении.

Бохм-Витенс в работе [66] всесторонне обсудил несколько возможных сценариев образования звезд с металлическими линиями. Она пришла к выводу, что только механизм обмена зарядами способен объяснить наблюдаемые особенности содержания, а именно дефицит химических элементов с SIP , близкими к 13.6 эВ (потенциал ионизации водорода) и 24.6 эВ (потенциал первой ионизации гелия).

Звезда HD47536 имеет, как минимум, одну планету. Таким образом, звезды главной последовательности среднего и позднего типов с планетами могут иметь дефицит тугоплавких элементов. Таким образом, этот сценарий был впервые предложен, а затем исследовано. Звезды типа λ Boo – это A-F звезды главной последовательности, радиативные атмосферы которых довольно устойчивы к конвекции. Эта конвекция может стереть любые признаки химических аномалий в поверхностных слоях звезд, потому что газ из недр звезды попадает на поверхность и смешивается с газом, имеющим измененный химический состав.

5.4 Литературный обзор по исследованиям аккреции межзвездного вещества в звездные атмосферы

Ранее исследовались различные типы аккреции из межзвездной и околозвездной среды. Например, Фаулер и др. и Проффит и Мишо [69] описали влияние переноса массы от эволюционировавших двойных компаньонов на химический состав звезд-компаньонов, в то время как Дробышевский и Каули [108] обсудили аккрецию астероидов и планет, а Венн и Ламберт [109, 110] отметили механизм разделения пыли и газа для звезд типа λ Boo. Однако малоинтенсивная аккреция межзвездного газа на поверхности нормальных звезд остается слабо исследованной. Ющенко и др. [111, 112] исследовал возможные признаки аккреции межзвездного водорода и гелия в атмосферах ρ Pup (звезда типа δ Sct) и нескольких сотен других звезд спектральных классов B-F.

Ранее возможность аккреции данного типа обсуждалась Гринстейном [60], Хавнесом [64] и Бохм-Витенс [66]. В данной главе мы, основываясь на результатах работы [67], изучаем звезды с более низкими эффективными температурами. Мы исследуем зависимости относительных (относительно солнечных) содержаний химических элементов от вторых потенциалов ионизации этих элементов в звездных атмосферах с эффективными температурами 3800–7700 К. Для расчетов использовались содержания химических элементов опубликованные в работе Лака [87]. Нами проведено сравнение с аналогичными результатами для звезд типа B-F, опубликованными в работе [87] и обсуждены направления возможных теоретических объяснений наблюдаемых эффектов.

Ющенко и др. [67] исследовали только звезды с преимущественно лучистым (радиативным) переносом энергии в атмосфере. Ранее было показано, что любые аномалии содержания в фотосферах этих звезд могут сохраняться на временной шкале в несколько миллионов лет [69]. G-K гиганты, исследованные в нашем исследовании, также обладают радиативным переносом энергии, в то

время как F-звезды главной последовательности демонстрируют более значительный конвективный перенос энергии. Изменение содержания химических веществ на поверхности в зависимости от отношения конвективной и лучистой передачи энергии является основной проблемой, изучаемой в данной главе.

Примечательно, что теория аккреции из межзвездной среды детально не разработана. Результаты наблюдений, опубликованные в работах [113] для разных групп звезд и в исследованиях [114, 115, 116,] для отдельных звезд предполагают, что аккрецию газа из межзвездной среды следует рассматривать для звезд в широком диапазоне эффективных температур, что мы и пытаемся сделать в данной главе.

Как отмечалось ранее, Гринштейн [60] впервые обнаружил корреляцию между относительными содержаниями химических элементов в атмосферах звезд с усиленными линиями металлов, в том числе и ρ Pup, со вторыми потенциалами ионизации этих элементов. Наибольший относительный дефицит наблюдался у химических элементов с потенциалом второй ионизации, близким к потенциалу ионизации водорода, а именно к 13.6 эВ. Он предложил объяснение этого эффекта реакциями обмена зарядами первых ионов этих элементов с атомами водорода в звездных атмосферах.

Потенциалы второй ионизации важны для химических элементов, которые уже потеряли первый электрон в звездной атмосфере. Поэтому резонансную величину реакций перезарядки можно ожидать для химических элементов со вторым потенциалом ионизации, близким к 13.6 эВ для реакций с водородом или близким к 24.6 эВ для реакции обмена зарядами с атомами гелия. Отметим, что 24.6 эВ — это первый потенциал ионизации гелия.

Позднее, были описаны звезды с усиленными линиями металлов и сильными магнитными полями. Было высказано предположение, что источником атомов водорода может быть не звездная атмосфера, а межзвездная среда. Было отмечено, что снижение скоростей вращения звезд с усиленными линиями металлов линии и сильными магнитными полями (Ap звезды) от предела звездной устойчивости, то есть от нескольких сотен километров в секунду, до очень малых значений может быть результатом упомянутых выше реакций обмена зарядами с атомами водорода из космоса.

Это объяснялось большими скоростями, которые сообщаются атомам с потенциалами второй ионизации близкими к резонансным значениям. В результате высокие скорости позволили этим атомам покинуть звезду. Покидая звезду эти атомы создают дефицит соответствующих элементов в атмосфере звезды и уносят с собой момент ее вращения. Обратим внимание, что, как было обнаружено в [66], если атомы определенного химического элемента в звездной атмосфере в основном нейтральны, описанный эффект важен при совпадении потенциала первой ионизации со значениями 13.6 эВ или 24.6 эВ.

Некоторые атомы могут покидать звезду с большими скоростями, поэтому продуктом этих реакций также может быть генерирование космических лучей с энергиями менее 20 МэВ/нуклон [65]

Как упоминалось выше, в работах обсуждались только звезды с изначально сильными магнитными полями, вплоть до 10–20 кГс. При этом принималось существование сильного магнитного поля, как важнейшего фактора в описании физического состояния в атмосферах этих звезд, позволяющего пренебречь многими другими эффектами и предсказать торможение вращения и излучение космических лучей. Примечательно, что аккреция атомов водорода из межзвездной среды является малоинтенсивным процессом, шкала времени которого может составлять значительную часть времени звездной эволюции. Из-за сильного магнитного поля сечение сбора заряженных частиц из межзвездной среды может достигать нескольких сотен звездных радиусов.

Норт [117] обнаружил, что, по крайней мере, для Si-звезд потеря их углового момента на стадии эволюции главной последовательности не может быть подтверждена, и пришел к выводу, что генерация космических лучей с помощью Ar-звезд сомнительна. Поэтому наблюдательный эффект, открытый Гринстейном, не исследовался в течение последующих нескольких десятилетий. Бохм-Витенс выявила влияние дефицита относительных содержаний химических элементов как для элементов со вторым потенциалом ионизации, близким к потенциалу ионизации водорода, так и для элементов со вторым потенциалом ионизации, близким к первому потенциалу ионизации гелия (24.6 эВ). Она отметила, что реакции перезарядки являются важной частью объяснения этих наблюдаемых эффектов, и подчеркнула, что обсуждаемые звезды должны иметь магнитные поля. В работе [66] отмечено, что реакции перезарядки наблюдаются не только вблизи резонансного значения для водорода (13.6 эВ), но и вблизи первого значения потенциала ионизации следующего по распространенности химического элемента – гелия, с соответствующей энергией, близкой к 24.6 эВ. В работах [118-131] подтвердили найденный Гринстейном химический состав ρ Pup и обнаружили аналогичный эффект для нескольких сотен звезд спектральных классов B-F, этот эффект был найден для бариевых звезд. Приведенные выше исследования отдельных объектов и результаты этих исследований показывают на необходимость более детального изучения малоинтенсивной аккреции из межзвездной среды и влияния на этот процесс магнитных полей. Обнаружение подобных эффектов для многих типов звезд требует наличия магнитного поля для сбора межзвездного газа из широкой области вокруг звезды.

2 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ БАРИЕВОЙ ЗВЕЗДЫ HD204075

В соответствии с теорией эволюции звезд химические элементы с атомными номерами $Z > 30$ синтезировались в основном в быстрых и медленных ядерных процессах (r- и s-процессах) в звездах. Медленный процесс происходит в недрах красных гигантов на последних стадиях их эволюции. Для r-процесса все еще обсуждаются возможные теории. Наиболее надежными местами прохождения этого процесса являются взрывы сверхновых звезд и подобные быстрые высокоэнергетические события. Но позже стало понятно, что внутренние физические процессы в звездах не в состоянии объяснить многообразие наблюдаемых закономерностей содержания химических элементов, особенно для звезд типа В-Ф. Многие типы звезд с несолнечным химическим составом были открыты во второй половине прошлого века. Было высказано предположение, что аккреция должна сильно влиять на наблюдаемые содержания химических элементов на поверхности звезд.

В данном исследовании, используя высококачественные спектральные наблюдения, современное программное обеспечение и обновленные базы данных атомных линий, мы определяем физические атмосферные параметры и атмосферное содержание железа главного компонента бариевой звезды HD204075, а также исследуем признаки аккреции из межзвездной и околозвездной среды в её атмосфере.

2.1 Спектр звезды HD204075 и анализ содержания химических элементов в ее атмосфере

Спектр высокого разрешения HD204075 был взят из открытого архива Европейской Южной обсерватории. Отношение сигнал-шум спектра превышает 300, разрешающая способность равна $R=80000$, диапазон длин волн от 3040 до 10400 Å.

Для проведения континуума, идентификации спектральных линий и измерения эквивалентных ширин этих линий использовался код URAN.

Для генерации синтетического спектра во всём наблюдаемом диапазоне использовалась обновленная версия набора кодов, известного как SYNTHЕ код. Чистые и слабоблендированные линии в наблюдаемом спектре были выбраны на основе сравнения с синтетическими спектрами. Синтетические спектры рассчитывались для всей области длин волн, охваченной наблюдениями.

Для определения эффективной температуры, ускорения силы тяжести в атмосфере, металличности и содержания железа в HD204075 использовались методы моделирования звездных атмосфер. Эти методы используют содержания железа, рассчитанные для различных спектральных линий с использованием сетки моделей атмосфер и микротурбулентных скоростей. Значения шага моделей по эффективной температуре и по силе тяжести на поверхности были выбраны так, чтобы они были меньше или равны ожидаемой точности определения параметров. Для каждой модели были проведены расчеты содержания с различными значениями микротурбулентных скоростей. Обычно расчеты для двух наборов моделей атмосфер, построенных с различными

шагами интерполяции по эффективной температуре и поверхностной силе тяжести, являются достаточными. Поэтому нами использованы два набора моделей атмосфер с проведением нескольких итераций для получения более точного результата. Чтобы выбрать наилучшие параметры проведен анализ расчетов содержаний для сетки моделей атмосфер. Использовалась программа WIDTH9. Для проведения расчетов использовалась исходная сетка моделей атмосферы. Из нее нами была интерполирована сетка моделей атмосфер, которая была использована для проведения данных расчетов с эффективными температурами от $T_{\text{eff}}=5100$ К до $T_{\text{eff}}=5400$ К (с шагом 10 К) и ускорениями силы тяжести от $\log g=1.5$ до $\log g=2.0$ (с шагом 0.02). Результаты последней итерации показаны на рисунке 2.1. Осями каждой панели являются эффективные температуры и логарифмы силы тяжести на поверхности. Темные полосы показывают максимальные значения параметров на всех панелях. На панелях А-С показаны коэффициенты корреляции между содержанием железа, найденным по отдельным линиям нейтрального железа, и эквивалентными ширинами, энергиями нижних уровней и длинами волн этих линий соответственно. Насыщенность серого тона на панелях пропорциональна обратным значениям коэффициентов корреляции. Панель D отображает значения ошибок в среднем содержании железа, рассчитанные с использованием линий нейтрального железа. Панель E представляет собой обратные значения различий между содержаниями железа, найденные с использованием линий нейтрального и ионизированного железа. Панель F - это суперпозиция результатов всех панелей.

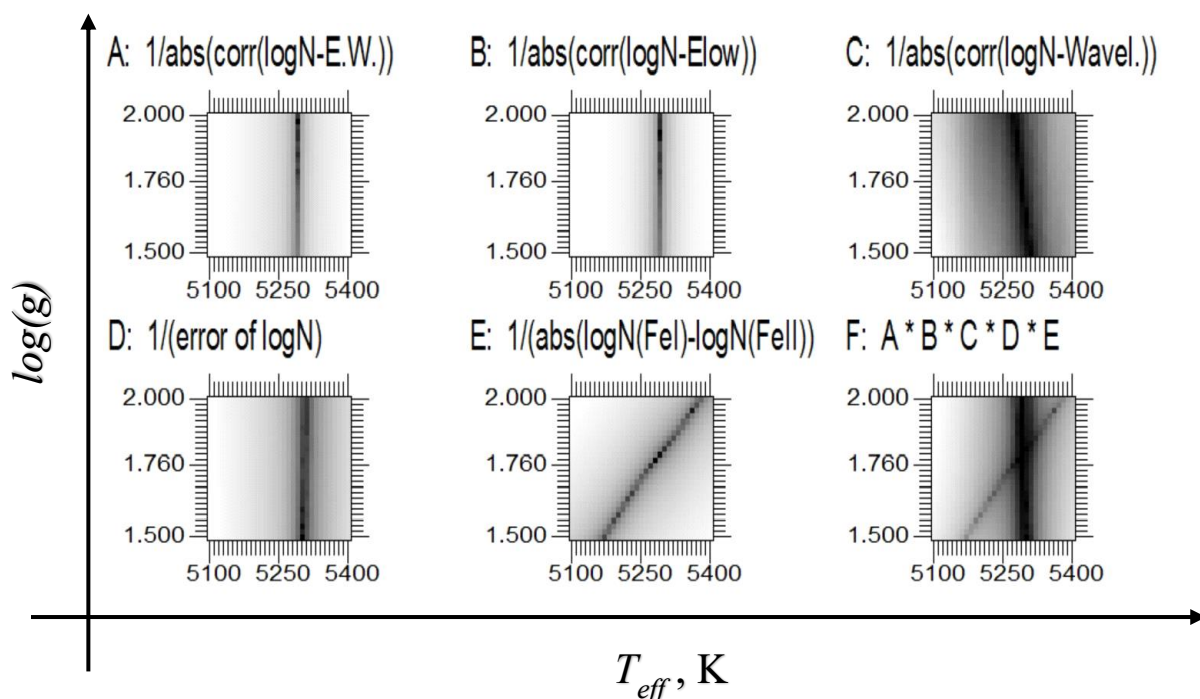


Рисунок 2.1 – Определение параметров атмосферы HD204075

Истинные значения эффективной температуры и поверхностной силы тяжести должны находиться вблизи пересечений темных полос на панели F

рисунка 2.1. Эта область ограничена ускорениями силы тяжести $1.78 < \log g < 1.86$ и эффективными температурами $5280 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 5320 \text{ K}$. Были выбраны значения $T_{\text{eff}} = 5300 \pm 50 \text{ K}$ и $\log g = 1.82 \pm 0.04$. Указанные ошибки превышают шаги сетки атмосферных моделей, использованных на последней итерации, и включают возможные систематические ошибки. Наилучшая микротурбулентная скорость атмосферной модели с этими параметрами составила $v_{\text{micro}} = 2.52 \pm 0.10 \text{ км/с}$, содержание железа, рассчитанное по определенным нами 105 линиям нейтрального железа и 31 линии однократно ионизированного железа составило $\log N(\text{Fe}) = 7.32 \pm 0.06$ (в шкале $\log N(\text{H}) = 12$). Содержание железа соответствует металличности $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.18$.

В таблице 2.1 приведен список линий железа, использованных в этом исследовании. Первые два столбца таблицы 2.1 - это длина волны и идентификация линии; третий-шестой столбцы - эквивалентная ширина, измеренная в миллиангстремах (mÅ); сила осциллятора и энергия нижнего уровня, измеренная в электрон-вольтах (эВ); и, наконец, содержания железа, приведенные в шкале $\log N(\text{H}) = 12$. В таблице 2.2 сравниваются найденные нами параметры атмосферы HD204075 и опубликованные ранее значения.

Таблица 2.1 – Линии железа в спектре HD204075

Длина волны (ангстремы)	Идентификация	Эк.ширина (мÅ)	lg gf	E_{low} (эВ)	log N ($\log N(\text{H}) = 12.00$)
1	2	3	4	5	6
5029.618	Fe I	84.0	-2.05	3.415	7.370
5196.077	Fe I	107.0	-0.74	4.256	7.271
5198.711	Fe I	157.0	-2.28	2.223	7.370
5215.180	Fe I	168.0	-0.93	3.266	7.382
5217.390	Fe I	151.0	-1.17	3.211	7.284
5242.491	Fe I	134.0	-0.97	3.634	7.274
5253.462	Fe I	126.0	-1.60	3.283	7.374
5288.527	Fe I	94.0	-1.51	3.694	7.244
5322.041	Fe I	107.0	-2.88	2.278	7.243
5326.142	Fe I	72.0	-2.07	3.573	7.373
5364.871	Fe I	163.0	0.23	4.445	7.371
5365.399	Fe I	125.0	-1.24	3.573	7.314
5367.466	Fe I	166.0	0.35	4.415	7.267
5373.709	Fe I	88.0	-0.86	4.473	7.335
5379.575	Fe I	101.0	-1.51	3.694	7.333
5389.479	Fe I	120.0	-0.41	4.415	7.304
5560.212	Fe I	77.0	-1.04	4.434	7.309
5618.632	Fe I	74.0	-1.31	4.209	7.297
5636.696	Fe I	37.0	-2.56	3.640	7.427
5638.262	Fe I	115.0	-0.73	4.220	7.289
5705.464	Fe I	52.0	-1.60	4.301	7.390
5717.833	Fe I	88.0	-1.10	4.284	7.346
5741.848	Fe I	48.0	-1.61	4.256	7.289
5753.122	Fe I	114.0	-0.69	4.260	7.273

продолжение таблицы 2.1					
<i>1</i>	<i>2</i>	<i>3</i>	<i>4</i>	<i>5</i>	<i>6</i>
5852.219	Fe I	56.0	-1.30	4.548	7.397
5856.088	Fe I	53.0	-1.51	4.294	7.294
5883.817	Fe I	97.0	-1.31	3.959	7.319
5905.671	Fe I	80.0	-0.77	4.652	7.289
5930.173	Fe I	125.0	-0.23	4.652	7.383
5956.694	Fe I	110.0	-4.61	0.859	7.341
5976.775	Fe I	100.0	-1.31	3.943	7.331
5987.066	Fe I	93.0	-0.43	4.795	7.271
6003.010	Fe I	118.0	-1.12	3.881	7.338
6007.960	Fe I	90.0	-0.66	4.652	7.305
6008.554	Fe I	127.0	-0.99	3.883	7.339
6024.049	Fe I	144.0	0.05	4.548	7.267
6027.051	Fe I	104.0	-1.06	4.076	7.275
6065.482	Fe I	194.0	-1.53	2.608	7.409
6078.491	Fe I	104.0	-0.30	4.795	7.285
6079.008	Fe I	64.0	-0.95	4.652	7.248
6127.906	Fe I	72.0	-1.40	4.142	7.258
6151.617	Fe I	93.0	-3.37	2.176	7.342
6165.360	Fe I	72.0	-1.55	4.142	7.408
6173.334	Fe I	129.0	-2.88	2.223	7.373
6200.313	Fe I	121.0	-2.44	2.608	7.250
6213.430	Fe I	138.0	-2.66	2.223	7.277
6219.281	Fe I	157.0	-2.43	2.198	7.277
6229.226	Fe I	80.0	-2.81	2.845	7.354
6240.646	Fe I	96.0	-3.23	2.223	7.287
6252.556	Fe I	192.0	-1.77	2.404	7.352
6265.132	Fe I	155.0	-2.54	2.176	7.321
6290.969	Fe I	88.0	-0.61	4.733	7.294
6322.685	Fe I	125.0	-2.43	2.588	7.255
6335.330	Fe I	166.0	-2.44	2.198	7.379
6336.823	Fe I	148.0	-1.05	3.686	7.426
6411.648	Fe I	164.0	-0.72	3.653	7.292
6419.949	Fe I	121.0	-0.24	4.733	7.367
6430.845	Fe I	198.0	-2.01	2.176	7.327
6464.661	Fe I	34.0	-5.44	0.958	7.296
6475.624	Fe I	101.0	-2.94	2.559	7.409
6481.870	Fe I	112.0	-2.98	2.278	7.268
6518.366	Fe I	98.0	-2.52	2.831	7.245
6608.024	Fe I	36.0	-3.95	2.278	7.278
6609.110	Fe I	112.0	-2.66	2.559	7.252
6627.540	Fe I	48.0	-1.45	4.548	7.395
6725.353	Fe I	35.0	-2.14	4.103	7.407
6750.152	Fe I	134.0	-2.58	2.424	7.313
6806.843	Fe I	67.0	-3.10	2.727	7.318
6810.262	Fe I	68.0	-1.12	4.607	7.378
6828.592	Fe I	91.0	-0.79	4.638	7.382
6839.830	Fe I	71.0	-3.34	2.559	7.419
6857.243	Fe I	43.5	-2.04	4.076	7.405

продолжение таблицы 2.1					
1	2	3	4	5	6
6843.655	Fe I	85.0	-0.93	4.548	7.340
6999.884	Fe I	79.0	-1.39	4.103	7.234
7219.678	Fe I	71.0	-1.50	4.076	7.203
7223.658	Fe I	115.0	-2.21	3.017	7.287
7440.952	Fe I	83.0	-0.68	4.913	7.410
7491.649	Fe I	99.0	-1.01	4.301	7.281
7498.530	Fe I	32.0	-2.11	4.142	7.324
7583.788	Fe I	142.0	-1.99	3.017	7.378
7586.014	Fe I	150.0	-0.39	4.312	7.333
7807.952	Fe I	84.0	-0.50	4.991	7.296
7832.194	Fe I	161.0	-0.15	4.434	7.342
7844.555	Fe I	17.0	-1.81	4.835	7.403
7945.844	Fe I	189.0	0.15	4.386	7.318
7998.939	Fe I	181.0	0.05	4.371	7.294
8046.047	Fe I	170.0	-0.08	4.415	7.331
8047.615	Fe I	125.0	-4.64	0.859	7.310
8207.745	Fe I	90.0	-0.99	4.445	7.243
8239.127	Fe I	93.0	-3.25	2.424	7.317
8248.120	Fe I	92.0	-1.01	4.371	7.203
8331.907	Fe I	161.0	-0.42	4.386	7.469
8514.072	Fe I	193.0	-2.42	2.198	7.366
8515.109	Fe I	132.0	-2.10	3.017	7.245
8674.746	Fe I	182.0	-1.85	2.831	7.380
8699.455	Fe I	91.0	-0.45	4.955	7.216
8793.338	Fe I	150.0	-0.22	4.607	7.329
8804.625	Fe I	111.0	-3.23	2.278	7.280
8838.428	Fe I	169.0	-2.05	2.858	7.423
8846.736	Fe I	68.0	-0.72	5.009	7.264
8866.920	Fe I	175.0	-0.06	4.548	7.387
8929.075	Fe I	60.0	-0.89	5.085	7.410
8945.190	Fe I	103.0	-0.33	5.033	7.289
8978.204	Fe I	17.5	-3.38	3.415	7.408
9889.035	Fe I	103.0	-0.38	5.033	7.246
5256.938	Fe II	77.0	-4.17	2.891	7.345
5264.812	Fe II	119.0	-3.23	3.230	7.378
5284.109	Fe II	143.0	-3.19	2.891	7.342
5325.554	Fe II	115.0	-3.20	3.221	7.289
5414.073	Fe II	96.0	-3.48	3.221	7.259
5425.257	Fe II	115.0	-3.22	3.199	7.259
5525.125	Fe II	53.0	-4.12	3.267	7.337
5534.847	Fe II	146.0	-2.86	3.245	7.403
5591.368	Fe II	23.0	-4.68	3.267	7.371
5991.376	Fe II	99.0	-3.66	3.153	7.378
6084.111	Fe II	76.0	-3.81	3.199	7.253
6149.258	Fe II	102.0	-2.67	3.889	7.199
6179.384	Fe II	11.5	-2.75	5.568	7.357
6238.392	Fe II	121.0	-2.63	3.888	7.420
6239.366	Fe II	31.0	-4.87	2.806	7.230

продолжение таблицы 2.1					
1	2	3	4	5	6
6239.953	Fe II	56.0	-3.51	3.889	7.397
6247.557	Fe II	140.0	-2.33	3.891	7.393
6269.967	Fe II	26.0	-4.62	3.245	7.329
6307.529	Fe II	7.5	-5.68	2.828	7.344
6369.462	Fe II	71.0	-4.25	2.891	7.285
6407.251	Fe II	60.0	-3.51	3.888	7.441
6432.680	Fe II	111.0	-3.50	2.891	7.073
6456.383	Fe II	160.0	-2.08	3.903	7.400
6516.081	Fe II	148.0	-3.38	2.891	7.431
7222.394	Fe II	79.0	-3.30	3.888	7.453
7224.487	Fe II	78.0	-3.24	3.889	7.386
7310.216	Fe II	54.0	-3.36	3.889	7.167
7449.335	Fe II	75.0	-3.08	3.888	7.166
7515.831	Fe II	51.0	-3.50	3.903	7.269
7711.724	Fe II	131.0	-2.45	3.903	7.263
7841.389	Fe II	18.0	-4.25	3.903	7.379

Таким образом мы определили физические параметры атмосферы исследуемой звезды. Металличность, ускорение силы тяжести на поверхности и эффективная температура позволяет нам уточнить эволюционный статус HD204075. На рисунке 2.2 представлена зависимость логарифма ускорения силы тяжести на поверхности звезды от эффективной температуры для различных групп звезд, согласно исследованиям.

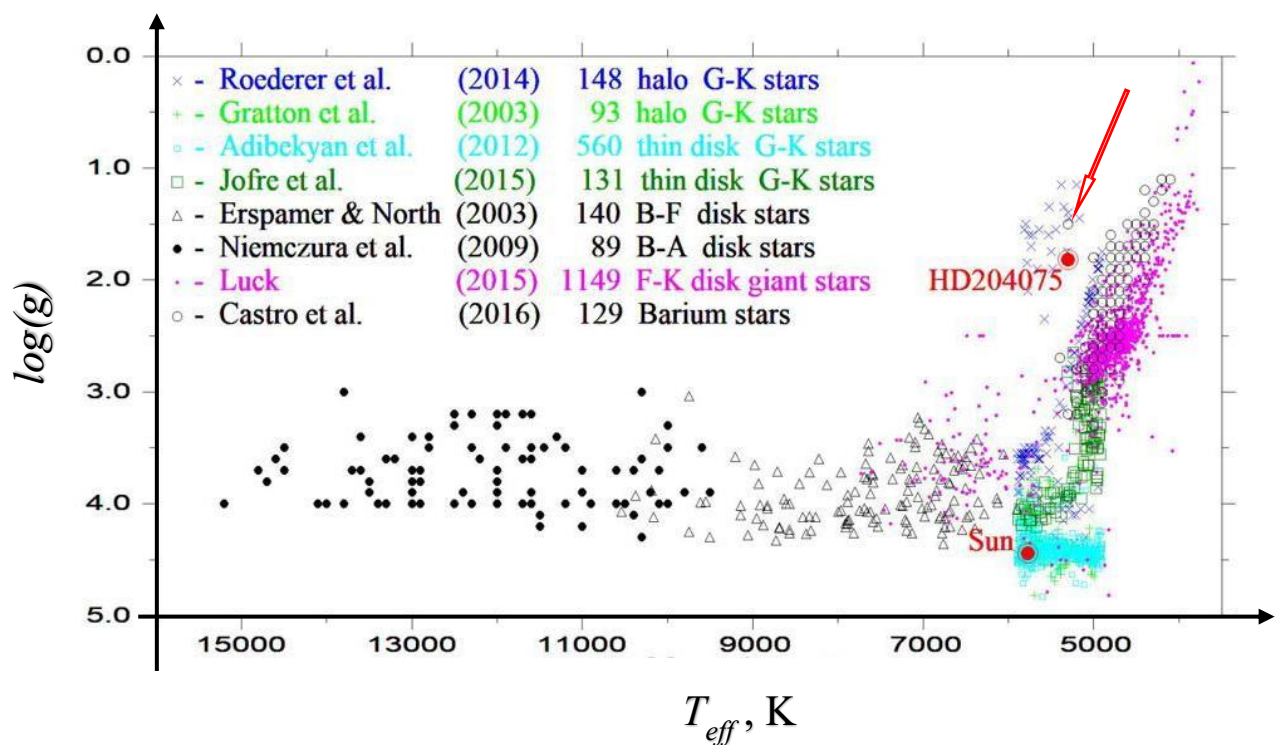


Рисунок 2.2 – Положение HD204075 на эволюционной диаграмме

Стрелкой указано местоположение бариевой звезды по исследованиям других авторов, которые использовали спектры с меньшей разрешающей способностью, нежели мы. Красным заполненным кружком обозначено новое расположение HD204075 на диаграмме. Мы видим, что проведенные нами исследования с использованием спектров высокого разрешения действительно уточняют эволюционный статус бариевой звезды HD204075.

2.2 Анализ химического состава атмосферы звезды HD204075

Наши значения эффективной температуры, силы тяжести на поверхности и металличности находятся в пределах типичных погрешностей ранее опубликованных значений (таблица 2.2). Мы будем использовать наши значения для оценки содержаний химических элементов в атмосфере HD204075 и для сравнения ранее опубликованных содержаний этой бариевой звездой и вторых потенциалов ионизации соответствующих элементов. Это сравнение позволяет подтвердить или опровергнуть существование влияния аккреции водорода и гелия из межзвездной среды.

Таблица 2.2 – Параметры атмосферы HD204075

T_{eff} (K)	$\log g$	[Fe/H]	Источник
5196	1.60	-0.15	[44]
5428	2.37	+0.18	[127]
5300	1.5	+0.06	[128]
5220	1.55	-0.45	[132]
5209	2.14	-0.04	[118]
5260	1.72	-0.19	[119]
5250	1.53	-0.09	[133]
5220	1.55	-0.45	[134]
5397	1.48	-0.14	[135]
5300	1.82	-0.18	[113]

Мы построили диаграмму зависимости содержания химических элементов в фотосфере HD204075 от вторых потенциалов ионизации этих элементов (рисунок 2.3). Логарифмы потенциалов ионизации показаны на нижней части панели, а сами потенциалы - на верхней. Кружки и крестики – относительные содержания химических элементов с атомными номерами больше и меньше 30. Заполненные круги - это содержание Si, Ti, Cr, Fe и Ni. Вертикальными пунктирными линиями отмечены положения энергий ионизации водорода и гелия.

На этом рисунке нет явных корреляций в изменениях величин. Также мы не видим, что вблизи значения 13,6 эВ – потенциала ионизации водорода существует скопление и резкое увеличение содержания элементов в атмосфере звезды. Аналогичная картина наблюдается и вблизи значения 24,6 эВ – потенциала ионизации гелия.

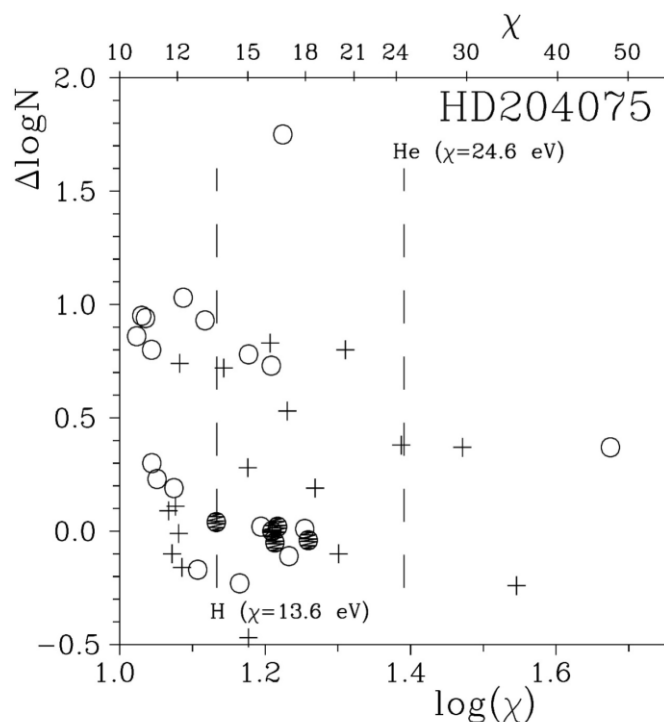


Рисунок 2.3 – График зависимости относительного содержания химических элементов в атмосфере HD204075 ($\Delta\log N$), в зависимости от вторых потенциалов ионизации (χ) этих элементов

Сравнение рисунка 2.3 с аналогичными зависимостями для звезды типа δ Scuti - ρ Pup и для бариевой звезды ζ Cyg, показывает, что зависимости, описанные в этих двух работах, не встречаются в атмосфере HD204075. Наиболее важной из этих не обнаруженных зависимостей является положительная корреляция содержания химических элементов с потенциалами второй ионизации этих элементов, для элементов, имеющих потенциалы второй ионизации между 13.6 и 24.6 эВ. Примем, что аккреция межзвездного объекта и гелия из межзвездной среды в атмосфере ρ Pup и ζ Cyg была ответственна за корреляцию относительных содержаний с потенциалом второй ионизации. Таким образом, в атмосфере HD204075 не обнаружено признаков аккреции межзвездного или околозвездного водорода и гелия, и, следовательно, другие физические эффекты должны быть ответственны за аномалии содержания в этой звезде, а именно за избыточное содержание элементов s-процесса.

Существует сильное влияние аккреции вещества, обогащенного s-процессом, с бывшего компаньона красного гиганта (ныне белого карлика) на атмосферу другого компонента двойной системы, современного красного гиганта. Этот процесс является обычным объяснением химических аномалий в бариевых звездах. Аккреция с бывшего красного гиганта явно изменяет химическое содержание на поверхности современного красного гиганта, и в звездах с радиативной атмосферой, каковыми являются красные гиганты, эти изменения сохраняются в течение длительного времени.

После превращения бывшего красного гиганта в белый карлик дополнительные физические эффекты могут быть важны для образования

химических аномалий в других компонентах двойной системы, а именно в современных красных гигантах. Одним из таких эффектов может быть аккреция водорода и гелия из межзвездного пространства. Вполне вероятно, что важность этого эффекта возрастает со временем после образования спутника белого карлика. Ранее была найдена зависимость относительных содержаний химических элементов от вторых потенциалов ионизации этих элементов в бариевых звездах. Корреляции были обнаружены для шести химических элементов, а именно: Al, Si, Ti, Cr, Fe и Ni. Пять из этих элементов (за исключением Al) отмечены на рисунке 2.3.

Коэффициент корреляции содержания этих элементов (включая Al) с их вторыми потенциалами ионизации составил 0.46 ± 0.32 . Возраст HD204075 составляет $10^{7.8}$ лет. HD204075 - одна из самых молодых бариевых звезд. Возраст и коэффициент корреляции HD204075, соответствуют объектам с минимальным возрастом и близким к нулю коэффициентом корреляции содержания по отношению к потенциалам о второй ионизации для шести вышеперечисленных химических элементов. Принимая во внимание возраст HD204075, отсутствие признаков аккреции водорода и гелия из межзвездной среды (рисунок 2.3) неудивительно.

Аккреция водорода из межзвездной среды может существенно изменить содержание элементов на поверхности звезд на временных масштабах порядка 10^8 лет для горячих звезд с сильными магнитными полями. Бариевые звезды не имеют сильных магнитных полей, и поэтому эффекты аккреции водорода должны быть важны на более длительных временных масштабах. Это соответствует исследованиям, которые иллюстрируют возможное влияние аккреции водорода на временах от $10^{7.9}$ до $10^{9.6}$ лет.

Молодость HD204075 может быть подтверждена обнаружением линий технеция в спектре ее атмосферы. Технеций (Tc) не имеет стабильных изотопов, самый длительный период полураспада составляет порядка 10^5 лет для изотопа Tc⁹⁹. Обнаружение этого элемента подтверждает недавний перенос обогащенной s-процессом материи с проэволюционировавшего двойного компаньона на атмосферу современного красного гиганта. Методом синтетического спектра нами была обнаружена линия Tc. Поэтому звезда HD204075, которая является основным компонентом в двойной системе, является молодой звездой, находящаяся на стадии обмена веществом со вторым компонентом. Следовательно, аномалии содержания химических элементов в атмосфере бариевой звезды HD204075 возникают вследствие взаимодействия со вторым компаньоном. Учитывая вышесказанное мы предполагаем, что бариевая звезда HD204075 в двойной системе имеет возраст 10^5 - 10^8 лет.

Основной вывод данного исследования состоит в том, что аккреция атомов водорода и гелия из межзвездной среды на атмосферу молодой бариевой звезды HD204075 не приводит к обнаружению аномалий химического состава за последние 10^5 - 10^8 лет. Для звезд со слабыми магнитными полями, включая HD204075, этот тип аккреции может быть важным на масштабах времени более 10^8 лет.

3 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ ЗВЕЗДЫ ТИПА δ SCUTI: V1719 Cyg

В данной главе, используя спектры высокого разрешения, мы определяем химический состав атмосферы, уточняем физические параметры и эволюционный статус звезды V1719 Cyg (HD200925), а также исследуем полученные данные по её атмосфере и признаки аккреции вещества из межзвездной среды.

3.1 Спектр звезды V1719 Cyg и анализ содержания химических элементов в ее атмосфере

Два спектра V1719 Cyg с высоким разрешением с помощью спектрографа Bohyunsan Echelle (BOES) на 1.8-метровом телескопе были взяты из базы данных Оптической астрономической обсерватории Бохюнсан в Корее [136]. Отношение сигнал/шум (S/N) спектров составляет около 100, разрешающая способность $R=45000$, диапазон длин волн от 3800 до 9600 Å. Наблюдения проводились 27.09.2008 г. и 28.09.2008 г., что соответствует юлианским датам 2454740.15 и 2454740.187. Время экспозиции составило 30 минут для обоих наблюдений. Эти моменты соответствуют фазам 0.78 и 0.05 – близким к максимуму кривой блеска.

Для определения уровня континуума и идентификации различных линий, для расчета синтетического спектра для всей наблюдаемой области длин волн использовалась программа SYNTHE. Расчеты содержаний химических элементов выполнены методом спектрального синтеза. Мы использовали последние версии кодов SYNTHE и URAN для аппроксимации наблюдаемого спектра синтетическим в полуавтоматическом режиме. Наблюдаемый спектр вычислялся как среднее значение по двум используемым спектрограммам, которые были сдвинуты к нулевой радиальной скорости. Пример спектра показан на рисунке 3.1 - наблюдаемые (точки) и синтетические (линии) спектры V1719 Cyg в окрестности линии самария, а именно Sm II λ 4704.400 Å. Оси - длины волн в ангстремах и относительные потоки. Положения спектральных линий, учитываемых при расчетах, отмечены в нижней части рисунка. Для некоторых сильных линий даны обозначения. Положение линии самария отмечено вертикальной пунктирной линией. Различные синтетические спектры рассчитаны для наилучшего содержания Sm в атмосфере V1719 Cyg, а также для увеличенного и уменьшенного на 0.5 dex содержаний.

Уширение линий в синтетическом спектре было выполнено с инструментальными ($R=45000$) и вращательными ($v \sin i = 17 \text{ км с}^{-1}$) профилями. Скорость вращения V1719 Cyg была найдена путем подгонки синтетических профилей, полученных с различными значениями этой скорости, к наблюдаемым профилям чистых линий нейтрального железа.

Для большинства линий нам удалось найти аналоги в солнечном спектре. Содержание элементов по солнечным линиям также было найдено с помощью метода синтеза спектра. Мы использовали солнечный атлас [137-139] и модель солнечной атмосферы. Принятые значения микротурбулентных и макротурбулентных скоростей для этой модели составили 0.8 км с^{-1} и 1.8 км с^{-1}

соответственно. Одни и те же коды использовались для расчетов синтетического спектра, идентификации линий и определения содержаний.

Для оценки погрешностей, вызванных неопределенностями полученных параметров, все расчеты повторялись четыре раза. Вначале использовались наилучшие параметры, а именно $T_{\text{eff}}=7300$ К, $\log g=3.25$, $v_{\text{micro}}=3.8$ км с⁻¹. Последующие три расчета были выполнены для моделей атмосфер с несколько сдвинутыми параметрами, а именно для моделей с эффективной температурой увеличенной на 200 К, с силой тяжести на поверхности увеличенной на 0.3 dex, и с микротурбулентной скоростью уменьшенной на 1 км с⁻¹. Модели атмосфер были интерполированы из сетки работы [36]. Тестовые расчеты были проведены с использованием различных моделей и существенных различий обнаружено не было.

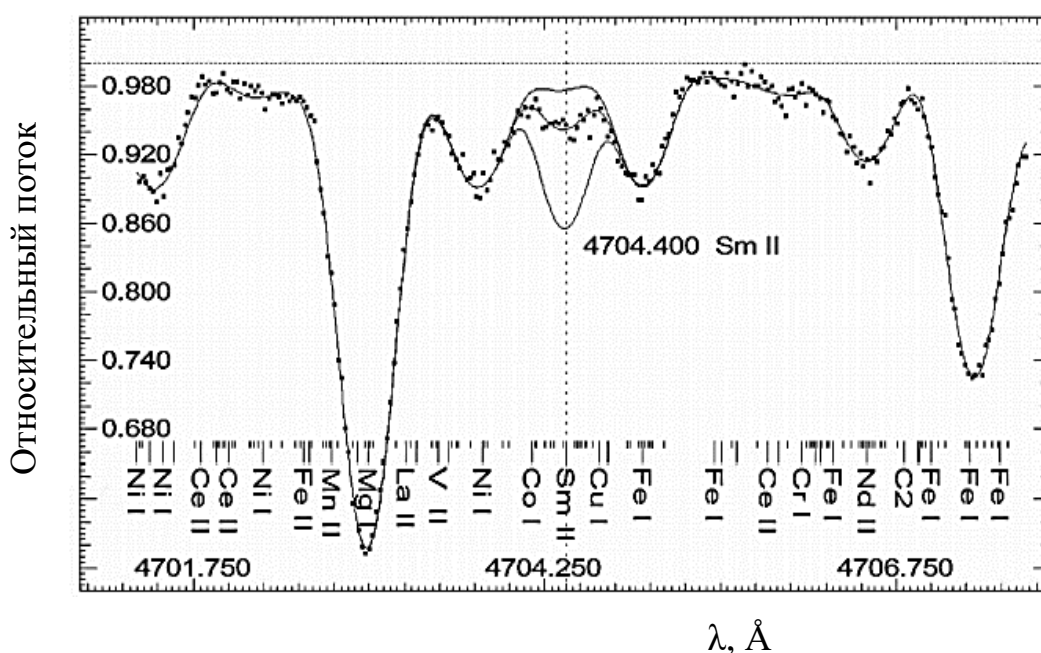


Рисунок 3.1 – Наблюдаемые (точки) и синтетические (линии) спектры V1719 Cyg

В таблице 3.1 представлены средние значения содержаний 28 химических элементов, как относительных, так и абсолютных, в атмосфере V1719 Cyg. В первых двух столбцах таблицы указаны атомные номера и обозначения исследуемых элементов. В третьем столбце показано количество использованных линий поглощения. Две последующие группы столбцов (по восемь столбцов в каждой группе) представляют среднее содержание и его ошибки в атмосфере V1719 Cyg для четырех наборов атмосферных параметров, указанных выше, а именно для наилучших значений и для значений эффективной температуры, силы тяжести на поверхности и микротурбулентной скорости, сдвинутых на +200 К, +0.3 dex и -1.0 км с⁻¹ соответственно. Первая и вторая группы столбцов содержат относительные (*-⊙) и абсолютные (logN) содержания. Последние две колонки содержат относительные и абсолютные содержания элементов в атмосфере V1719 Cyg согласно работе.

Сравнение этих содержаний с полученными нами позволяет утверждать, что совпадение удовлетворительное, но необходимо отметить отклонения. Используемые в значения эффективной температуры, поверхностной силы тяжести и микротурбулентной скорости V1719 Cyg различаются на $\Delta T_{\text{eff}} = +658$ К, $\Delta \log g = +0.15$ и $\Delta v_{\text{micro}} = -0.7$ км с⁻¹. Как уже упоминалось выше, большая разница в температурах может быть легко объяснена наблюдениями на разных фазах кривой блеска.

Значения содержания железа совпадают с высокой точностью, различия для остальных 11 химических элементов составляют менее 0.15 dex, для 16 элементов – менее 0.25 dex. Содержания самария различаются на +0.28 dex, кислорода и неодима на +0.30 dex, кобальта на -0.32 dex, скандия и марганца на -0.34 и +0.34 dex соответственно, церия на +0.35 dex, меди на +0.37 dex, циркония на -0.47 dex. Наше содержание меньше, чем значения, описанные в литературе, для всех вышеперечисленных элементов, за исключением кобальта, скандия и циркония. Возможно, недостаток в наших расчетах можно объяснить разницей в методах. Все наши значения были найдены методом синтетического спектра, и для элементов со слабыми линиями в спектре, это дает возможность с большей точностью учитывать эффекты блендирования линиями других химических элементов и молекул. Это справедливо для отдельной звезды, например V1719 Cyg, но измерения эквивалентных ширин дают наилучшие результаты для исследования различных зависимостей содержаний в большой выборке звезд.

На рисунке 3.2 показано относительное содержание химических элементов в атмосфере V1719 Cyg в зависимости от атомных номеров. По осям указаны атомные номера и логарифмические значения содержаний по отношению к солнечным значениям. Пунктирная линия соответствует солнечным содержаниям. Маленькие, средние и большие кружки показывают содержания, рассчитанные с использованием 1, 2-4 и 5 или более линий соответственно.

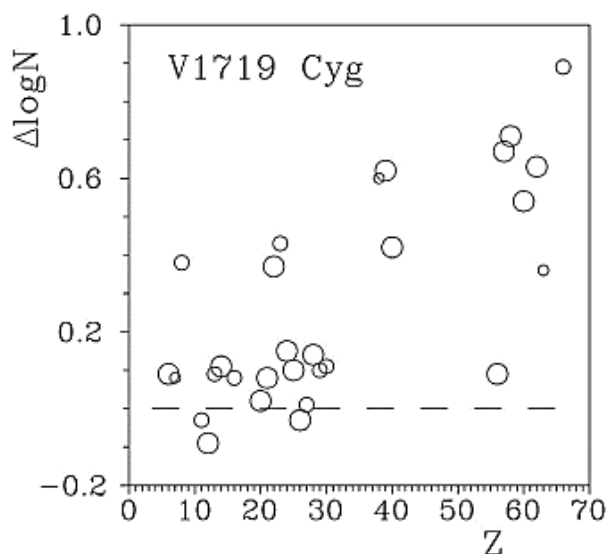


Рисунок 3.2 – Химический состав V1719 Cyg

Представляется возможным классифицировать V1719 Cyg как типичную Am звезду, то есть звезду с усиленными линиями металлов. Она имеет солнечное или близкое к солнечному содержание всех химических элементов с атомными номерами $Z \leq 30$, за исключением кислорода, титана и ванадия. Содержания элементов с $Z > 30$ в основном избыточны, исключением является барий.

3.2 Анализ химического состава атмосферы V1719 Cyg

На рисунке 3.3 представлен график относительного содержания химических элементов в атмосфере V1719 Cyg в зависимости от температуры конденсации этих элементов. Значения температур конденсации для газа с химическим составом солнечной фотосферы взяты из [140, 141]. Атомные номера элементов указаны внутри соответствующих символов: кружки для элементов с $Z \leq 30$ и квадраты для элементов с $Z > 30$. Все химические элементы с $Z > 30$ имеют температуру конденсации выше 1200 К. Обычно линии этих элементов, за исключением бария, не идентифицируются в спектрах звезд типа λ Boo. Если мы рассчитаем коэффициент корреляции относительных содержаний и температуры конденсации для элементов с $Z \leq 30$ и бария, мы найдем значение -0.07 ± 0.22 .

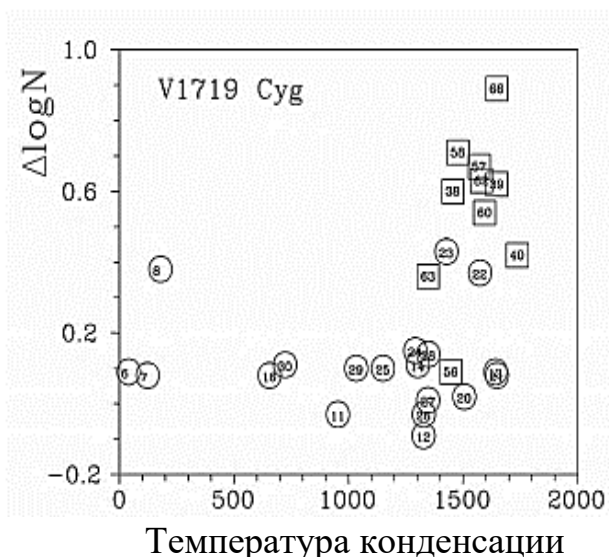


Рисунок 3.3 – График относительного содержания химических элементов в атмосфере V1719 Cyg в зависимости от температуры конденсации этих элементов

Это позволяет отвергнуть возможность сценария разделения пыли и газа для V1719 Cyg. Упомянутый сценарий объясняет отрицательную корреляцию относительного содержания и температуры конденсации в атмосферах звезд типа λ Boo. Эта корреляция близка к нулю для V1719 Cyg. Вот почему можно согласиться с отсутствием газопылевой оболочки вокруг нашей звезды. На рисунке 3.4 показана зависимость относительного содержания химических элементов от их вторых потенциалов ионизации. Этот график может отражать аккрецию атомов водорода и гелия из межзвездного газа в звездную атмосферу.

Таблица 3.1. Обилие химических элементов в атмосфере V1719 Cyg. Средние значения

Z Атом. номер	Идент.	n	$\Delta \log N_{V1719Cyg-\odot}$										$\log N_{V1719Cyg}$								
			*- \odot	σ	T_{eff}	σ	$\log g$	σ	v_{micro}	σ	$\log N$	σ	T_{eff} K	σ	$\log g$	σ	v_{micro} km c ⁻¹	σ	$\Delta \log N$	$\log N$	
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19	20	21	
		+200 K			+0.3			-1 км с ⁻¹			+200 K			+0.3			-1 км с ⁻¹				
6	CI	14	0.09	0.11	0.11	0.11	0.13	0.1	0.11	0.11	8.52	0.11	8.54	0.11	8.56	0.1	8.54	0.11		8.42	
7	NI	1	0.08		-0.12		0.17		0.09		7.91		7.71		8		7.92				
8	OI	3	0.38	0.18	0.35	0.18	0.46	0.18	0.5	0.2	9.07	0.18	9.04	0.18	9.15	0.18	9.19	0.2		8.77	
11	NaI	4	-0.03	0.1	0.06	0.07	-0.08	0.1	0.01	0.05	6.18	0.1	6.28	0.07	6.13	0.1	6.22	0.05	-0.11		
12	MgI	7	-0.1	0.14	-0.02	0.14	-0.1	0.14	-0.06	0.09	7.49	0.14	7.57	0.14	7.49	0.14	7.53	0.09	-0.08		
	MgII	2	-0.07	0.01	-0.11	0.02	0	0	-0.04	0.01	7.52	0.01	7.48	0.02	7.59	0	7.55	0.01			
13	AlI	2	0.09	0.04	0.12	0.02	0.1	0.02	0.12	0.02	6.52	0.04	6.55	0.02	6.53	0.02	6.55	0.02	0.1		
14	SiI	22	0.14	0.08	0.2	0.11	0.12	0.09	0.13	0.09	7.65	0.08	7.71	0.11	7.63	0.09	7.64	0.09	0.02		
	SiII	3	-0.1	0.04	-0.14	0.03	-0.02	0.04	-0.05	0.02	7.41	0.04	7.37	0.03	7.49	0.04	7.46	0.02			
16	SI	3	0.08	0.12	0.14	0.12	0.1	0.12	0.08	0.11	7.2	0.12	7.26	0.12	7.22	0.12	7.2	0.11	0.25		
20	CaI	21	0.02	0.1	0.15	0.1	0	0.09	0.08	0.1	6.34	0.1	6.47	0.1	6.32	0.09	6.4	0.1	0.14		
	CaII	1	-0.07		-0.06		0		0.02		6.25		6.26		6.33		6.34				
21	ScII	9	0.08	0.1	0.14	0.11	0.14	0.12	0.09	0.12	3.24	0.1	3.3	0.11	3.3	0.12	3.25	0.12	0.42		
22	TiI	8	0.41	0.11	0.54	0.13	0.4	0.11	0.4	0.12	5.34	0.11	5.47	0.13	5.33	0.11	5.33	0.12	0.21		
	TiII	8	0.32	0.11	0.38	0.13	0.38	0.13	0.32	0.13	5.25	0.11	5.31	0.13	5.31	0.13	5.25	0.13			
23	VII	3	0.43	0.2	0.5	0.18	0.47	0.14	0.41	0.16	4.32	0.2	4.39	0.18	4.36	0.14	4.3	0.16	0.23		
24	CrI	9	0.23	0.09	0.39	0.1	0.16	0.09	0.17	0.1	5.85	0.09	6.01	0.1	5.78	0.09	5.79	0.1	0.13		
	CrII	10	0.07	0.1	0.1	0.11	0.15	0.1	0.09	0.09	5.69	0.1	5.72	0.11	5.77	0.1	5.71	0.09			
25	MnI	8	0.1	0.08	0.23	0.08	0.11	0.08	0.11	0.08	5.52	0.08	5.65	0.08	5.53	0.08	5.53	0.08	-0.24		
27	CoI	3	0.01	0.06	0.11	0.04	0	0.06	0.02	0.05	4.94	0.06	5.04	0.04	4.93	0.06	4.95	0.05	0.33		
28	NiI	30	0.14	0.12	0.19	0.14	0.12	0.12	0.14	0.1	6.34	0.12	6.39	0.14	6.32	0.12	6.34	0.1	-0.02		
29	CuI	3	0.1	0.12	0.27	0.12	0.21	0.05	0.19	0.05	4.28	0.12	4.45	0.12	4.39	0.05	4.37	0.05	-0.27		

продолжение таблицы 3.1

<i>1</i>	<i>2</i>	<i>3</i>	<i>4</i>	<i>5</i>	<i>6</i>	<i>7</i>	<i>8</i>	<i>9</i>	<i>10</i>	<i>11</i>	<i>12</i>	<i>13</i>	<i>14</i>	<i>15</i>	<i>16</i>	<i>17</i>	<i>18</i>	<i>19</i>	<i>20</i>	<i>21</i>
30	ZnI	4	0.11	0.06	0.22	0.09	0.13	0.08	0.12	0.05	4.67	0.06	4.78	0.09	4.69	0.08	4.68	0.05	0.13	
38	SrI	1	0.6		0.33		0.61		0.59		3.43		3.16		3.44		3.42			
39	YII	12	0.62	0.18	0.67	0.23	0.63	0.24	0.57	0.23	2.83	0.18	2.88	0.23	2.84	0.24	2.78	0.23	0.55	
40	ZrII	5	0.42	0.14	0.51	0.19	0.43	0.23	0.42	0.22	3.01	0.14	3.1	0.19	3.02	0.23	3.01	0.22	0.89	
56	BaII	6	0.09	0.11	0.13	0.18	0.1	0.17	0.12	0.16	2.34	0.11	2.38	0.18	2.35	0.17	2.37	0.16	0.32	
57	LaII	7	0.67	0.22	0.75	0.23	0.74	0.22	0.69	0.22	1.78	0.22	1.86	0.23	1.85	0.22	1.8	0.22	0.52	
58	CeII	9	0.71	0.25	0.85	0.29	0.79	0.25	0.71	0.25	2.29	0.25	2.43	0.29	2.37	0.25	2.29	0.25	0.36	
60	NdII	12	0.56	0.15	0.67	0.19	0.61	0.17	0.53	0.18	1.98	0.15	2.09	0.19	2.03	0.17	1.95	0.18	0.26	
	NdIII	1	0.28		0.35		0.44		0.28		1.7		1.77		1.86		1.7			
62	SmII	5	0.63	0.15	0.79	0.15	0.73	0.17	0.64	0.17	1.58	0.15	1.74	0.15	1.68	0.17	1.59	0.17	0.35	
63	EuII	1	0.36		0.51		0.35		0.26		0.88		1.03		0.87		0.78		0.47	
66	DyII	2	0.89	0.26	1	0.3	0.99	0.27	0.88	0.26	1.99	0.26	2.1	0.3	2.09	0.27	1.98	0.26		

Положения энергий ионизации водорода и гелия отмечены вертикальными пунктирными линиями. Атомные номера элементов указаны внутри соответствующих символов: кружки для элементов с $Z \leq 30$ и квадраты для элементов с $Z > 30$. Значения температур конденсации для газа с химическим составом солнечной фотосферы. В случае V1719 Cyg мы не можем найти никаких признаков этого явления. Этот тип аккреции, если он и присутствует, то не приводит к заметному искажению зависимости относительных содержаний от вторых потенциалов ионизации – нет четких особенностей вблизи значений энергий ионизации водорода и гелия. Необходимо отметить, что наше значение эффективной температуры для V1719 Cyg почти на 400 К выше, чем у ρ Pup.

С одной стороны, можно ожидать, что признаки аккреции водорода и гелия могут лучше наблюдаться в атмосферах более горячих звезд, но с другой стороны, кривые распространенности химических элементов в атмосферах звезд этой части диаграммы Г-Р сильно отличаются. Различные физические сценарии необходимо учитывать в верхних слоях атмосферы этих звезд, и любые аномалии могут сохраняться в течение нескольких миллионов лет. В случае V1719 Cyg мы должны сделать вывод, что на эту звезду не повлияла сильная аккреция в последние несколько миллионов лет. Именно поэтому химический состав поверхности V1719 Cyg может отражать первоначальный химический состав межзвездного вещества во время и в месте рождения этой звезды. Значения температур конденсации для газа с химическим составом солнечной фотосферы взяты из.

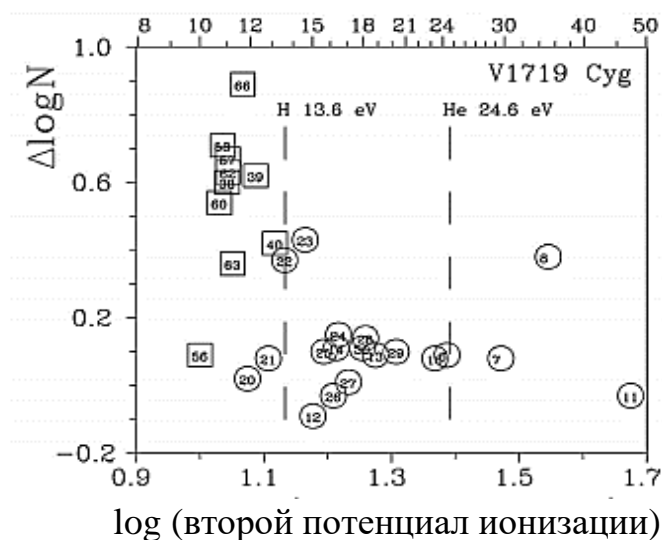


Рисунок 3.4 – График зависимости относительных соержаний химических элементов от вторых потенциалов ионизации этих элементов у V1719 Cyg

На рисунке 3.5 сравнивается кривая распространенности содержаний химических элементов в V1719 Cyg с содержаниями элементов r-, s-процессов в Солнечной системе. На верхней панели показано сравнение содержаний элементов в атмосфере V1719 Cyg (кружки) с распределением содержаний r-

процессов в Солнечной системе, опубликованным [142], масштабированном на наблюдаемое содержание европия (линия). Элементы r-процесса – элементы с вкладом r-процесса более 0.65 показаны заполненными кружками. элементы s-процесса – элементы с вкладом r-процесса менее 0.35 – незаштрихованными кружками, а элементы с $0.35 \leq$ вклада r-процесса ≤ 0.65 – перечеркнутыми кружками. На нижней панели показаны различия наблюдаемых содержаний в атмосфере V1719 Cyg и масштабированных содержаний изотопов элементов r-процесса Солнечной системы (кружки). Линией на нижней панели показаны различия между содержаниями элементов в солнечной фотосфере и содержаниями изотопов элементов r-процесса. Максимумы этой линии соответствуют элементам с наибольшим относительным вкладом s-процесса.

Элементы s-процесса следуют распределению изотопов элементов s-процесса в Солнечной системе. К сожалению, мы обнаружили только три элемента r-процесса. Другие элементы с высокими вкладами r-процесса имеют слабые линии и не могут быть идентифицированы в наших наблюдаемых спектрах V1719 Cyg, которые сильно расширены вращательным и инструментальным профилями.

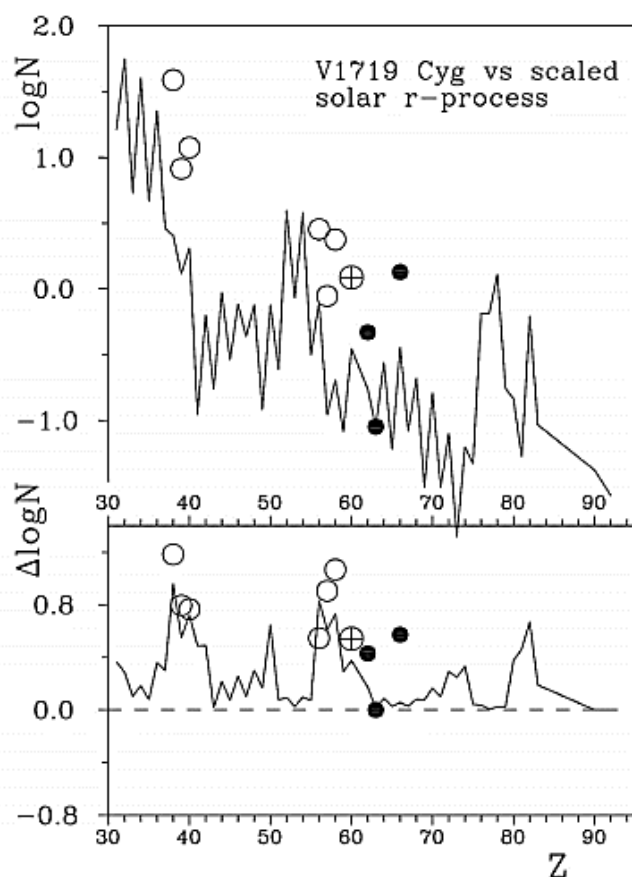


Рисунок 3.5 – Сравнение содержания химических элементов в атмосфере V1719 Cyg с содержаниями элементов r-, s-процессов в Солнечной системе

Мы попытались найти эти линии, используя сравнение наблюдений и синтетического спектра, рассчитанного с избытком тяжелых элементов в 0.5 dex, но элементов тяжелее диспрозия обнаружено не было. Мы приходим к выводу, что в атмосфера V1719 Cyg наблюдается обогащение элементами s-процесса на 0.4–0.7 dex. Переизбыток элементов r-процесса, если он и существует, должен быть того же порядка или менее ярко выражен.

Мы можем сделать вывод, что атмосфера V1719 Cyg не подвергалась влиянию аккреции вещества из межзвездного пространства. Это удивительно, так как звезда расположена близко к плоскости Млечного Пути. Собственное движение и параллакс звезды позволяют утверждать, что V1719 Cyg является объектом I типа населения. Мы можем ожидать движения звезды через облака межзвездного газа и пыли в прошлом, но никаких результатов влияния аккреции межзвездного газа на атмосферу V1719 Cyg не найдено. Кривая распространенности химических элементов демонстрирует явный избыток содержаний элементов s-процесса и, возможно, менее выраженный избыток содержаний элементов r-процесса.

Следует отметить, что интерпретация аномалий содержания химических элементов как функции вторых потенциалов ионизации этих элементов все еще является гипотетической. Теория была предложена в работе [64], но она была разработана только для звезд с сильными магнитными полями. Для звезд с низкими магнитными полями необходимо учитывать взаимодействие звездного ветра с межзвездным веществом внутри и снаружи сферы Стремгrena. В случае Солнечной системы гелиосфера, расположенная во внешней Солнечной системе, предотвращает проникновение заряженных частиц с низкими относительными скоростями во внутреннюю часть Солнечной системы. Естественно ожидать аналогичного эффекта для других звезд.

Нами также уточнены физические параметры атмосферы исследуемой звезды, которые равны $T_{\text{eff}}=7300$ K, $\log g= 3.25$, $v_{\text{micro}}=3.8$ км/с, $\log N(\text{Fe}) = 7.44 \pm 0.08$. Металличность, ускорение силы тяжести на поверхности и эффективная температура позволяет нам уточнить эволюционный статус переменной звезды V1719 Cyg. На рисунке 3.6 представлена зависимость логарифма ускорения силы тяжести на поверхности звезды от эффективной температуры для различных групп звезд, согласно исследованиям [143].

Стрелкой указано местоположение звезды V1719 Cyg по исследованиям других авторов, которые использовали спектры с меньшей разрешающей способностью, нежели мы. Красным заполненным кружком обозначено новое расположение V1719 Cyg на диаграмме. Мы видим, что проведенные нами исследования с использованием спектров высокого разрешения действительно уточняют эволюционный статус переменной звезды V1719 Cyg.

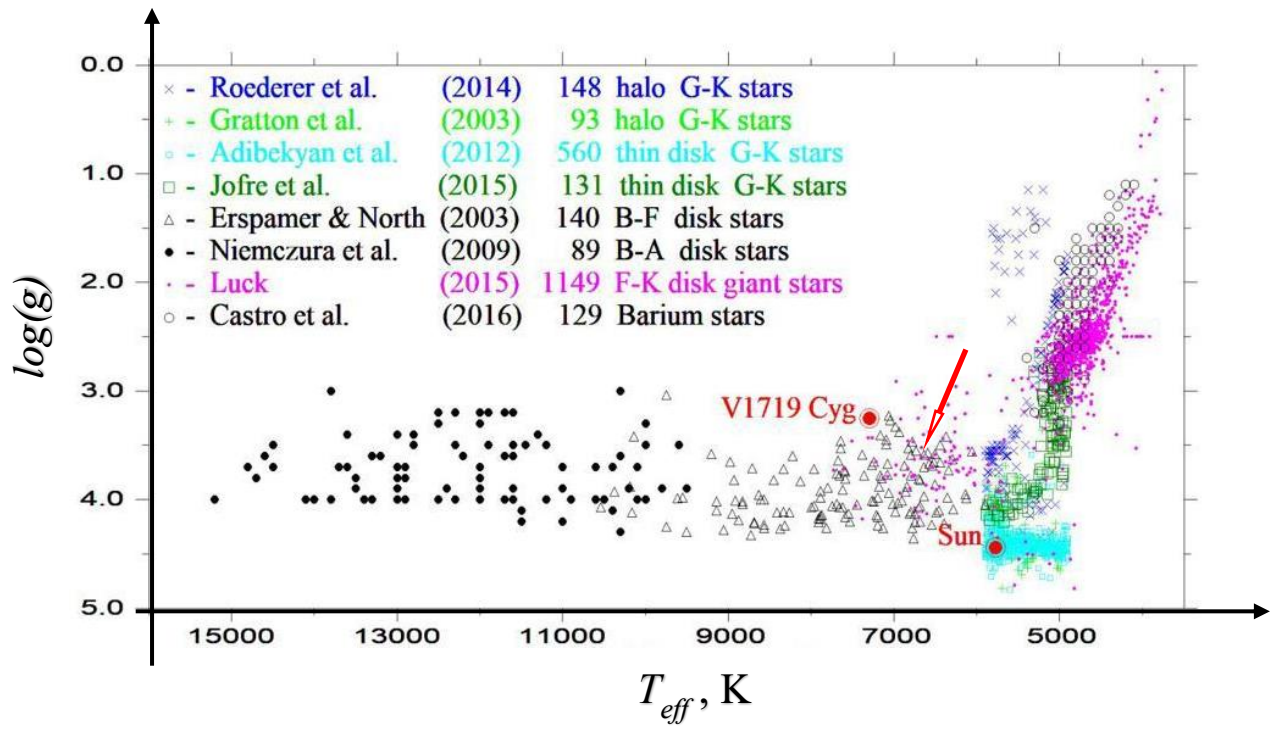


Рисунок 3.6 – Положение V1719 Cyg на эволюционной диаграмме

4 РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ ГИГАНТА ГАЛО С ПЛАНЕТАМИ HD47536

В данной главе, используя спектры высокого разрешения, мы определяем химический состав атмосферы, уточняем её физические параметры и эволюционный статус звезды HD47536, а также исследуем полученные данные по её атмосфере на признаки аккреции вещества из межзвездной среды.

4.1 Спектры звезды HD47536

Четыре спектра HD47536 взяты из архива наблюдений, полученных с помощью спектрографа Chiron, установленного на 1.5-метровом телескопе SMART Cerro Tololo Inter-American Observatory (СТИО) (Чили) [144] в 2011 году. Эти спектры наблюдались 01.12.2011, 02.12.2011, 03.12.2011 и 04.12.2011, которые соответствуют гелиоцентрическим юлианским датам 2455897.834, 2455897.835, 2455900.781, и 2455900.746 с временем экспозиции 50, 50, 300 и 600, соответственно. Спектральная разрешающая способность в приближении 3-пиксельной дискретизации составляла $R = 30000$, диапазон длин волн — 4105–8170 ангстрем, а отношение сигнал/шум в центрах эшелле-порядков в красной части области длин волн превышало 100 и 250 соответственно для первых двух и последних двух спектров.

Первоначальная обработка спектров выполнялась с использованием стандартного пакета Image Reduction and Analysis Facility (IRAF), последующие стадии калибровки: проведение уровня континуума, сложение спектров, идентификация спектральных уровней и измерение эквивалентных ширин выполнялись с использованием последней версии кода URAN.

Мы не обнаружили существенных различий между наблюдаемыми спектрами, поэтому все измерения проводились, используя средний наблюдаемый спектр звезды. Четыре наблюдаемых спектра сдвигались соответствию с лучевыми скоростями и складывались с весами пропорциональными временам экспозиции [145].

Пример спектра в окрестностях линии тория λ 5989.045 Å показан на рисунке 4.1, на котором усредненный профиль по четырем наблюдаемым спектрам сравнивается с синтетическим спектром. Синтетический спектр HD47536 был рассчитан для всего наблюдаемого диапазона длин волн используя код SYNTHЕ и использовался при проведении континуума и идентификации спектральных линий. Средний наблюдаемый спектр HD47536 (точки) и его аппроксимация синтетическими спектрами (сплошные линии). По осям отложена длина волны в ангстремах и относительные потоки. В нижней части рисунка отмечены положения, учитываемых в расчетах спектральных линий. Идентификации даны для некоторых из самых сильных линий. Положение линии Th II λ 5989.045 Å отмечено вертикальной пунктирной линией. Вблизи линии тория показаны три синтетических спектра. Эти синтетические спектры рассчитаны для наилучшего содержания

тория, полученного из этой линии ($\log N(\text{Th}) = +0.02$), и содержаний, которые ниже и выше на 0.5 dex относительно наилучшего значения ($\log N(\text{Th}) = -0.48$ и $+0.52$ соответственно). Содержание железа, полученное из 90 линиям нейтрального железа и по 18 линиям ионизированного железа, было равно $\log N(\text{Fe})=6.99\pm 0.11$ и $\log N(\text{Fe})=7.01\pm 0.15$.

4.2 Параметры атмосферы HD47536

Используя метод моделирования звездных атмосфер и реализуя алгоритм, описанный во второй главе мы определили параметры атмосферы $T_{\text{eff}} = 4400 \text{ K}$, $\log g = 1.80$, $v_{\text{micro}} = 1.5 \text{ км/с}$. Методом синтетического спектра было определено содержание 38 химических элементов (таблица 4.1). Используя эти параметры и содержания химических элементов в качестве исходной информации был произведен расчет модели индивидуальной атмосферы с кодом ATLAS12. Чтобы проверить точность этой модели, мы рассчитали коэффициенты корреляции содержания железа, определенные с использованием кода WIDTH9 для 90 линий нейтрального железа в зависимости от $\log (W_{\lambda}/\lambda)$ и от потенциала возбуждения нижнего уровня для этих линий. Они были равны 0.00 ± 0.11 и 0.07 ± 0.11 соответственно. Значение микротурбулентной скорости, используемое для этих расчетов, было прянято равным $v_{\text{micro}}=1.44 \text{ км/с}$.

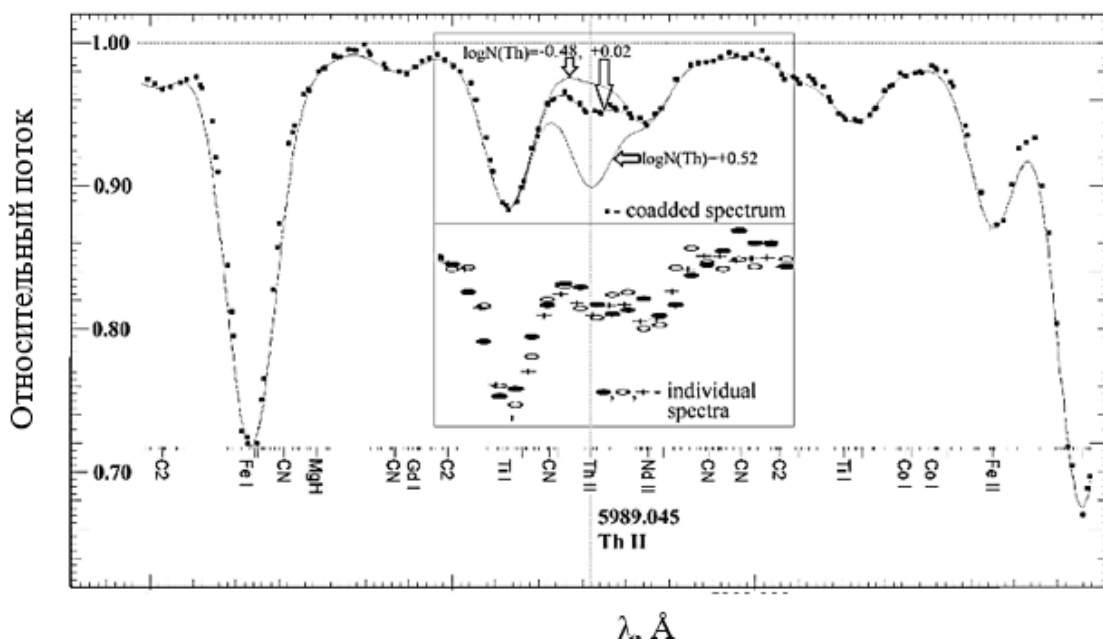


Рисунок 4.1 – Средний наблюдаемый спектр HD47536

Таблица 4.1. Содержания химических элементов в атмосфере HD47536. Средние значения

Z	Иден.	N	$\Delta\log N(\text{HD47536}-\odot)$								$\log N(\text{HD47536})$							
			*- \odot	σ	T_{eff}	σ	$\log g$	σ	v_{micro}	σ	$\log N$	σ	T_{eff}	σ	$\log g$	σ	v_{micro}	σ
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19
			+100 K		+0.4		+0.1 км с ⁻¹		+100 K		+0.4		+0.1 км с ⁻¹					
3	Li I	1	-1.68		-1.79		-1.6		-1.78		-0.63		-0.74		-0.55		-0.73	
6	C I	1	-0.22		-0.19		-0.14		-0.19		8.2		8.24		8.29		8.24	
8	O I	4	-0.13	0.12	-0.13	0.06	-0.18	0.08	-0.05	0.2	8.56	0.12	8.56	0.06	8.51	0.08	8.64	0.2
11	Na I	6	-0.26	0.15	-0.17	0.14	-0.28	0.12	-0.27	0.15	5.98	0.15	6.07	0.14	5.96	0.12	5.97	0.15
12	Mg I	8	-0.16	0.07	-0.14	0.09	-0.13	0.08	-0.17	0.07	7.44	0.07	7.46	0.09	7.47	0.08	7.43	0.07
13	Al I	6	-0.12	0.09	-0.06	0.12	-0.11	0.11	-0.12	0.11	6.33	0.09	6.39	0.12	6.34	0.11	6.33	0.11
14	Si I	20	-0.29	0.07	-0.33	0.09	-0.18	0.08	-0.3	0.08	7.22	0.07	7.18	0.09	7.33	0.08	7.21	0.08
19	K I	1	-0.42		-0.28		-0.38		-0.47		4.61		4.75		4.65		4.56	
20	Ca I	12	-0.53	0.09	-0.42	0.09	-0.52	0.09	-0.56	0.1	5.81	0.09	5.92	0.09	5.82	0.09	5.78	0.1
21	Sc I	11	-0.41	0.15	-0.25	0.14	-0.39	0.14	-0.42	0.16	2.74	0.15	2.9	0.14	2.76	0.14	2.73	0.16
	II	11	-0.33	0.13	-0.34	0.13	-0.15	0.12	-0.34	0.13	2.82	0.13	2.81	0.13	3	0.12	2.81	0.13
22	Ti I	18	-0.44	0.12	-0.29	0.12	-0.4	0.12	-0.47	0.13	4.51	0.12	4.66	0.12	4.55	0.12	4.48	0.13
	II	5	-0.37	0.14	-0.36	0.12	-0.19	0.13	-0.39	0.14	4.58	0.14	4.59	0.12	4.76	0.13	4.56	0.14
23	V I	6	-0.25	0.14	-0.09	0.14	-0.21	0.13	-0.28	0.13	3.68	0.14	3.84	0.14	3.72	0.13	3.65	0.13
	II	2	-0.25	0.05	-0.28	0.06	-0.03	0.05	-0.26	0.06	3.68	0.05	3.65	0.06	3.9	0.05	3.67	0.06
24	Cr I	13	-0.59	0.13	-0.48	0.12	-0.56	0.14	-0.62	0.15	5.05	0.13	5.16	0.12	5.08	0.14	5.02	0.15
	II	5	-0.47	0.11	-0.51	0.14	-0.33	0.07	-0.45	0.13	5.17	0.11	5.13	0.14	5.31	0.07	5.19	0.13
25	Mn I	12	-0.62	0.12	-0.52	0.12	-0.57	0.13	-0.64	0.12	4.81	0.12	4.91	0.12	4.86	0.13	4.79	0.12
26	Fe I	90	-0.51	0.11	-0.47	0.11	-0.45	0.11	-0.57	0.11	6.99	0.11	7.03	0.11	7.05	0.11	6.93	0.11
	II	18	-0.49	0.14	-0.61	0.15	-0.26	0.15	-0.53	0.14	7.01	0.14	6.89	0.15	7.24	0.15	6.97	0.14
27	Co I	25	-0.28	0.14	-0.23	0.15	-0.18	0.15	-0.29	0.15	4.71	0.14	4.76	0.15	4.81	0.15	4.7	0.15
28	Ni I	27	-0.53	0.1	-0.5	0.12	-0.41	0.11	-0.55	0.1	5.69	0.1	5.72	0.12	5.81	0.11	5.67	0.1
29	Cu I	4	-0.57	0.08	-0.52	0.1	-0.45	0.06	-0.56	0.1	3.61	0.08	3.66	0.1	3.73	0.06	3.62	0.1

продолжение таблицы 4.1																		
<i>I</i>	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19
30	Zn I	3	-0.3	0.13	-0.34	0.14	-0.18	0.09	-0.32	0.14	4.26	0.13	4.22	0.14	4.38	0.09	4.24	0.14
37	Rb I	2	-0.16	0.07	-0.03	0.07	-0.18	0.05	-0.05	0.06	2.31	0.07	2.44	0.07	2.29	0.05	2.42	0.06
38	Sr I	5	-0.38	0.22	-0.32	0.2	-0.36	0.22	-0.36	0.26	2.45	0.22	2.51	0.2	2.47	0.22	2.47	0.26
39	Y I	4	-0.49	0.03	-0.35	0.09	-0.43	0.04	-0.49	0.03	1.72	0.03	1.86	0.09	1.78	0.04	1.72	0.03
	II	10	-0.45	0.14	-0.45	0.1	-0.29	0.11	-0.46	0.14	1.76	0.14	1.76	0.1	1.92	0.11	1.75	0.14
40	Zr I	10	-0.44	0.13	-0.25	0.14	-0.4	0.14	-0.45	0.13	2.15	0.13	2.34	0.14	2.19	0.14	2.14	0.13
	II	4	-0.27	0.06	-0.27	0.14	-0.11	0.13	-0.3	0.08	2.32	0.06	2.32	0.14	2.48	0.13	2.29	0.08
41	Nb I	1	-0.4		-0.36		-0.47		-0.46		1.07		1.11		1		1.01	
42	Mo I	2	-0.07	0.06	0.03	0.01	-0.04	0.06	-0.07	0.06	1.81	0.06	1.91	0.01	1.84	0.06	1.81	0.06
44	Ru I	3	-0.08	0.07	0	0.15	-0.04	0.1	-0.07	0.07	1.67	0.07	1.75	0.15	1.71	0.1	1.68	0.07
56	Ba I	2	-0.25	0.01	-0.27	0.05	-0.27	0.05	-0.25	0	2	0.01	1.98	0.05	1.98	0.05	2	0
	II	1	-0.19		0.02		-0.04		-0.16		2.07		2.27		2.21		2.09	
57	La II	11	-0.22	0.13	-0.2	0.12	-0.08	0.13	-0.21	0.14	0.89	0.13	0.91	0.12	1.03	0.13	0.9	0.14
58	Ce II	8	-0.52	0.11	-0.52	0.11	-0.41	0.12	-0.53	0.11	1.06	0.11	1.06	0.11	1.17	0.12	1.05	0.11
59	Pr II	7	-0.13	0.09	-0.13	0.1	-0.08	0.15	-0.13	0.09	0.59	0.09	0.59	0.1	0.64	0.15	0.59	0.09
60	Nd II	15	0	0.08	0.03	0.08	0.15	0.1	0	0.1	1.42	0.08	1.45	0.08	1.57	0.1	1.42	0.1
62	Sm II	8	0.01	0.08	0.06	0.1	0.15	0.09	0.01	0.09	0.96	0.08	1.01	0.1	1.1	0.09	0.96	0.09
63	Eu II	1	0.02		0		0.16		0.02		0.54		0.52		0.68		0.54	
64	Gd II	6	0.21	0.16	0.24	0.13	0.33	0.15	0.21	0.17	1.29	0.16	1.32	0.13	1.41	0.15	1.29	0.17
66	Dy II	1	-0.03		-0.09		0.01		-0.09		1.07		1.01		1.11		1.01	
68	Er II	2	-0.08	0.03	-0.01	0.06	-0.03	0.1	-0.02	0.05	0.85	0.03	0.92	0.06	0.9	0.1	0.91	0.05
74	W I	2	-0.22	0.14	-0.17	0.15	-0.18	0.17	-0.23	0.11	0.61	0.14	0.66	0.15	0.65	0.17	0.6	0.11
90	Th II	1	-0.01		0.02		0.13		0.02		0.02		0.05		0.16		0.05	

Приведенные выше корреляции и содержание железа, полученные по линиям нейтрального и ионизированного железа, подтвердили, что модель ATLAS12 может быть использована для определения обилия всех химических элементов с помощью метода синтетического спектра. Для оценки влияния возможных неопределенностей в параметрах атмосферы на полученные содержания, мы рассчитали две дополнительные модели атмосферы со слегка смещенными параметрами, в частности, для эффективной температуры увеличенной на 100 К и для силы тяжести в атмосфере, увеличенной на 0.4 dex. Все расчеты были выполнены для этих трех моделей атмосферы, а также для первой модели с микротурбулентной скоростью, увеличенной на 0.1 км/с. Метод синтетического спектра чрезвычайно чувствителен к наблюдаемым профилям спектральных линий. Поэтому особое внимание было уделено параметрам уширения линий. Во-первых, мы обнаружили, что спектральная разрешающая способность была выше, чем описано в предыдущем разделе. Основываясь на профилях линий земной атмосферы, мы оценили спектральное разрешение $R=48000$. Дополнительное уширение линий в спектре HD47536 было аппроксимировано макротурбулентной скоростью $v_{\text{macro}}=7$ км/с. Уширение наблюдаемого спектра профилем вращения не учитывалось. Разница между стандартной разрешающей способностью спектрографа и значением, полученным из наших наблюдаемых спектров, может быть объяснено как лучшей качеством изображений в моменты наших наблюдений, так и, в первую очередь, различными методами вычисления разрешающей способности. Значение спектрального разрешения, определенного по 3-пиксельной выборке сильно зависит от используемого прибора с зарядовой связью; однако полуширина инструментального профиля используемой спектральной оптической системы может дать другое значение спектрального разрешения.

4.3 Химический состав атмосферы HD47536

Параметры атмосферы, описанные в предыдущем разделе, были использованы для расчета синтетического спектра HD47536 во всем наблюдаемом диапазоне. Сравнение этого спектра с наблюдаемыми спектрами HD47536 позволило надежно идентифицировать спектральные линии и выбрать наилучшие линии для определения химического состава. Содержание всех химических элементов (кроме железа) в атмосфере HD47536 было рассчитано методом синтетического спектра. Мы использовали программу SYNTHE и код URAN для выполнения расчетов в полуавтоматическом режиме. Нам удалось найти аналоги большинства линий в солнечном спектре. Содержания элементов по линиям в спектре Солнца также были получены с помощью метода синтетического спектра. Мы использовали атлас солнечного спектра и модели солнечной атмосферы. Принятые значения микротурбулентных и макротурбулентных скоростей для этой модели составили 0.8 км/с и 1.8 км/с. Уровень континуума в солнечном спектре был скорректирован в соответствии с работами [146].

В таблице 4.1 представлены средние относительные и абсолютные значения содержаний 38 химических элементов в атмосфере HD47536. В первых двух столбцах указаны атомные номера и обозначения элементов и ионов. В третьем столбце - количество используемых линий. Две последующие группы столбцов представляют средние содержания HD47536 в атмосфере и их ошибки для четырех наборов атмосферных параметров, в частности, для лучших значений параметров, для эффективной температуры, поверхностной силы тяжести и микротурбулентной скорости, увеличенных на 100 K, 0.4 dex и 0.1 км/с соответственно. В первой и второй группах столбцов приводятся относительные и абсолютные содержания. Относительное содержание (*- \odot) и абсолютное содержание ($\log N$) в атмосфере HD47536 являются первыми столбцами каждой группы.

На рисунке 4.2 показаны относительные содержания химических элементов в атмосфере HD47536 по отношению к солнечным значениям в зависимости от атомного номера. Малые, средние и большие кружки на этом и двух следующих рисунках обозначают значения, рассчитанные с использованием 1–2, 3–4 и 5 и более линий соответственно. Относительное содержание лития ($\Delta \log N(\text{Li}) = -1.68$) значительно ниже минимального значения рисунка 4.2, направление на эту точку показано в левом нижнем углу графика.

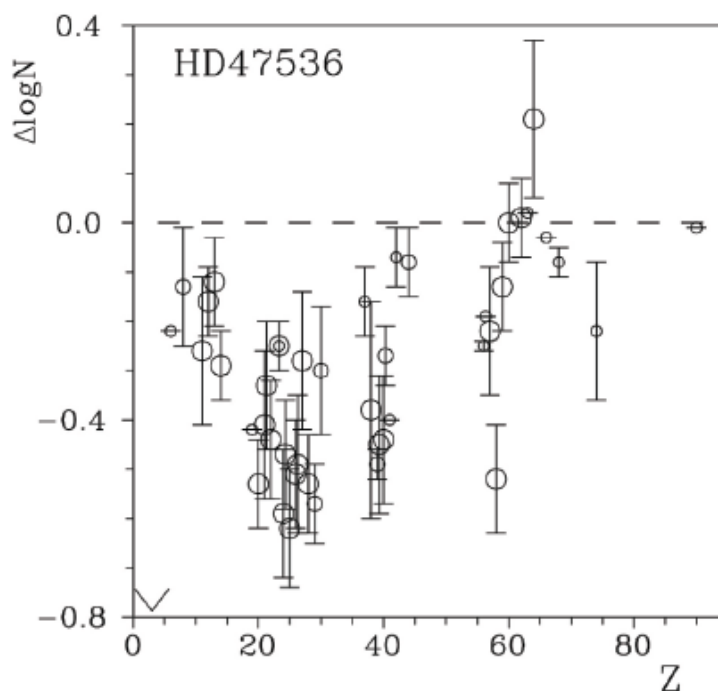


Рисунок 4.2 – Химический состав HD47536

Из таблицы 4.1 и рисунка 4.2 можно сделать вывод о наличии хорошо выраженной закономерности в распределении содержаний относительно железа. Легкие элементы (от углерода до кремния) кажутся немного избыточными, элементы железного пика дефицитны (почти на уровне

содержания железа), а значения содержаний для более тяжелых элементов довольно противоречивы. Дефицит некоторых элементов относительно солнечных значений меньше, чем дефицит железа (например Rb, Mo, Ru, Ba, Sm, Eu и др.), а для других элементов дефицит примерно равен дефициту содержания железа (например Y, Zr и Ce).

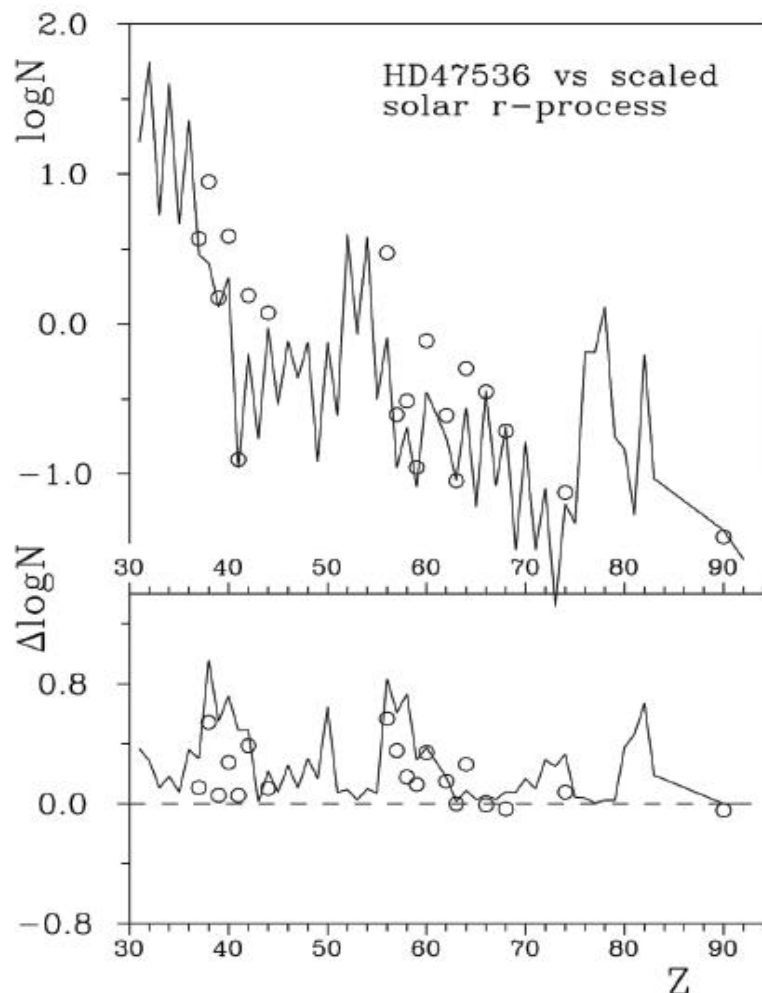


Рисунок 4.3 – Содержания химических элементов в атмосфере HD47536

На рисунке 4.3 показаны содержания элементов в атмосфере HD47536, наложенные на масштабированные содержания элементов r-процесса в Солнечной системе. На верхней панели показано сравнение содержаний в атмосфере HD47536 (кружочки) с распределением содержаний изотопов элементов r-процесса в Солнечной системе масштабированного на наблюдаемое содержание Eu (линия). На нижней панели показаны отклонения наблюдаемого содержания в HD47536 от масштабированных содержаний изотопов r-процесса для Солнечной системы (кружочки). Линией представлены отклонения содержаний элементов в фотосфере Солнца от распределения содержаний изотопов r-процесса. Максимумы этой кривой соответствуют элементам с наибольшим относительным вкладом s-процесса. Отклонения от распределения элементов солнечного r-процесса хорошо аппроксимируются

s-процессом для Ba, Nd и более тяжелых лантаноидов. Содержания легких лантаноидов La ($Z=57$), Ce (58) и Pr (59) не могут быть аппроксимированы кривой s-процесса для Солнечной системы.

Возможная причина такого несоответствия может быть связана с реакциями обмена зарядами. Содержание элементов с атомными номерами Zr (40) и Mo (42). Содержание Rb (37), Y (39) и Nb (41) не показывает обогащения s-процессом.

4.4 Исследование связи между распространенностью химических элементов и некоторыми их физическими свойствами в атмосфере HD47536

Необходимо рассмотреть возможность объяснения различного поведения двух групп химических элементов с нечетными и четными атомными номерами и достаточность учета только информации о ядерных процессах, проходивших в предыдущих звездных поколениях, для объяснения наблюдаемых содержаний.

Чтобы сделать ситуацию более понятной, необходимо рассмотреть связь между обилием изучаемых химических элементов и некоторыми их физическими свойствами. Среди них такие свойства, как второй потенциал ионизации (SIP) и температура конденсации. Эти две характеристики могут быть важны при рассмотрении возможного наблюдательного проявления таких хемодинамических процессов, как взаимодействие между атомами в звездной атмосфере и взаимодействие звездной атмосферы с околозвездной или межзвездной средой.

4.4.1 Второй потенциал ионизации (SIP)

На рисунке 4.4 показаны содержания элементов в нашей звезде в зависимости от SIP исследуемых химических элементов - зависимость относительного содержания химических элементов в HD47536 от второго потенциала ионизации этих элементов. Темными символами обозначены десять химических элементов, вторые потенциалы ионизации которых близки к 13.6 эВ.

Вертикальными пунктирными линиями отмечены положения энергии ионизации водорода и гелия. Значения SIP лития (75.6 эВ) и относительного содержания лития ($\Delta \log N(\text{Li}) = -1.68$) находятся за пределами рисунка. Направление на точку лития показано в правом нижнем углу рисунка. Сплошными кружками показаны 10 химических элементов с потенциалом ионизации менее 20 эВ. Коэффициент корреляции относительного содержания этих 10 элементов от SIP составляет -0.17 ± 0.31 . Для 17 химических элементов со вторыми потенциалами ионизации в диапазоне от 12.5 до 20 эВ коэффициент корреляции относительных содержаний и SIP составляет $+0.19 \pm 0.23$. Для 9 лантаноидов с SIP в диапазоне от 10.55 до 12.09 эВ аналогичный коэффициент корреляции составляет $+0.51 \pm 0.25$.

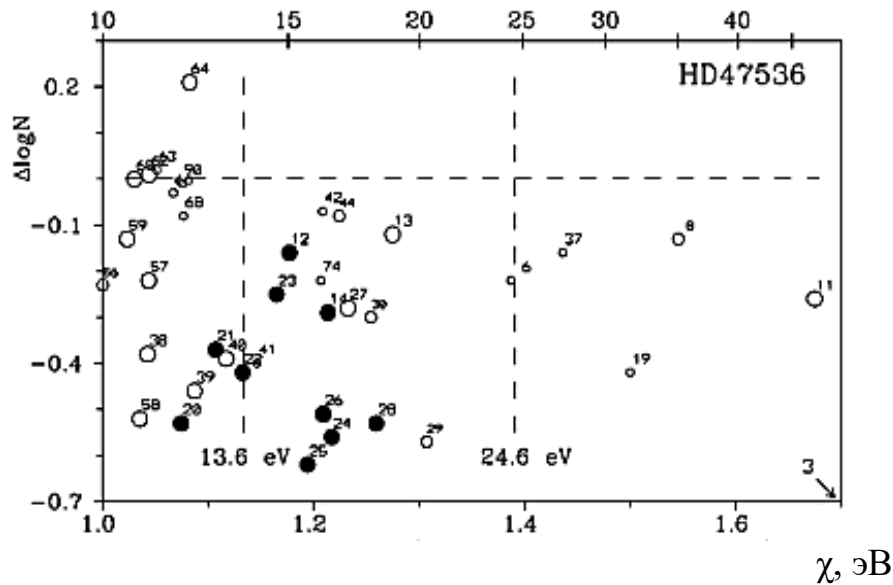


Рисунок 4.4. Зависимость относительного содержания химических элементов в HD47536 от второго потенциала ионизации этих элементов

4.4.2 Температура конденсации

На рисунке 4.5 показано относительное содержание 38 химических элементов в зависимости от температуры конденсации. Значения температуры конденсации для газа состава солнечной фотосферы взяты из [140]. Заполненными кружками показаны 10 химических элементов со вторым потенциалом ионизации потенциалом менее 20 эВ. Коэффициент корреляции относительного обилия этих десяти элементов в зависимости от температуры конденсации составляет $+0.25 \pm 0.30$. Точка, соответствующая литию ($T_{\text{cond}}=1135$ К, $\Delta \log N(\text{Li})=-1.68$), находится за пределами графика. Направление на литий показано в нижней части верхней панели. Нижняя панель представляет собой увеличенную правую часть верхней панели.

Отметим, что элементы с температурой конденсации ниже 1200–1400 К, по-видимому, показывают прогрессивно уменьшающееся содержание по отношению к железу. Чем выше температура конденсации, тем меньше содержание. Наименьшее содержание в этой группе элементов показывают элементы железного пика (Cr, Mn, Fe и Ni).

После этого минимума содержания элементов с более высокой температурой конденсации увеличены. Среди этих элементов, есть много элементов, содержание которых было получены по одной или двум линиям и не могут считаться очень надежными. Аналогичные содержания наблюдаются для тугоплавких литофильных элементов, таких как Mg и Si, содержание которых было определено с использованием статистически значимого числа линий. Примечательно, что их содержание выше, чем у элементов группы

железа, хотя их температура конденсации почти такая же, как у железа. Также интересно отметить, что четыре элемента: Na, K, Zn и Rb, которые классифицируются как летучие литофильные элементы, имеют довольно близкие содержания в атмосфере HD47536.

Обсудим поведение элементов с температурой конденсации ниже 1400 К, в том числе тугоплавких сидерофильных элементов. Их содержания напоминают содержания, наблюдаемые в звездах типа λ Boo. Химические особенности звезд типа λ Boo обусловлены специфическим механизмом загрязнения их атмосферы материалом из околозвездной оболочки, в которой ранее происходило разделение пыли и газа. В определенном температурном режиме газообразный компонент вокруг центральной звезды может состоять из летучих фракций с низкими температурами конденсации и тугоплавких элементов с высокими температурами конденсации. Эти тугоплавкие элементы могут образовывать частицы пыли даже в высокотемпературной среде.

Гравитационное притяжение действует с одинаковой эффективностью на газовые и пылевые компоненты; однако давление света центральной звезды более эффективно удаляет частицы пыли на большие расстояния от звезды. Со временем этот процесс уменьшает долю тугоплавких элементов в ближайшем окружении звезды. В то время, как газовый компонент возвращается в звездную атмосферу, некоторые элементы, составляющие пыль, покидают звездную атмосферу. Таким образом, в результате звездная атмосфера приобретает определенный химический состав. Нередко пылинки, содержащие тугоплавкие элементы, могут коагулировать на большем расстоянии от звезд, образуя планетозимали, а впоследствии и планетоподобные тела.

Звезда HD47536 имеет как минимум одну планету. Таким образом, звезды главной последовательности среднего и позднего типов с планетами могут иметь дефицит тугоплавких элементов.

HD47536 имеет массу примерно 0.9 массы Солнца; следовательно, на главной последовательности она была G или, возможно, поздним F-карликом (если часть массы была потеряна во время расширения). Следовательно, HD47536 может занимать пограничную область между звездами типа λ Boo и не- λ Boo. Более того, даже для G-звезд главной последовательности возможны механизмы газопылевого разделения в околозвездной среде. В работе [147], по результатам ЛТР-анализа высококачественных спектральных наблюдений, полученных для звезд солнечного типа было показано, что наше Солнце имеет небольшой дефицит тугоплавких элементов по сравнению со средними показателями обилия звезд с близкими характеристиками, что может быть что может быть признаком потери тугоплавких элементов из прото-Солнца вследствие формирования планет земного типа из этого потерянного материала. Этот вывод был основан на анализе зависимости относительных содержаний от температуры конденсации.

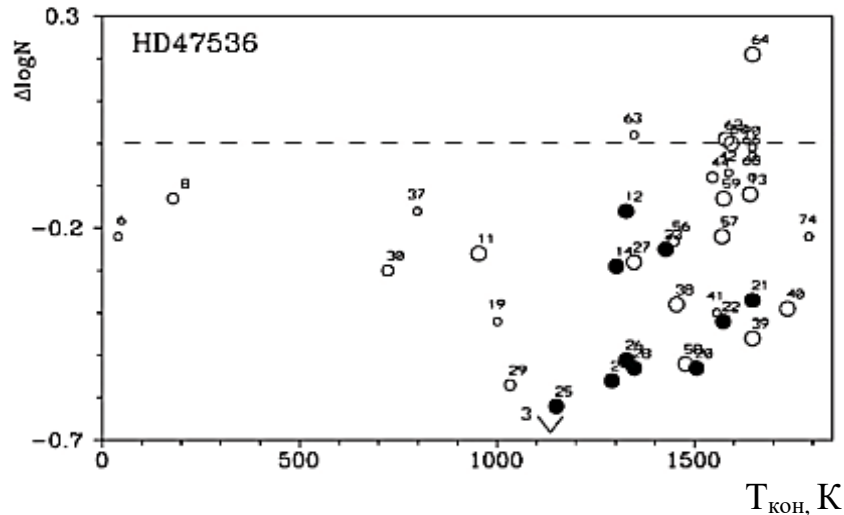


Рисунок 4.5. Зависимость относительного обилия химических элементов в атмосфере HD47536 от температуры конденсации этих элементов

Аналогичный вывод был сделан в работе [148] для большой выборки звезд-двойников Солнца. Эти результаты позволяют предположить, что (если описанный сценарий верен) Солнце имеет несколько необычное содержание тугоплавких элементов, поскольку такая особенность не наблюдается в среднем для звезд-двойников Солнца. Можно оценить расстояние от центральной звезды, на котором температура близка к температуре конденсации сидерофильных тугоплавких элементов, таких как Cr, Mn, Fe и Ni ($T_{\text{cond}} \approx 1300$ K).

Для этого используется коэффициент дилуции $W = 0.5 \cdot (1 - (1 - (r_*/r)^2)^{0.5})$, где r_* — радиус центральной звезды, являющейся звездой главной последовательности. Для звезды с эффективной температурой, равной 6000 K, мы предполагаем, что необходимая температура 1300 K имеет место примерно на расстоянии, равном десяти звездным радиусам, где может происходить образование планет земного типа. Как указывалось, ранее, планета системы HD47536 может приближаться к главной звезде на расстояние, равное примерно восьми радиусам красного гиганта.

Распределение обилия элементов с высокой температурой конденсации (>1300 K) напоминает наблюдаемое в хондритах Солнечной системы. Относительные содержание литофильных тугоплавких элементов (Mg, Al, Si, Sc, Sr, Zr, Ni и Ba, а также всех исследованных редкоземельных элементах и тория) избыточны по отношению к железу (рисунок 4.5). Можно сделать вывод, что наблюдаемые особенности распределения химических элементов в K-гиганте HD47536 не противоречат предположению о том, что они образовались в условиях разделения пыли и газа в первоначальной оболочке, окружающей центральную протозвезду. Также можно сделать

вывод, что процессы, проходящие в изучаемой системе, соответствуют тем, которые происходили на ранних этапах существования Солнечной системы.

Дополнительным доказательством того, что HD47536 имеет околозвездную оболочку является инфракрасный поток, обнаруженный спутником IRAS. На рисунке 4.6 показано сравнение широкополосной фотометрии и данных инфракрасного спутника IRAS на длинах волн 12, 25 и 60 микрон для HD47536 с теоретическими потоками, рассчитанными для модели с металличностью $[Fe/H]=-0.5$, интерполированной к значениям $T_{eff}=4400K$, $\log g=1.8$. Наблюдаемый поток IRAS превышает рассчитанный примерно на 60 процентов при длине волны 60 микрон.

Значения фотометрических величин взяты из базы данных SIMBAD [149], потоки IRAS - из каталога точечных источников IRAS (PSC) и каталога слабых источников (FSC) [150].

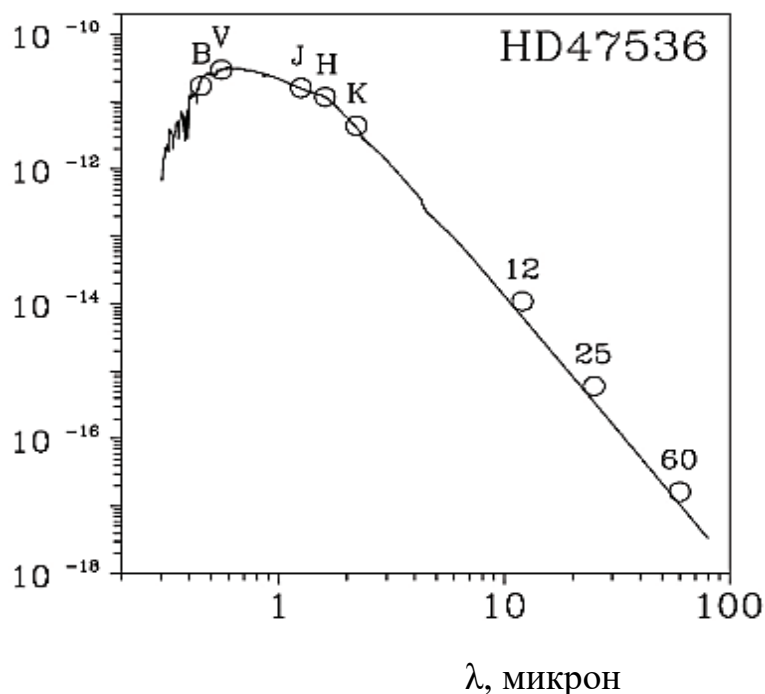


Рисунок 4.6. Распределение энергии в спектре HD47536. Сравнение широкополосной фотометрии и данных инфракрасного спутника IRAS на длинах волн 12, 25 и 60 микрон для HD47536

4.5 Взаимодействие нескольких механизмов образования аномалий химического состава

Дефицит относительных содержаний наблюдается для элементов с SIP между 11.8 и 16 эВ; поэтому был сделан вывод, что резонанс может наблюдаться на $SIP = 13.6_{-1.8}^{+2.4}$ эВ. График относительного изобилия по сравнению SIP для звезд данного типа представляет собой пилообразный график с двумя скачками вблизи значений $SIP = 12$ эВ и $SIP = 24$ эВ.

График содержания химических элементов в атмосфере гиганта гало HD47536 в зависимости от их потенциалов второй ионизации показывает пилообразную картину только для элементов с SIP менее 20 эВ. Элементы с более высокими значениями SIP не показывают четкое пилообразное распределение. Это можно объяснить меньшей плотностью межзвездной среды в гало Галактики.

Графики относительных обилий химических элементов от SIP для элементов, расположенных между скачками, а также элементы с SIP меньше первого и больше второго скачка, показывают положительные корреляции в зависимости от SIP в вышеупомянутых трех звездах. Аналогичные корреляции обнаружены в опубликованных ранее наблюдениях нескольких сотен звезд спектральных классов В–F и красных гигантах, расположенных в диске Галактики, для химических элементов с SIP между двумя скачками и для элементов значение SIP которых выше значения второго скачка.

Показано также, что эти корреляции зависят от эффективной температуры и исчезают для звезд с конвективным переносом энергии в их атмосферах. Отметим, что не все относительные содержания химических элементов со значениями SIP между скачками соответствуют описанной пилообразной форме на графиках относительных содержаний в зависимости от SIP. Часть элементов показывает более высокое относительное содержание. В атмосфере бариевой звезды ζ Cyg увеличенное относительное содержание было найдено для Mg (12), Nb (41), Mo (42), Ru (44), Pd (46), Hf (72) и Os (76).

Естественно ожидать, что в атмосферах некоторых звезд реализуется несколько физических сценариев, причем на относительное содержание указанных выше химических элементов влияют не только реакции обмена зарядами, но и другие сценарии.

Вернемся к химическим элементам с $37 \leq Z \leq 42$ в атмосфере HD47536 и попытаемся понять небольшие отклонения Rb (37), Y (39) и Nb (41) от масштабированной кривой распределения изотопов γ -процесса для Солнечной системы (рисунок 4.4). SIP этих элементов составляют 27.29, 12.22 и 14.00 эВ. Это значения вторых потенциалов ионизации позволяют реакциям обмена зарядами влиять на содержания Rb, Y и Nb, и мы вправе ожидать снижения относительного содержания этих химических элементов по сравнению с предсказаниями s-процесса. Это показано на рисунке 4.4. Rb имеет конденсацию $T_{\text{cond}}=798$ K, и его содержание также может быть уменьшено благодаря сценарию разделения пыли и газа.

Sr (38) и Mo (42) имеют SIP равные 11.03 и 16.16 эВ соответственно. Эти значения находятся вне области резонанса на графиках относительного содержаний как функции SIPs. Следовательно, относительное содержание этих двух химических элементов не должно сильно снижаться в результате реакций обмена зарядами, и может быть объяснено обогащением s-процессом, как показано на рисунке 4.3.

Zr (40) имеет SIP 13.1 эВ и должен испытывать влияние реакций обмена зарядами; однако на рисунок 4.4 показывает значительное увеличение относительного содержания этого элемента, что может быть объяснено s-процессом. В настоящее время мы не можем объяснить обилие этого элемента. Возможно, следует принять во внимание дополнительные физические эффекты, такие как, например, разделение пыли и газа, радиационная диффузия в звездных атмосферах и другие сценарии.

Аналогичные выводы можно сделать и для лантаноидов. На рисунке 4.3 показано, что первые лантаноиды, La, Ce и Pr, показывают дефицит по отношению к кривой распространенности изотопов s-процесса в Солнечной системе. SIP этих трех химических элементов равны 11.05, 10.85 и 10.55 эВ соответственно, в то время как SIP других шести лантаноидов, исследованных в атмосфере HD47536, в частности Nd, Sm, Eu, Gd, Dy и Er находятся в интервале от 10.72 эВ для Nd до 11.07 эВ для Sm и имеют более высокие значения для остальных четырех элементов. Наибольшее значение SIP среди исследованных лантаноидов равно 12.09 эВ для Gd.

Мы можем сделать вывод, что три лантаноида с самыми низкими значениями SIP демонстрируют отрицательные отклонения от кривой распределения элементов s-процесса Солнечной системы. Для остальных шести лантаноидов с более высокими SIP аппроксимация их содержаний распределением элементов s-процесса в Солнечной системе приводит к близким к нулю или положительным (для Gd) отклонениям.

Рисунок 4.4 показывает положительную корреляцию между относительным содержанием лантаноидов и SIP. Это позволяет предположить, что содержания лантаноидов подвергались влиянию реакций обмена зарядами, и мы должны обнаружить уменьшение относительного содержания лантаноидов с наименьшими значениями SIP. Наблюдаемые относительные содержания показывают отрицательные отклонения от кривой распределения элементов s-процесса в Солнечной системе для трех лантаноидов с самыми низкими значениями SIP, близкие к нулю отклонения для остальных лантаноидов, а элемент с наибольшим SIP – Gd, показывает наибольшее значение относительного содержания.

В целом, распределение содержаний изотопов элементов s-процесса в Солнечной системе соответствует наблюдаемым относительным содержаниям в атмосфере HD47536. Отрицательные отклонения наблюдаются для Rb (37), Y (39), Nb (41), La (57), Ce (58) и Pr (59). Содержания этих шести химических элементов могут быть подвержены влиянию реакций обмена зарядами, и мы можем ожидать уменьшения их относительных содержаний с течением времени. Обратим внимание, что SIP для Th составляет 11.9 эВ, и содержание этого радиоактивного элемента может изменяться не только из-за естественного радиоактивного распада, но и вследствие реакций обмена зарядами. SIP для Th находится вблизи самой высокой области пикообразной картины, наблюдаемой на графике относительных содержаний от SIPs. Поэтому мы можем ожидать что влияние реакций обмена зарядами на

изобилие тория относительно слабое по сравнению с содержаниями других химических элементов; однако, этот вывод является качественным и требует дополнительного исследования.

Нами также уточнены физические параметры атмосферы исследуемой звезды, которые равны $T_{\text{eff}}=4400\pm 100\text{K}$, $\log g= 1.80\pm 0.1$, $v_{\text{micro}}=1.44\pm 0.1$ км/с, $\log N(\text{Fe})= 6.92\pm 0.11$ и $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.58$. Металличность, ускорение силы тяжести на поверхности и эффективная температура позволяет нам уточнить эволюционный статус гало гиганта с планетами HD47536. На рисунке 4.7 представлена зависимость логарифма ускорения силы тяжести на поверхности звезды от эффективной температуры для различных групп звезд.

Стрелкой указано местоположение гало гиганта с планетами HD47536 по исследованиям других авторов, которые использовали спектры с меньшей разрешающей способностью, нежели мы. Красным заполненным кружком обозначено новое расположение HD47536 на диаграмме. Мы видим, что проведенные нами исследования с использованием спектров высокого разрешения действительно уточняют эволюционный статус гало гиганта с планетами HD47536.

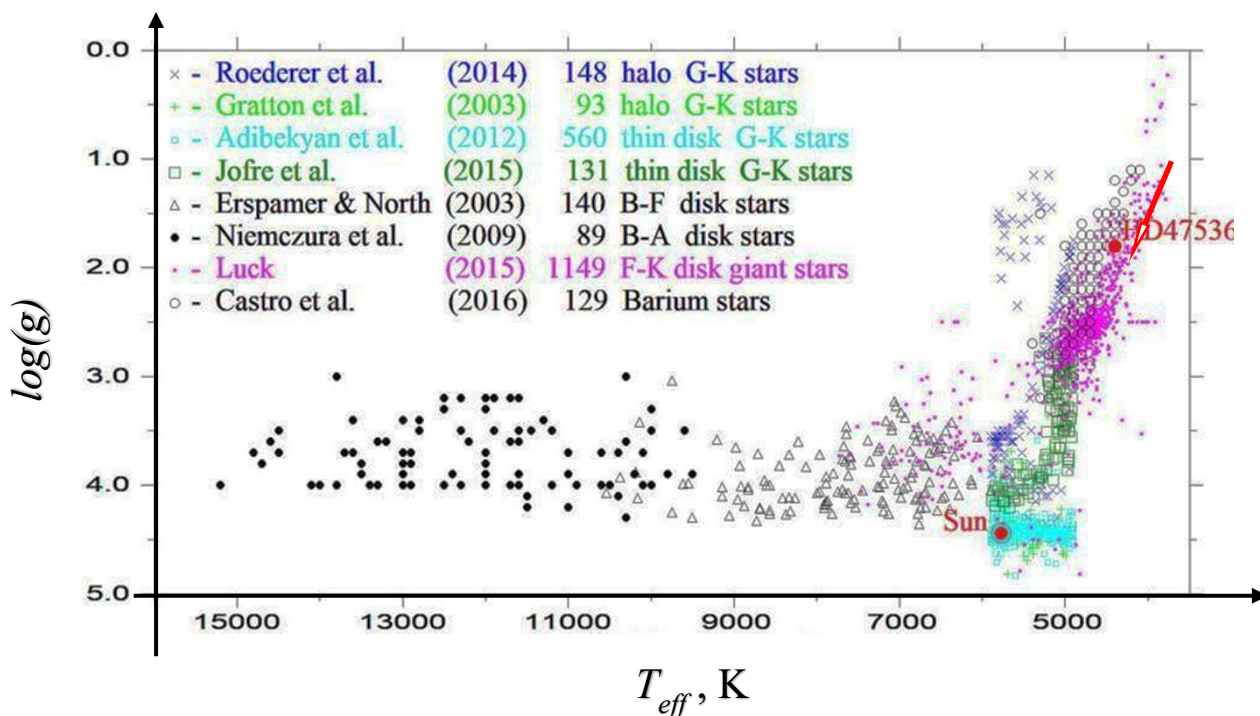


Рисунок 4.7 – Положение гало гиганта с планетами HD47536 на эволюционной диаграмме

5 ПРИЗНАКИ АККРЕЦИИ ВЕЩЕСТВА ИЗ МЕЖЗВЕЗДНОЙ СРЕДЫ В АТМОСФЕРАХ F-K ЗВЕЗД

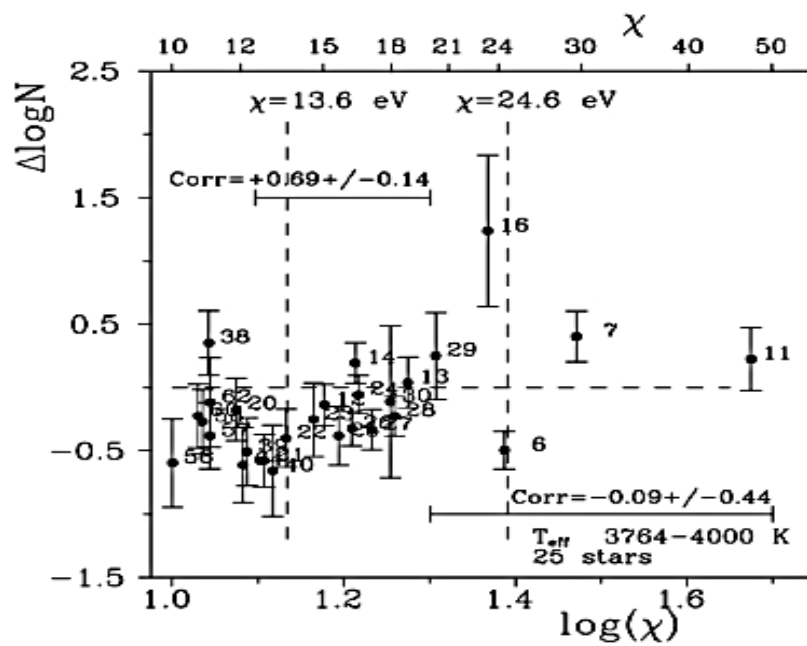
Для нашего анализа мы выбрали, представленное в работе Лака [87], исследование звезд F, G и K класса светимости III в Местном регионе. Это исследование представляет собой набор более тысячи звезд с определенными одной методикой параметрами атмосфер и химическим составом, расположенных на расстоянии примерно до 200 парсеков от Солнца во всех направлениях. Металличности $[Fe/H]$ распределены от -2.3 до $+1.1$ с 98 процентами звезд в диапазоне металличностей от -0.7 до $+0.5$ [151].

Корреляции между относительными содержаниями, скоростями вращения и потенциалами второй ионизации могут дать основную информацию о существовании аномалий в атмосферах звезд, а также о механизмах расширения спектральных линий. В случае звезд с более низкими температурами трудно выбрать правильный механизм расширения спектральных линий. Это может быть вращение, или макротурбулентность, или наложение этих эффектов. Только один из этих сценариев будет действителен в звездах. Поэтому здесь мы вынуждены опустить исследование скоростей вращения, и можем провести только исследование зависимостей между относительным содержанием и потенциалами второй ионизации.

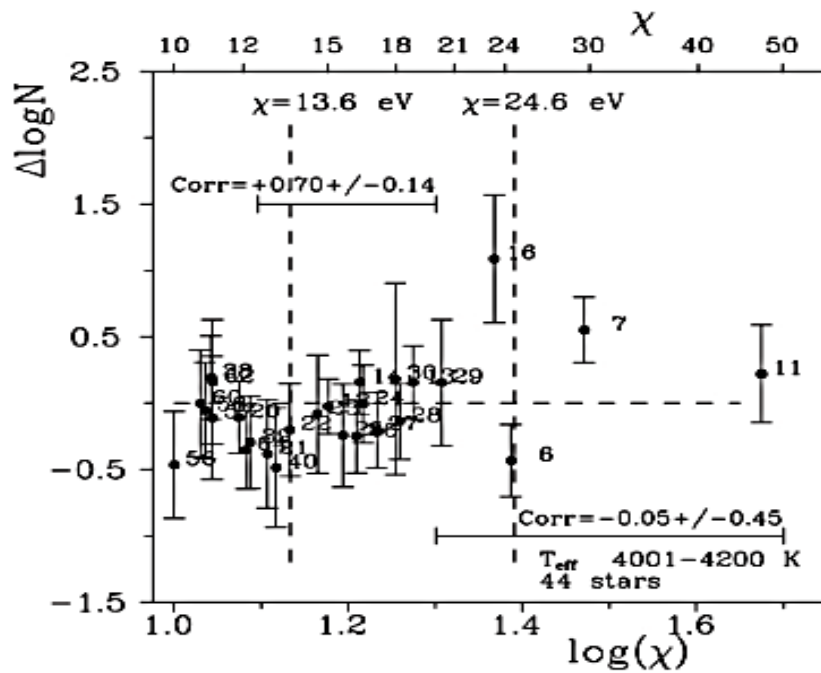
Поскольку скорости вращения красных гигантов ниже, чем у звезд верхней части главной последовательности, то исследование вращения красных гигантов требует высококачественных спектров и более детального анализа. Результаты исследования представлены на рисунках 5.1, 5.2 и 5.3. Первые два рисунка показывают зависимости среднего относительного содержания химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации этих элементов для двенадцати групп звезд с различными эффективными температурами.

Каждая точка этих двух рисунков представляет собой среднее относительное содержание определенного химического элемента, рассчитанное для звезд с указанными температурами. На разных панелях рисунков 5.1 и 5.2 показаны диапазоны эффективных температур звезд, количество звезд и коэффициенты корреляции, рассчитанные нами для средних относительных содержаний химических элементов и их вторых потенциалов ионизации для двух групп химических элементов.

В первую группу входят элементы с потенциалами второй ионизации $12.5 \text{ эВ} < \chi < 20 \text{ эВ}$, во вторую - элементы с $\chi > 20 \text{ эВ}$. Диапазоны эффективных температур и количество звезд в каждой группе указаны в правом нижнем углу панелей. Энергии ионизации водорода и гелия отмечены вертикальными пунктирными линиями. Рядом с соответствующими точками указаны атомные номера элементов. На панелях отмечены диапазоны χ и указаны коэффициенты корреляции в этих диапазонах.

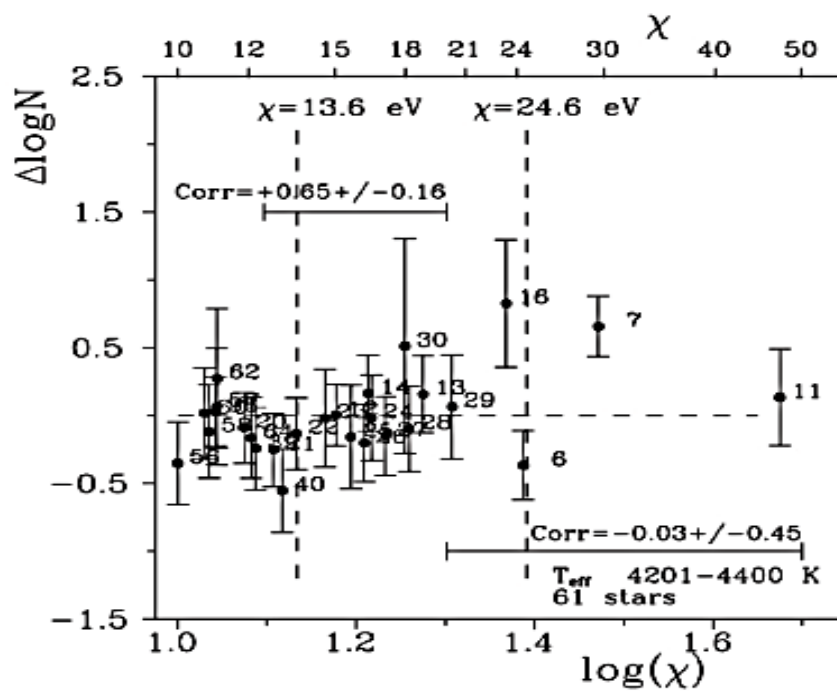


а)

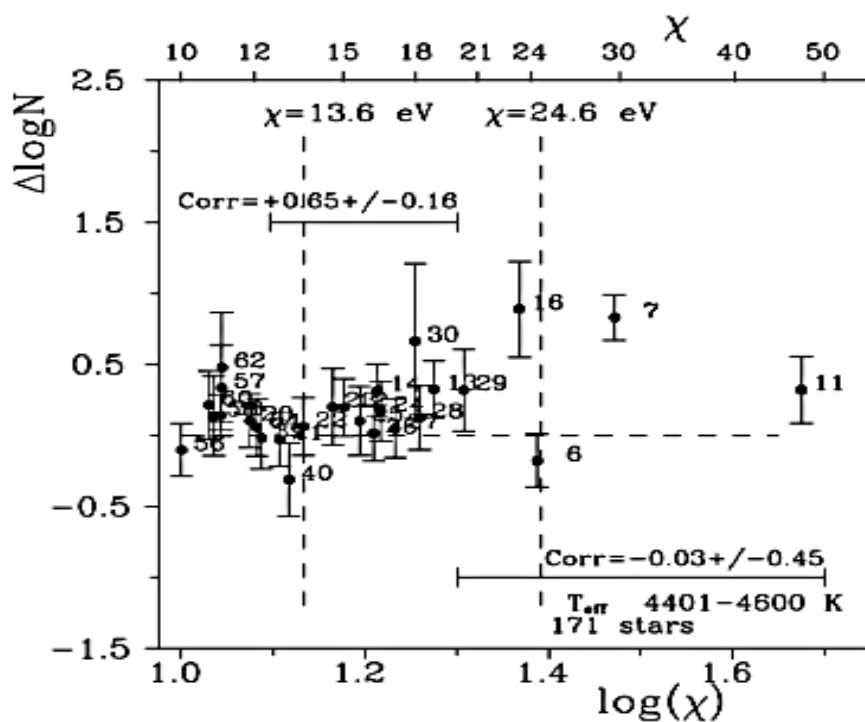


б)

Рисунок 5.1 (а, б) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 69 звезд с эффективными температурами 3764-4200 К

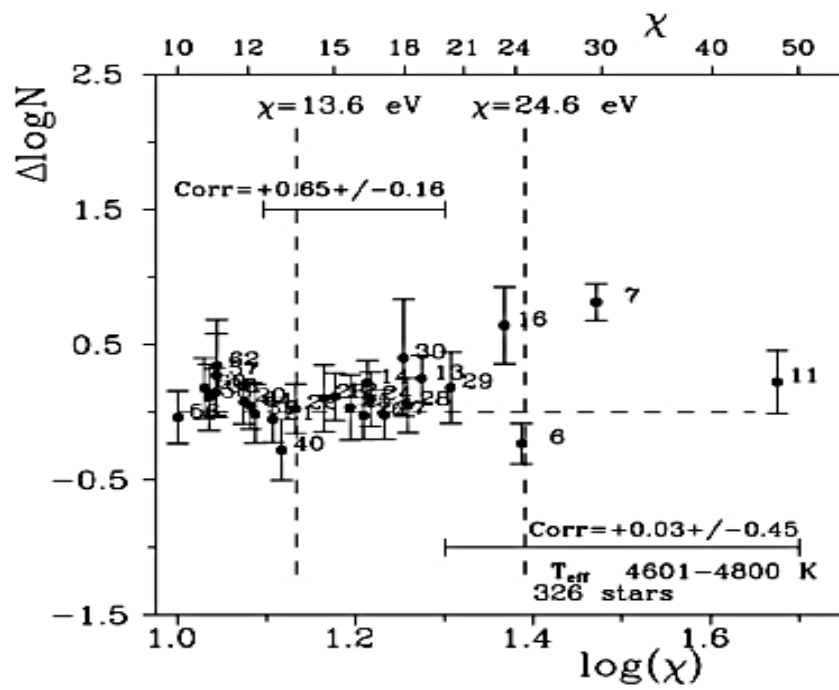


В)

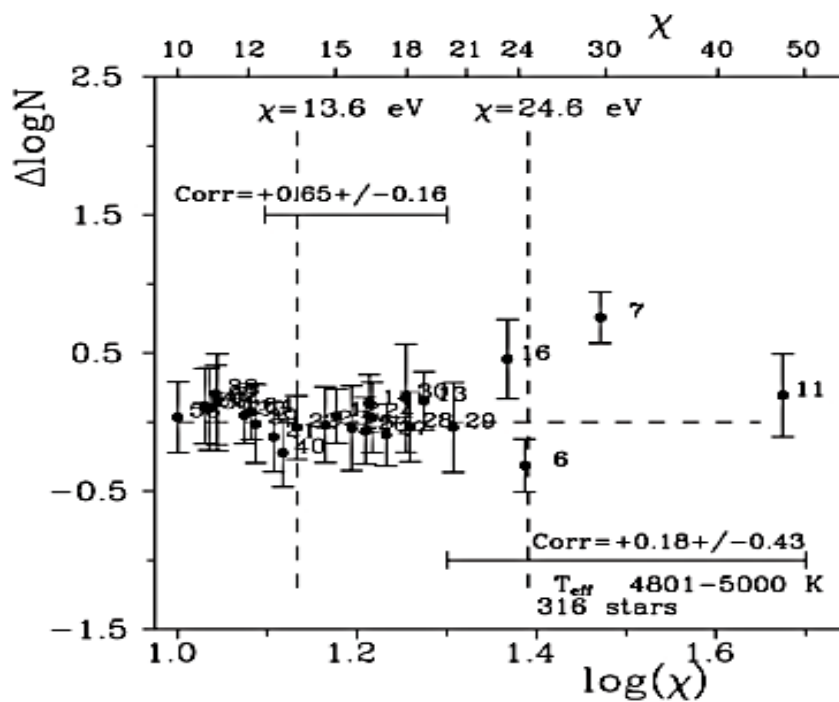


Г)

Рисунок 5.1 (в, г) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 232 звезд] с эффективными температурами 4201-4600 К

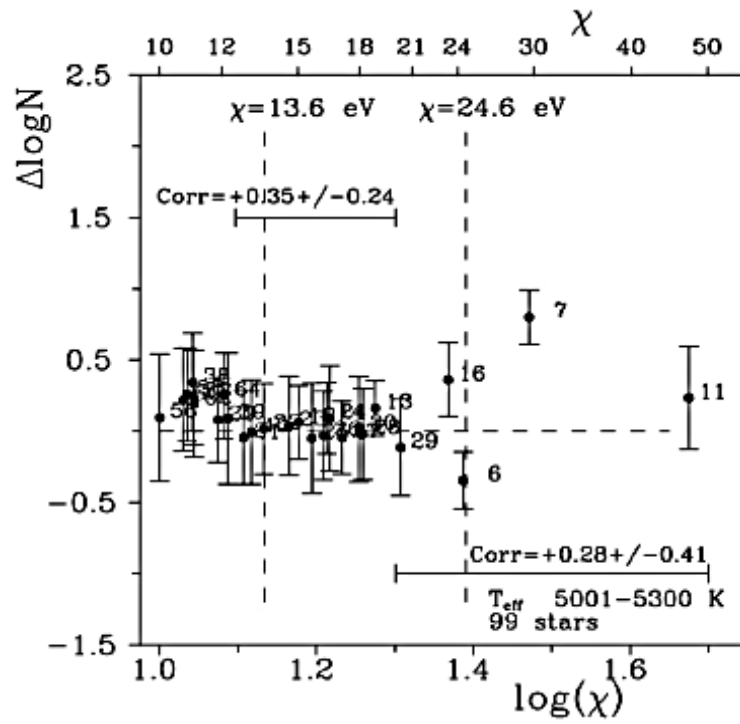


д)

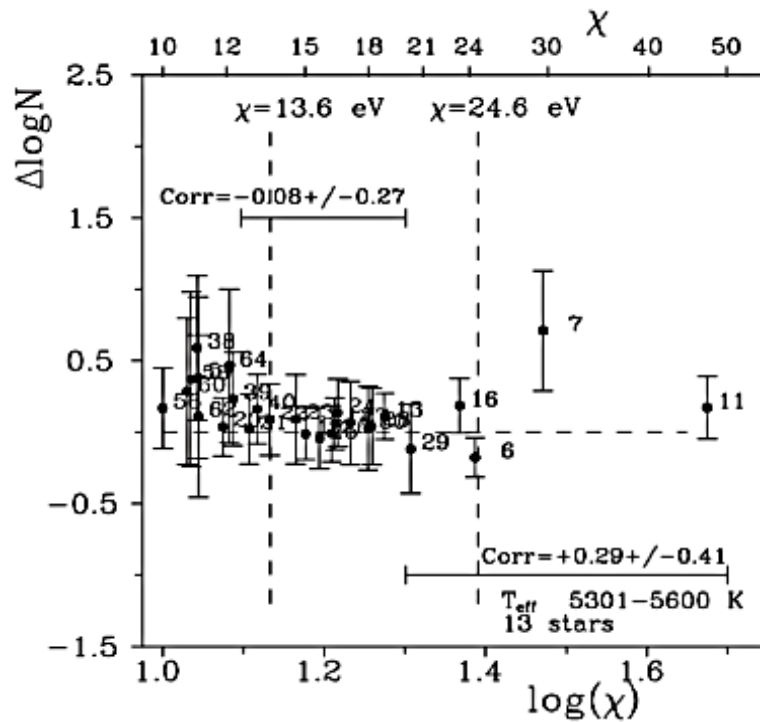


е)

Рисунок 5.1 (д, е) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 642 звезд с эффективными температурами 4601-5000 К

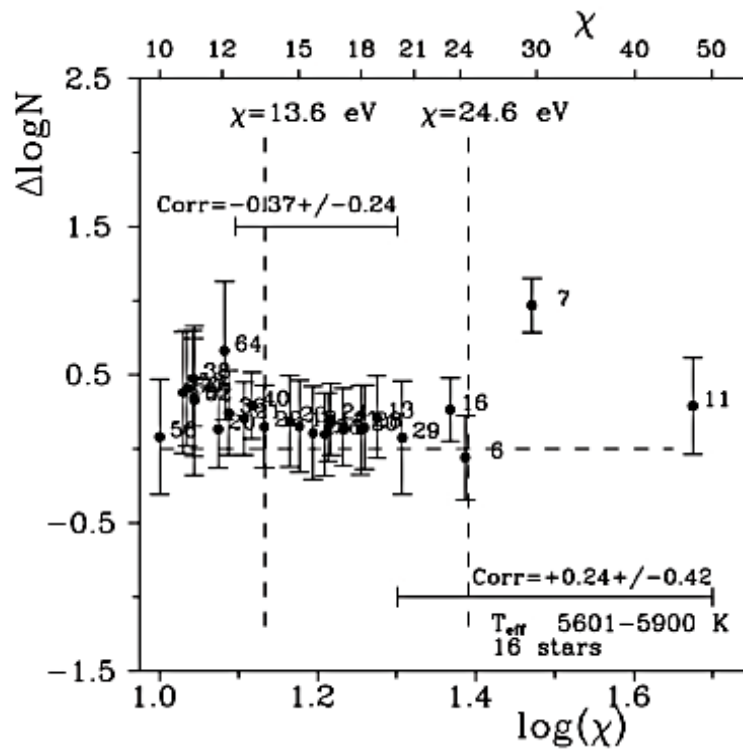


a)

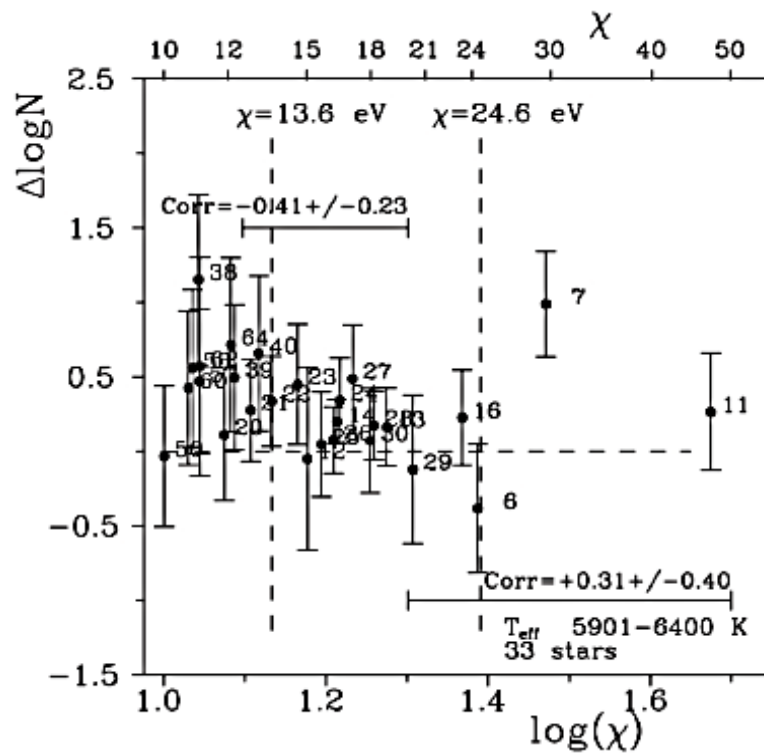


б)

Рисунок 5.2 (а, б) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 112 звезд с эффективными температурами 5001-5600 К

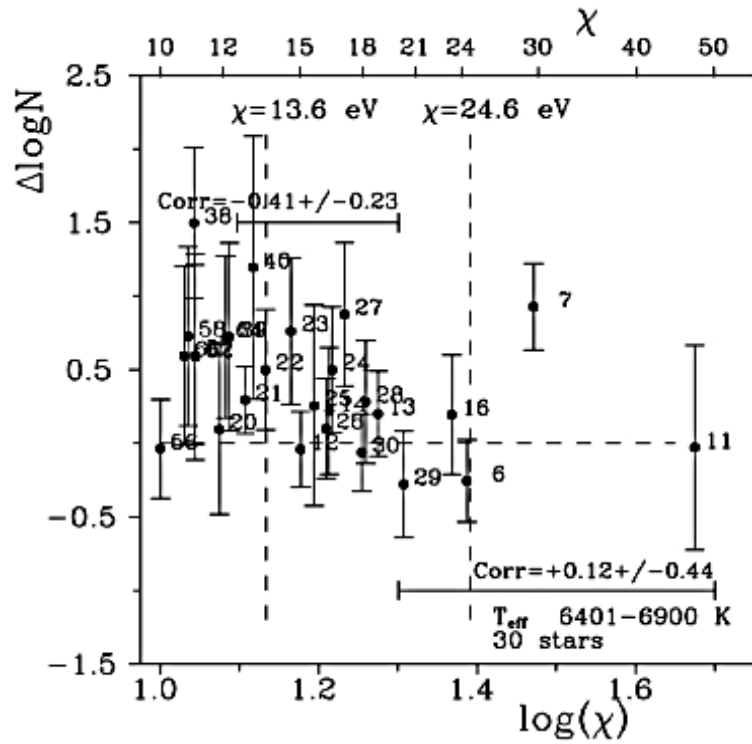


В)

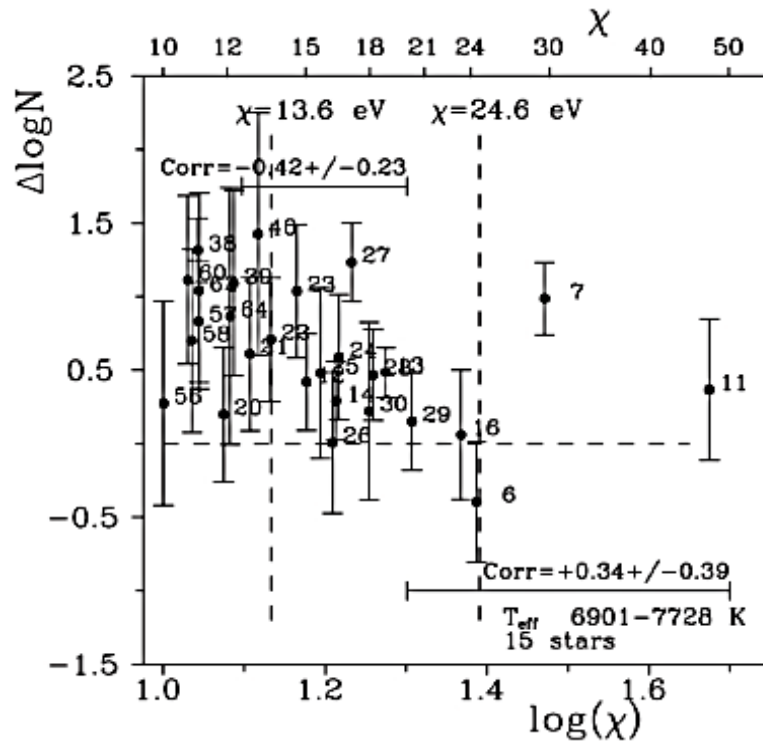


Г)

Рисунок 5.2 (в, г) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 49 звезд с эффективными температурами выше 5601-6400 К



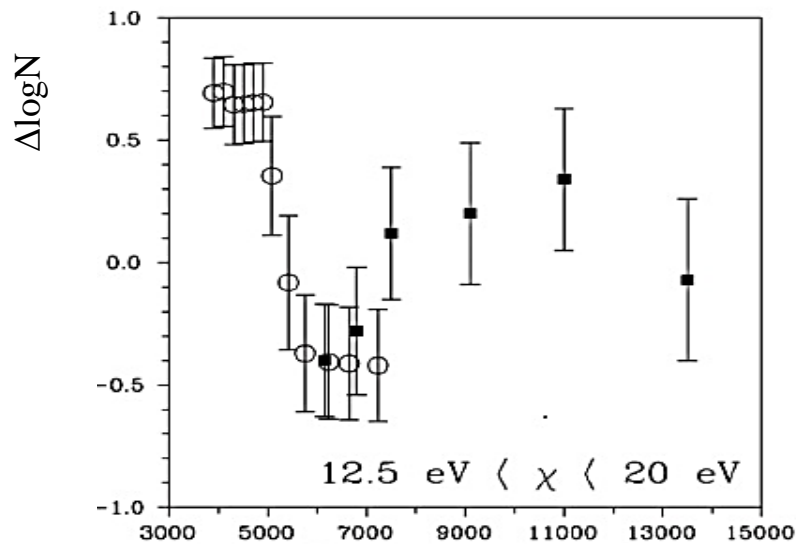
д)



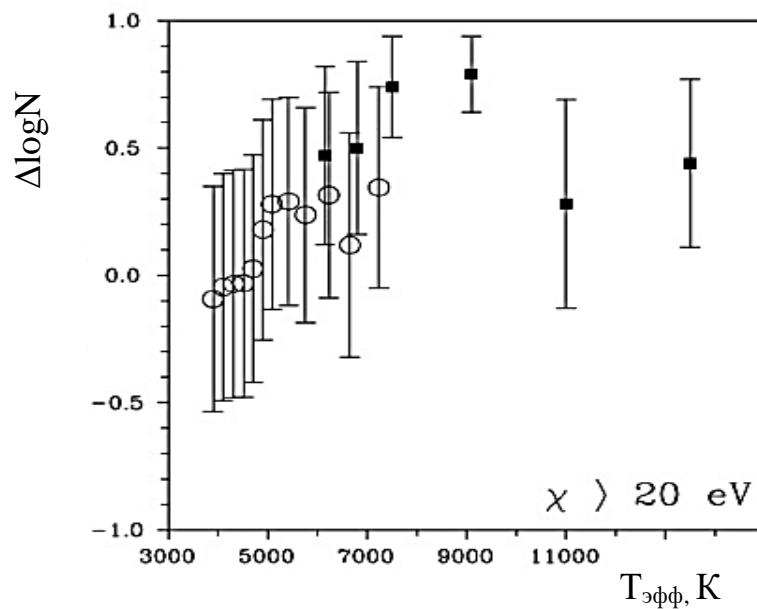
е)

Рисунок 5.2 (д, е) – Графики средних относительных содержаний химических элементов в зависимости от вторых потенциалов ионизации в атмосферах 45 звезд с эффективными температурами выше 6401-7728 К

На рисунке 5.3 показаны коэффициенты корреляции для двенадцати групп звезд в зависимости от эффективных температур. Коэффициенты корреляции средних содержаний с вторыми потенциалами ионизации (χ) химических элементов, рассчитанные для групп звезд с разными эффективными температурами. Открытые кружки – результаты нашего исследования. Заштрихованные квадраты – результаты для более горячих звезд, опубликованные Ющенко и др. [67].



а) $12.5 \text{ эВ} < \chi < 20 \text{ эВ}$ $T_{\text{эфф}}, \text{K}$



б) $\chi > 20 \text{ эВ}$

Рисунок 5.3 (а, б) – Коэффициенты корреляции средних содержаний с вторыми потенциалами ионизации (χ) химических элементов

На рисунке 5.3 (а) показано, что для атмосфер с высокой долей радиативного переноса энергии корреляция между средними относительными содержаниями и потенциалами второй ионизации положительна. Это означает, что у этих звезд наблюдается эффект понижения относительного содержания элементов с потенциалами второй ионизации, близкими к 13.6 эВ. Звезды с эффективной температурой от 5500 К до 7000 К имеют меньшую долю радиативного ускорения. Конвекция играет важную роль в переносе энергии в этих звездах и (возможно) заставляет ранее описанные коэффициенты корреляции принимать отрицательные значения. Звезды с самыми высокими эффективными температурами, а именно выше 13000 К, показывают корреляции, близкие к нулю. Это можно объяснить очень большим разнообразием содержаний звезд в этом диапазоне эффективных температур.

Коэффициенты корреляции относительных содержаний со вторыми потенциалами ионизации для элементов с потенциалами выше 20 эВ (рисунок 5.3(б)) в основном положительны для всех групп звезд, кроме самых холодных групп. Это может отражать важность аккреции межзвездного гелия в атмосферах горячих звезд. Результаты исследования представленные на рисунке 5.3 показывают, что наше понимание звездных атмосфер не является полным и требует дальнейших исследований. Физический процесс, который ранее не исследовался, приводит к описанным корреляциям. Может иметь место аккреция из межзвездной среды, другие процессы или комбинация нескольких процессов.

На рисунке 5.4 показаны соотношения радиационного ускорения к общему ускорению в нижней части атмосферы, рассчитанные для используемой нами сетки моделей атмосферы. Отношение радиационного ускорения к общему ускорению для моделей атмосферы, рассчитанных для самой глубокой точки соответствующей модели атмосферы как отношение двух ускорений, указанных в этих моделях.

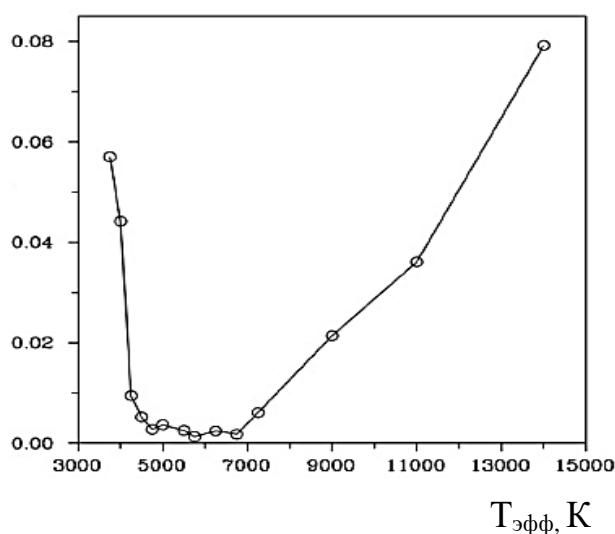


Рисунок 5.4 – Отношение радиационного ускорения к общему ускорению для моделей атмосферы

Параметры этих моделей были выбраны так, чтобы они были аналогичны параметрам указанных выше двенадцати групп звезд и параметрам более горячих звезд, исследованных Ющенко и др. [67]. Отношения были рассчитаны для моделей нулевой металличности с эффективными температурами и ускорениями силы тяжести на поверхности, подобными таковым для групп звезд на предшествующих рисунках.

Из рисунков 5.1-5.4 видно, что коэффициент корреляции для первой группы химических элементов (со вторыми потенциалами ионизации $12.5 \text{ эВ} < \chi < 20 \text{ эВ}$) положителен для групп звезд с преимущественно лучистым переносом энергии в атмосфере и близок к нулю или отрицателен для групп звезд группы с конвективным переносом энергии. Можно заключить, что в фотосферах звезд с лучистым переносом энергии относительные содержания химических элементов показывают дефицит для элементов со вторыми потенциалами ионизации $12.5 \text{ эВ} < \chi < 20 \text{ эВ}$, а коэффициенты корреляции этих относительных содержаний с потенциалами второй ионизации положительны.

Это позволяет ожидать, что описанный эффект важен в первом случае, а именно для звезд с преимущественно лучистым переносом энергии, и им можно пренебречь для звезд с более сильной конвекцией в атмосфере.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В данном диссертационном исследовании были рассмотрены три звезды с аномалиями в содержании химического состава в их атмосферах. Первая - красный гигант, бариевая звезда HD204075 (ζ Cap). Исследования кривых распространенности химических элементов в бариевых звездах интересны для теории эволюции звезд и для теории образования химических элементов. Вторая - пульсирующая звезда типа δ Щита (δ Scuti) V1719 Cyg. Исследование пульсирующих звезд помогает понять механизм передачи энергии в атмосферах звезд спектральных классов А-Ф. Третья - принадлежащий гало или промежуточному населению Галактики гигант с планетами HD47536. Исследование аномалий химического состава в атмосферах гигантов гало представляет интерес, поскольку в их атмосферах часто непосредственно наблюдаются продукты термоядерного синтеза в предыдущих поколениях звезд.

Исследованы спектры высокого разрешения упомянутых звезд, проведен анализ содержания химических элементов в атмосферах, определены физические параметры, исследованы линии поглощения железа, уточнены показатели металличности и эволюционный статус. Проведен анализ опубликованных содержаний химических элементов в атмосферах 1149 звезд спектральных классов F-K диска Галактики. Проведен поиск признаков аккреции межзвездного вещества в атмосферах исследуемых звезд.

Основные результаты исследования:

1. HD204075 (ζ Cap). Исследованы линии поглощения железа (FeI -105 линий, FeII – 31 линия) в атмосфере звезды, уточнены параметры атмосферы ($T_{\text{eff}} = 5300 \pm 50$ К, $\log g = 1.82 \pm 0.15$, $v_{\text{micro}} = 2.52 \pm 0.10$ км/с) и содержание железа $\log N(\text{Fe}) = 7.32 \pm 0.06$.

Анализ опубликованных исследований химического состава данной звезды позволил показать отсутствие корреляций между относительными содержаниями химических элементов и их вторыми потенциалами ионизации, что свидетельствует о том, что образование белого карлика в этой двойной системе произошло не более 10^5 - 10^8 лет назад, что подтверждается существованием линий поглощения технеция в спектре этой звезды. Аномалии химического состава HD204075 являются следствием аккреции обогащенного элементами s-процесса вещества со второго компонента двойной системы на стадии его перехода от стадии красного гиганта к белому карлику.

2. V1719 Cyg. Методом синтетического спектра найдено содержание 28 химических элементов в атмосфере этой звезды. Исследованы линии поглощения железа в атмосфере звезды, уточнено содержание железа. Относительные содержания химических элементов с атомными номерами $Z > 30$ повышены по отношению к относительному содержанию железа в атмосфере звезды. Показано отсутствие корреляции между относительными содержаниями этих элементов и их потенциалами второй ионизации. Это

доказывает отсутствие аккреции межзвездного газа, в основном водорода и гелия, на атмосферу звезды. Содержание элементов s-процесса в атмосфере звезды повышено.

3. HD47536. Методом синтетического спектра найдено содержание 38 химических элементов. Исследованы линии поглощения железа в атмосфере звезды, уточнено содержание железа. Найдены корреляции между относительными содержаниями этих элементов с потенциалами второй ионизации и температурами конденсации. Сравнены содержания элементов r-, и s-процессов в атмосфере HD47536 с распределением изотопов этих элементов в Солнечной системе. Распространенность химических элементов в атмосфере звезды может быть объяснена взаимодействием аккреции межзвездного водорода на атмосферу звезды и разделением пыли и газа в околозвездной оболочке, характерным для звезд типа λ Волопаса.

4. Для 1149 звезд спектральных классов F-K проведено исследование корреляции опубликованных относительных содержаний химических элементов от их потенциалов второй ионизации. Сравнение с результатами предыдущих исследований показало, что эти корреляции различны для звезд с конвективным и радиативным переносом энергии в атмосферах. Это может быть объяснено аккрецией межзвездного водорода на атмосферы этих звезд.

Результаты анализа наблюдательных данных могут быть использованы для построения теории аккреции межзвездного и околозвездного газа, в основном водорода и гелия, на атмосферы нормальных звезд со слабыми магнитными полями, так как в настоящее время данная теория еще не разработана.

СПИСОК ИСПОЛЬЗОВАННЫХ ИСТОЧНИКОВ

1. Шмаонов Т.А. Методика абсолютных измерений эффективной температуры радиоизлучения с низкой эквивалентной температурой // Приборы и техника эксперимента, 1957. – Т. 1. –83-86. с.
2. Penzias A.A., Wilson R.W. A Measurement of Excess Antenna Temperature at 4080 Mc/s// *Astrophysical Journal*, 1965. – Vol. 142. – PP. 419-421.
3. Gamov G. Expanding Universe and the origin of the elements, 1946, *Physical Review*. – Vol. 70. – PP. 572-573
4. Alpher R.A., Bethe H., Gamov G. The origin of Chemical Elements, 1948, *Physical Review*. – Vol. 73. – PP. 803-804
5. Slipher V.M. Observed the rotation of six spirals: NGC 224, 2683, 3623, 3627, 4594 and 5005// *Nebulae, Proceedings of the American Philosophical Society*, 1917. – Vol. 56. – PP. 403-409,
6. Hubble E. A relation between distance and radial velocity among extragalactic nebulae // *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 1929. – Vol.15. – Issue 3. – PP. 168-173.
7. Hayashi C., T. Ohsawa, T. Horiguchi. Proton-Neutron Concentration Ratio in the Expanding Universe at the Stages preceding the Formation of the Elements// *Progress of Theoretical Physics*, 1950. – Vol. 5. – PP.224-232
8. Burbidge E.M., Burbidge G.R., Fowler W.A., Hoyle F. Synthesis of the elements in stars// *Rev. Mod. Phys.*, 1957. – Vol. 29. – PP. 547-650. <https://doi.org/10.1103/RevModPhys.29.547>
9. Fowler W.A. How now? No cosmological Helium // *Comments on Astrophysics and Space Physics*, 1970. – Vol. 2. – PP.134-137.
10. Hoyle F. On the origin of microwave background// *Astrophysical Journal*, 1975. – Vol. 196. – PP. 661-670.
11. Burbidge G., Hoyle F. The Origin of Helium and other Light Elements// *Astrophysical Journal*, 1998. – V. 509. – PP. L1-L3.
12. Cameron A.G., Fowler, W. A. W. Printed in U S A LITHIUM AND THE s-PROCESS IN RED-GIANT STARS// *Astrophys. J.*, 1955. – Vol. 121. – PP.144-166.
13. Рохас Гарсия Маделайне Митчел. Аномалии химического состава звезд промежуточных и малых масс: диссертация кандидата физико-математических наук: 01.03.02 / Рохас Гарсия Маделайне Митчел; [Место защиты: С.-Петербург. гос. ун-т]. - Санкт-Петербург, 2013. – 126 с.
14. Merrill Paul W. Spectroscopic observations of stars of class S// *Astrophysical Journal*, 1952. – Vol. 116. – PP. 21-26.
15. Kirmizitas O., Cavus S., Kahraman Aliçavuş F., Candidate Eclipsing Binary Systems with a δ Scuti Star in Northern TESS Field// *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2022. – Vol. 22. – Number 8. – PP. 120-125
16. Yushchenko A.V., Gopka V.F., Khokhlova V.L., Musaev F.A., Bikmaev I.F. Atmospheric chemical composition of the twin components of equal mass in the CP SB2 system 66 Eri // *Astronomy Letters*, 1999. – Т. 25. –453-466. с.

17. Mishenina T.V., Kovtyukh V.V., Soubiran C., Travaglio C., Busso M. Abundances of Cu and Zn in metal-poor stars: Clues for Galaxy evolution // *Astronomy and Astrophysics*, 2002. – Vol.396. – PP.189-201.
18. Schwarzschild K. von, Ueber das Gleichgewicht der Sonnenatmosphäre (On the equilibrium of the Sun's atmosphere, Nachrichten von der Königlichen Gesellschaft der Wissenschaften zu Göttingen// *Math.-phys. Klasse*, 1906 . – Vol. 195. – PP. 41-53.
19. Schuster A. Radiation through a foggy atmosphere// *Astrophysical Journal.*, 1905. – V. 21. – PP. 1-22.
20. Milne E.A. 1921, Radiative equilibrium in the outer layers of a star// *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1921. – Vol. 81. – PP. 361-375.
21. Eddington A.S., Joseph Larmor, Jeans JH, Dyson FW, Fowler A, Cunningham E, Newall HF, Lindemann FA, Silberstein L. Further notes on the radiative equilibrium of the stars// *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1917. – Vol. 77. – PP. 596-612.
22. Eddington A.S., Davidson C. The internal constitution of the stars// *The Observatory*, 1920. – Vol. 43. - PP. 341-358.
23. Eddington A.S., McCrea WH, McVittie GC. The formation of absorption lines // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1929. – Vol.89. – PP. 620-636.
24. Carbon D.F., Gingerich O. The Grid of Model Stellar Atmospheres from 4000 to 10 000 // *Proceedings of the 3rd Harvard-Smithsonian Conference on Stellar Atmospheres*. – Cambridge, 1969. – 377 p.
25. Mihalas D. Model Atmosphere Studies of Early Type Stars // *Astronomical Journal*, 1964. – Vol.69. – PP. 144-200.
26. Mihalas D., Morton D.C. A model for a B1 V star with line blanketing // *The Astrophysical Journal*, 1965. – Vol.142. – PP.253-264.
27. Strom S.E., Kurucz R.L. Statistical Procedure for Computing LineBlanketed Model Stellar Atmospheres // *Astronomical Journal*, 1966. – Vol.71. – PP. 181-282.
28. Kurucz R.L. ATLAS: a computer program for calculating model stellar atmospheres // *SAO Special Report*, 1970. – Vol.309. – 292 p.
29. Mihalas D., Auer L.H. Non-LTE Model Atmospheres. V. Multi-Line Hydrogen-Helium Models for O and Early B Stars // *Astrophysical Journal*, 1970. – Vol.160. – PP. 1161-1176.
30. Соколов В.В. Курс теоретической астрофизики. - М.: Наука, 1985. – 528 с.
31. Сахибуллин Н.А. Методы моделирования в астрофизике. Звездные атмосферы, 1997. – 320 с.
32. Грей Д.Ф. Наблюдения и анализ звездных фотосфер / Д. Грей; Пер. с англ. Л. И. Антиповой и др. - Москва: Мир, 1980. – 496 с.

33. Шуляк Д.В. Модели атмосфер СР звезд: на Г-П // Ученые записки Таврического Национального Университета им. В.И. Вернадского, 2006. –25-36. с.
34. Yushchenko A.V, Andronov I.L., Chinarova L.L., Gopka V.F., Menchenkova E.V., Myalkovskij M.I., Kosmyk ina M.P., Kudashkina L.S. URAN: A Software System for the Analysis of Stellar Spectra, in Proceedings of the 20th Stellar Conference of the Czech and Slovak Astronomical Institutes, Brno, Czech Republic, 5–7 Nov 1997. <http://adsabs.harvard.edu/abs/1998vsr..conf..201Y>
35. Kurucz R. L. Model atmospheres for population synthesis / Kurucz R. L. // The Stellar Populations of Galaxies: IAU Symposium 149. - Kluwer Academic Publishers: Kluwer, 1992. – PP. 225-232.
36. Kurucz R. L. ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera / Kurucz R. L. // Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement, 2005. – Vol. 8. – PP. 14 – 24.
37. Bell D. The coming of the post-industrial society //The Educational Forum. – Taylor & Francis Group, 1976. – Т. 40. – №. 4. – с. 574-579.
38. Johnson H.R.: Molecules in red-giant stars. I. Column densities in models for K and M stars// *Astrophys.J.*, 1982. – Vol. 260. – P.254-271.
39. Kurucz R.L. Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars // *Astrophysical Journal Supplement Series.* – 1979. – Vol.40. – PP.1-340
40. Киппер Т.А.: Дубл.Гартуской астрофиз.обс., 1973. – Т.4. – 63 с.
41. Querci F., Querci M., Tsuji T. Model Atmospheres for C Type Stars // *Astronomy and Astrophysics*, 1974. – Vol.31. – PP.265-282.
42. Хохлова В.Л.: Итоги науки и техники, астрономия., 1983. – Т.24. –233 с.
43. Зач Л.А. Спектроскопические исследование бариевых звезд// *Сообщения САО*, 1990. – Т.63. – 160 с.
44. Sneden C, Lambert DL, Pilachowski CA, A study of CNO elements in barium stars// *Astrophys. J.* 1981. – Vol. 247. – PP.1052-1062. <http://doi.org/10.1086/159114>
45. Smith V.V., Suntzeff N.B. In The Abundance Spread within Globular Clusters; Spectroscopy of Individual Stars// *Astron.& Astrophys*, 1984. – 132. – PP.326-338.
46. Mestel L. The energy sources of white dwarfs// *MNRAS*, 1952. – Vol.112. – PP.598-608.
47. Schwarzschild M., Seiberg H. Red giants of Population I// *Astrophys. J.*, 1962. – Vol. 136. – PP.150-157.
48. Harm R., Schwarzschild M. Red giants of Population II// *Astrophys. J.*, 1962. – Vol.145. – PP.496-504.
49. Scalo J.M.: *Astrophys.J.*, The total ionizing luminosity of G49// 1978. – Vol. 221. – PP. 627-634.
50. Paczynski B., Stellar Evolution from Main Sequence to White Dwarf or Carbon Ignition// *Acto Astronom.*, 1970. – Vol.20. – PP. 287-309.

51. Harm R., Schwarzschild M. Hydrogen Mixing By Helium-Shell Flashes// *Astrophysical Journal*, 1957. – Vol. 150. – 961 p.
52. Bidelman W.P., Keenan P.C., Spectral Classification of Stars Listed in Miss Payne's Catalogue of c Stars// *Astrophys.J.*, 1951. – Vol.114. – PP.473-476.
53. Warner B., Stars// *Commun Univer.London. obs.*, 1965. – N.65. – PP.1-44.
54. Morgan W. W., Keenan P.C., Millimeter-Wavelength Radio-Astronomy Techniques// *Ann. Rev. Astron. Astrophys*, 1973. – PP.29-50.
55. McConell O.J., Prye R.L., Upgren A.R., Meteorite Collection, can be credited to his diligence// *Astronom.J.* 1972. – Vol. 77. – PP.384-391.
56. Bidelman W.P., The following ions have been identified: H, He i, C// *Astronom J.*, 1961. – Vol. 86. – PP.553-556.
57. Yamashita Y., Nortmoto Y. Ann., The C-classification and infrared color of carbon stars// *Tokyo Astronom.Obs.*, 1981. – Vol.18. – PP.125-141.
58. Yushchenko A.V., Gopka V.F., Kim C., Liang Y.C., Musaev F.A., Galazutdinov G.A. The chemical composition of the mild barium star HD 202109. *Astronomy and Astrophysics*, 2004. – Vol. 413. – PP. 1105-1114.
59. Garstang R.H., Model for artificial night-sky illumination// *PASP*, 1952. – Vol. 64. – PP.227.
60. Greenstein J.L. Analysis of the metallic-line stars. II. *Astrophys. J.*, 1949. – Vol.109. – PP. 121-138. <http://doi.org/10.1086/145112>
61. <http://cdsportal.u-strasbg.fr/?target=%20zet%20Cap>
62. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?Ident=%20zet%20Cap>
63. Pilachowski CA, A study of CNO elements in barium stars// *Astrophys. J.*, 1981. – Vol. 247. – PP.1052-1062. <http://doi.org/10.1086/159114>
64. Havnes O. Abundances and acceleration mechanisms of cosmic rays// *Nature*, 1970. – Vol. 229. – PP. 548-549. <http://doi.org/10.1038/229548a0>
65. Havnes O. Magnetic stars as generators of cosmic rays// *Astron. Astrophys.* 1971. – Vol.13. – PP. 52-57. <http://adsabs.harvard.edu/abs/1971A%26A...13...52H>
66. Böhm-Vitense E. The puzzle of the metallic line stars// *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 2006. – Vol.118. – PP. 419-435. <http://doi.org/10.1086/499385>
67. Yushchenko AV, Gopka VF, Kang YW, Kim C, Lee BC, et al., The chemical composition of ρ puppis and the signs of accretion in the atmospheres of B-F-type stars// *Astron. J.*, 2015. – Vol.149. – P. A59. <http://doi.org/10.1088/0004-6256/149/2/59>
68. Jeong Y., Yushchenko A.V., Doikov D.N. The interaction between accretion from the interstellar medium and accretion from the evolved binary component in barium stars// *J.Astron. Space Sci.*, 2018. – Vol. 35. – PP.1-6. <http://doi.org/10.5140/JASS.2017.35.1.1>
69. Proffitt C.R., Michaud G. Abundance anomalies in A and B stars and the accretion of nuclear-processed material from supernovae and evolved giants, *Astrophys.*, 1989. – J. 345. – PP. 998-1007. <http://doi.org/10.1086/167969>
70. Michaud G., Atomic Diffusion in Stars// *Astrophys. J.*, 1970. – Vol.160. – PP. 641-658.

71. Havnes O., Conti P.S. Magnetic accretion processes in peculiar A stars, *Astron. Astrophys.*, 1971. – Vol.14. – PP.1-11.
72. <https://ru.wikipedia.org/wiki/>
73. Poretti E., UBV photometry of the short period pulsating variable V1719 Cyg, 1984. – PP.435-442.
74. Peniche, R., Pena, J. H., Gomez, T., & Parrao, L, PHOTOELECTRIC PHOTOMETRY OF THE OPEN CLUSTER NGC 7062// *A&A*, 1989. – Vol. 209. – PP. 59.
75. J. H. Peña, M. Paparo, R. Peniche, M. Rodriguez, M. A. Hobart, C. De la Cruz, and A. Garcia-Cole., Physical Parameter Determination of the δ Scuti Star V1719 Cygni// *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. – Vol. 114. – Issue 792. – PP. 214-223.
76. Padalia T. D., Gupta S. K., A new Cepheid variable, HD 200925 // *Astrophysics and Space Science*. – 1982. – T. 81. – C. 251-260.
77. Mantegazza L., & Poretti. E., The stability of the frequency content in the light curves of the 5 Scuti stars V663 Cas, AZ CMi, BF Phe 913// *A&A*. 1996. — Vol.312. – PP. 855.
78. Alania I., UVBY β photometry of V1719 Cyg// *Inf. Bull. Var. Stars.*, 1987. – 2994. – PP.1-3.
79. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?Ident=%20zet%20Cap>
80. Joner M.D., Johnson S.B., Photometric properties of HD 200925// *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1985. – Vol.97. – PP.153. <https://doi.org/10.1086/131511>
81. Johnson S.B., Joner M.D. Revised photometric properties for the multiperiodic variable HD 200925// *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1986. – Vol.98. – PP.581-598. <https://doi.org/10.1086/131798>
82. Peña J.H., Paparo M., Peniche R., Rodriguez M., Hobart M.A., et al., Physical parameter determination of the δ Scuti star V1719 Cygni// *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 2002. – Vol.114. – PP. 214-223. <https://doi.org/10.1086/338623>
83. Kim C, Yushchenko AV, Photometric properties and metallicity of V1719 cygni// *J. Korean. Astron. Soc.*, 2011. – Vol. 44. – PP.73-79. <https://doi.org/10.5303/JKAS.2011.44.3.73>
84. Gopka V.F., Yushchenko A.V., Mishenina T.V., Kim C., Musaev F.A., et al., Atmospheric chemical composition of the halo star HD 221170 from a synthetic-spectrum analysis// *Astron. Rep.*, 2004. – Vol. 48. – PP.577-587. <http://doi.org/10.1134/1.1777275>
85. Scott P., Asplund M., Grevesse N., Bergemann M., Sauval A.J., The elemental composition of the Sun. II. The iron group elements Sc to Ni// *Astron. Astrophys.*, 2015. – Vol.573. – 33 p. <http://doi.org/10.1051/0004-6361/201424110>
86. Grevesse N., Asplund M., Sauval A.J., Scott P., The chemical composition of the Sun// *Astrophys. Space Sci.*, 2010. – Vol.328. – PP.179-183. <https://doi:10.1007/s10509-010-0288-z>
87. Luck R.E., Abundances in the local region. I. G and K giants// *Astron. J.* 2015. – Vol.150. – PP. A88. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/150/3/88>

88. http://exoplanet.eu/catalog/HD_47536_b/
89. <http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/simbasic?Ident=HD47536&submit=SIMBAD+search>
90. Rutten RJ, van der Zalm EBJ, Revision of solar equivalent widths, Fe I oscillator strengths and the solar iron abundance// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1984. – Vol.55. – PP.143-161.
91. da Silva L., Girardi L., Pasquini L., Setiawan J., von der Lühe O., et al., Basic physical parameters of a selected sample of evolved stars// *Astron. Astrophys.*, 2006. – Vol.458. – PP. 609-623. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065105>
92. Setiawan J., Hatzes A.P., von der Lühe O., Pasquini L., Naef D., et al., Evidence of a sub-stellar companion around HD47536// *Astron. Astrophys.*, 2003. – Vol.398. – PP.L19-L23. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20021846>
93. Soto M.G., Jenkins J.S., Jones M.I., RAFT - I. Discovery of new planetary candidates and updated orbits from archival FEROS spectra// *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 2015. – Vol.451. – PP.3131-3144. <https://doi.org/10.1093/mnras/stv1144>
94. van Belle G.T., von Braun K., Directly determined linear radii and effective temperatures of exoplanet host stars// *Astrophys. J.*, 2009. – Vol. 694. – PP.1085-1098. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/694/2/1085>
95. Perottoni H.D., Amarante J.A.S., Limberg G., Rocha-Pinto H.J., Rossi S., et al., Searching for extragalactic exoplanetary systems: the curious case of BD+20 2457// *Astrophys. J.*, 2021. – Vol.913. – L3 p. <https://doi.org/10.3847/2041-8213/abfb06>
96. Adibekyan V.Z., Sousa S.G., Santos N.C., Delgado Mena E., González Hernández J.I., et al., Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program// *Astron. Astrophys.*, 2012. – Vol.545. – A32 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219401>
97. Sadakane K., Ohnishi T., Ohkubo M., Takeda Y., Metallicities in four planet-harboring K-type giants: HD 47536, HD 59686, HD 137759, and HD 219449// *Publ. Astron. Soc. Jpn.*, 2005. – Vol.57. – PP.127-133. <https://doi.org/10.1093/pasj/57.1.127>
98. Gálvez-Ortiz M.C., Delgado-Mena E., González Hernández J.I., Israelian G., Santos N.C., et al., Beryllium abundances in stars with planets: extending the sample// *Astron. Astrophys.*, 2011. – Vol.530. – A66 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913827>
99. Ecuivillon A., Israelian G., Santos N.C., Shchukina N.G., Mayor M., et al., Oxygen abundances in planet-harboring stars: comparison of different abundance indicators// *Astron. Astrophys.*, 2006. – Vol.445. – PP.633-645. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053469>
100. Beirão P., Santos N.C., Israelian G., Mayor M., Abundances of Na, Mg and Al in stars with giant planets// *Astron. Astrophys.*, 2005. – Vol.438. – PP. 251-256. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20052750>

101. Caffau E., Bonifacio P., Faraggiana R., François P., Gratton R.G., et al., Sulphur abundance in Galactic stars// *Astron. Astrophys.*, 2005. – Vol.441. – PP.533-548. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20052905>
102. Gilli G, Israelian G, Ecuivillon A, Santos NC, Mayor M, Abundances of refractory elements in the atmospheres of stars with extrasolar planets// *Astron. Astrophys.*, 2006. – Vol.449. – PP.723-736. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053850>
103. Yushchenko A.V., Rittipruk P., Yushchenko V.A., Kang Y.W., The planetary host red giant HD47536 - chemical composition and signs of accretion // *Odessa Astron. Publ.*, 2013. – Vol. 26. – PP. 131-136.
104. Cowan J.J., Sneden C., Lawler J.E., Aprahamian A., Wiescher M., et al. Origin of the heaviest elements: the rapid neutron-capture process// *Rev. Mod. Phys.*, 2021. – Vol.93. – PP.015002. <https://doi.org/10.1103/RevModPhys.93.015002>
105. Wallerstein G., Iben Jr. I., Parker P., Boesgaard A.N., Hale G.M., et al., Synthesis of the elements in stars: forty years of progress// *Rev. Mod. Phys.*, 1997. – Vol.69. – PP.995-1084. <https://doi.org/10.1103/RevModPhys.69.995>
106. Cowley CR, Bord DJ, The CP stars, an overview: then and now// *IAU Symp.* 2004. – Vol.224. – PP.265-281. <https://doi.org/10.1017/S174392130400465X>
107. Fowler W, Burbidge EM, Burbidge GR, Hoyle F, The synthesis and destruction of elements in peculiar stars of types A and B// *Astrophys. J.*, 1965. – Vol.142. – PP.423-450. <https://doi.org/10.1086/148309>
108. Cowley C.R. An examination of the planetesimal impact hypothesis of the formation of CP stars// *Astrophys. Space Sci.*, 1977. – Vol.51. – PP.349-362. <https://doi.org/10.1007/BF006441>
109. Venn K.A., Lambert D.L. The chemical composition of three Lambda Bootis stars// *Astrophys. J.*, 1990. – Vol.363. – PP.234-244. <https://doi.org/10.1086/169334>
110. Venn K.A., Lambert D.L. Could the ultra-metal-poor stars be chemically peculiar and not related to the First stars// *Astrophys. J.*, 2008. – Vol.677. – PP.572-580. <https://doi.org/10.1086/529069>
111. Kim C, Yushchenko AV, Kim SL, Jeon YB, Kim CH, Chemical composition and photometry of BE Lyncis// *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 2012. – Vol.124. – PP.401-410. <https://doi.org/10.1086/665943>
112. Yushchenko AV, Jeong Y, Gopka VF, Vasil`eva SV, Andrievsky SM, et al., Chemical composition of RM_1-390-large magellanic cloud red supergiant// *J. Astron. Space Sci.* 2017a. – Vol.34. – PP.199-205. <https://doi.org/10.5140/JASS.2017.34.3.199>
113. Yeuncheol Jeong, Alexander Yushchenko, Vira Gopka, Volodymyr Yushchenko, Pakakaew Rittipruk, Kyung Sook Jeong, Aizat Demessinova: The Barium Star HD204075: Iron Abundance and the Absence of Evidence for Accretion// *J. Astron. Space Sci.* 2019. – Vol.36(3). – PP.105-113. <https://doi.org/10.5140/JASS.2019.36.3.105>

114. Kang Y.W., Yushchenko A., Hong K., Kim S., Yushchenko V., Chemical composition of the components of eclipsing binary star ZZ bootis// *Astron. J.*, 2012. – Vol.144. – PP. A35. <http://doi.org/10.1088/0004-6256/144/2/35>
115. Kang Y.W., Yushchenko A.V., Hong K., Guinan E.F., Gopka V.F. Signs of accretion in the abundance patterns of the components of the RS CVn-type eclipsing binary star LX persei// *Astron. J.* 2013. – Vol.145. – PP.A167. <http://doi.org/10.1088/0004-6256/145/6/167>
116. Jeong Y, Yushchenko AV, Doikov DN, Gopka VF, Yushchenko VO, Chemical composition of RR Lyn - an eclipsing binary system with Am and λ Boo type components// *J. Astron. Space Sci.*, 2017. – Vol.34. – PP.75-82. <https://doi.org/10.5140/JASS.2017.34.2.75>
117. North P, The rotation of AP stars// *Astron. Astrophys.*, 1984. – Vol.141. – PP. 328-340.
118. Antipova LI, Boyarchuk AA, Pakhomov YV, Panchuk VE, analysis of atmospheric abundances in classical barium stars// *Astron.rep.*, 2004. – Vol.48. – PP.597-610. <https://doi.org/10.1134/1.1777277>
119. Gopka V, Yushchenko A, Lambert D, Drake N, Rostopchin S, Heaviest s-process elements in the atmospheres of barium stars// in *Proceedings of the International Symposium on Nuclear Astrophysics-Nuclei in the Cosmos - IX*, Geneva, Switzerland, 25-30 Jun 2006. – PP.105-106. http://pos.sissa.it/archive/conferences/028/105/NIC-IX_105.pdf
120. Bagnulo S., Jehin E., Ledoux C., Cabanac R., Melo C., et al. ESO Paranal Science Operations Team, The UVES paranal observatory project: a library of high-resolution spectra of stars across the hertzsprung-russell diagram// *The Messenger*, 2003. – Vol.114. – PP.10. <https://www.eso.org/sci/publications/messenger/archive/no.114-dec03/messenger-no114-10-14.pdf>
121. Kurucz R.L., SYNTHE spectrum synthesis programs and line data//Kurucz CD-ROM// Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA, 1993.
122. Fuhr J.R., Wiese W.L., A critical compilation of atomic transition probabilities for neutral and singly ionized iron// *J. Phys. Chem. Ref.*, 2006. – Vol.35. – PP.1669-1809. <http://doi.org/10.1063/1.2218876>
123. Piskunov N.E., Kupka F., Ryabchikova T.A., Weiss W.W., Jeffery C.S. VALD: The vienna atomic line data base// *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1995. – Vol.112. – PP.525-535. <http://adsabs.harvard.edu/abs/1995A%26AS..112..525P>
124. Hirata R., Horaguchi T. VizieR online data catalog: Atomic spectral line list// SIMBAD Catalog VI/69, 1995. <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/Cat?VI/69>
125. Morton D.C., Atomic data for resonance absorption lines. II. Wavelengths longward of the lyman limit for heavy elements// *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 130, 2000. – PP. 403-436. <http://doi.org/10.1086/317349>
126. Biémont E., Palmeri P., Quinet P. D.R.E.A.M.// database on rare Earths at Mons University, viewed 2017 Apr 14, available from: <http://hosting.umons.ac.be/html/agif/databases/dream.html>

127. Luck R.E. Parameters and abundances in luminous stars// *Astron. J.* 2014. – Vol.147. – PP.137. <http://doi.org/10.1088/0004-6256/147/6/137>
128. de Castro D.B., Pereira C.B., Roig F., Jilinski E., Drake N.A., et al., Chemical abundances and kinematics of barium stars// *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 2016. – Vol.459. – PP.4299-4324. <http://doi.org/10.1093/mnras/stw815>
129. Kurucz, R. L. *The Solar Spectrum: Atlases and Line Identifications*// *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1995. – Vol. 81. – PP.17-31.
130. Asplund M. Line formation in solar granulation. I. Fe line shapes, shifts and asymmetries / Asplund M., Nordlund Å., Trampedach R. [et al] // *Astronomy and Astrophysics*, 2000. – Vol. 359. – P. 729-742.
131. Asplund M., Grevesse N., Sauval A.J., Scott P. The chemical composition of the sun, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 2009. – Vol.47. – PP.481-522. <https://doi.org/10.1146/annurev>.
132. McWilliam A. High-resolution spectroscopic survey of 671 GK giants. I- Stellar atmosphere parameters and abundances// *Astrophys. J. Sppl.*, 1990. – Vol.74. – PP.1075-1128. <http://doi.org/10.1086/191527>
133. Smiljanic R., Porto de Mello G.F., da Silva L. Abundance analysis of barium and mild barium stars// *Astron. Astrophys.*, 2007. – Vol.468. – PP. 679- 693. <http://doi.org/10.1051/0004-6361:20065867>
134. Cenarro A.J., Peletier R.F., Sánchez-Blázquez P., Salam S.O., Toloba E., et al. Medium-resolution isaac newton telescope library of empirical spectra - II. The stellar atmospheric parameters// *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 2007. – Vol.374. – PP.664-690. <http://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11196.x>
135. Prugniel Ph., Vauglin I., Koleva M. The atmospheric parameters and spectral interpolator for the MILES stars// *Astron. Astrophys.*, 2011. – Vol.531. – PP.A165. <http://doi.org/10.1051/0004-6361/201116769>
136. <https://www.kasi.re.kr/eng/pageView/>
137. Delbouille L., Roland G., Neven L. *Atlas photometrique du spectre solaire de [lambda] 3000 a [lambda] 10000*// *Universite de Liege, Institut d'Astrophysique, Liege*, 1973.
138. Grevesse N., Sauval A.J., The solar abundance of iron and the photospheric model// *Astron. Astrophys.*, 1999. – Vol.347. – PP.348-354.
139. Castelli F., Kurucz R. ,New grids of ATLAS9 model atmospheres// In *IAU Symposium 210, Uppsala, Sweden, 17-21 Jun 2002.* – PP. 35-37.
140. Lodders K., Solar system abundances and condensation temperatures of the elements// *Astrophys. J.*, 2003. – Vol.591. – PP.1220-1247. <https://doi.org/10.1086/375492>
141. Yushchenko A.V., Dorokhova T.N., Gopka V.F., Kim C., Lee B.C., et al., The atmosphere parameters and the line profile variations of ρ puppis// *J. Korean Astron. Soc.*, 2010. – Vol.43. – PP.65-74. <https://doi.org/10.5303/JKAS.2010.43.3.065>
142. Simmerer J., Sneden C., Cowan J.J., Collier J., Woolf V.M., et al., The rise of the s-process in the galaxy// *Astrophys. J.*, 2004. – Vol.617. – PP.1091-1114. <https://doi.org/10.1086/424504>

143. Ardeberg A, Virdefors B, Solar line blocking for lambda lambda 4006-6860// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1979. – Vol.36. – PP.317-321.
144. <https://noirlab.edu/science/programs/ctio>
145. Alexander Yushchenko, Dmytry Doikov , Sergei Andrievsky, Yeuncheol Jeong, Volodymyr Yushchenko, Pakakaew Rittipruk, Valery Kovtyukh, Aizat Demessinova, Vira Gopka, Alexander Raikov, Kyung Sook Jeong., The Chemical Composition of HD47536: A Planetary Host Halo Giant with Possible λ Bootis Features and Signs of Interstellar Matter Accretion // *Journal of Astronomy and Space Sciences.*, 2022. – Vol. 39(4). – PP.169-180. DOI: <https://doi.org/10.5140/JASS.2022.39.4.169>
146. Alexander Yushchenko, Chulhee Kim, Yeuncheol Jeong, Dmytry N. Doikov, Volodymyr Yushchenko, Sergii V. Khrapatyi, Aizat Demessinova., The Chemical Composition of V1719 Cyg: δ Scuti Type Star without the Accretion of Interstellar Matter // *Journal of Astronomy and Space Sciences.*, 2020. – Vol. 37(3). – PP.157-163. DOI: <https://doi.org/10.5140/JASS.2020.37.3.157>
147. Meléndez J, Asplund M, Gustafsson B, Yong D, The peculiar solar composition and its possible relation to planet formation// *Astrophys. J.*, 2009. – Vol.704. – PP.L66-L70. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/704/1/L66>
148. Ramírez I, Meléndez J, Asplund M, Accurate abundance patterns of solar twins and analogs: does the anomalous solar chemical composition come from planet formation?// *Astron. Astrophys.*, 2009. – Vol.508. – PP.L17-L20. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913038>
149. <http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>
150. <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR-2>
151. Yushchenko A.V, Kim S, Jeong Y, Demessinova A, Yushchenko V, et al., The possible signs of hydrogen and helium accretion from interstellar medium on the atmospheres of F-K giants in the local region of the galaxy// *J. Astron. Space Sci.* 2021. – Vol.38. – PP.175-183. <https://doi.org/10.5140/JASS.2021.38.3.175>

ПРИЛОЖЕНИЕ А

Линии поглощения химических элементов в спектрах V1719 Cyg и HD47536

В двух таблицах приложения приводятся линии химических элементов в спектрах V1719 Cyg и HD47536, использованных в этом исследовании. В первых двух столбцах каждой таблицы приводятся идентификация линии и ее длина волны, в третьем и четвертом столбцах – используемая сила осциллятора и энергия нижнего уровня, в пятом – относительное содержание исследуемого элемента в атмосфере звезды, найденное по данной линии. В предпоследнем столбце приводится глубина линии в синтетическом спектре, которая совпадает с ее глубиной в наблюдаемом спектре. Значения глубин изменяются от 0.000 в случае отсутствия линии, до 1.000 в случае очень глубокой линии. В последнем столбце дается процент, вносимый рассматриваемой линией или одним из ее компонент сверхтонкой структуры в общий коэффициент поглощения в линиях синтетического спектра на данной длине волны.

В случае, когда данная линия рассчитывалась с учетом сверхтонкой структуры, приводимый в таблице вклад одного из компонентов обычно не превышает десяти процентов.

Таблица А. Линии химических элементов в спектре V1719 Cyg

Идентификация	Длина волны (ангстремы)	lg gf	E_{low} (эВ)	$\Delta \log N$	Глубина	%
1	2	3	4	5	6	7
С I	4770.027	-2.437	7.483	0.041	0.077	99.1
С I	4771.742	-2.12	7.488	0.191	0.251	76.2
С I	4775.897	-2.16	7.488	-0.051	0.095	99.8
С I	4932.049	-1.658	7.685	-0.091	0.163	99.7
С I	5052.167	-1.65	7.685	-0.057	0.195	99.8
С I	5380.337	-1.616	7.685	-0.038	0.137	98.8
С I	6001.121	-2.07	8.643	0.167	0.017	97.3
С I	6014.83	-1.584	8.643	0.134	0.034	100
С I	6587.61	-1.33	8.537	0.241	0.155	96.3
С I	6655.517	-1.999	8.537	0.046	0.021	99.9
С I	6671.845	-1.651	8.851	0.272	0.031	99.3
С I	7113.178	-0.773	8.647	0.172	0.119	98.2
С I	7115.172	-0.934	8.643	0.104	0.099	85.3
С I	7116.991	-0.907	8.647	0.189	0.124	100
NI	8629.235	0.077	10.69	0.082	0.082	86.8
O I	7771.944	0.32	9.146	0.198	0.344	100
O I	7774.166	0.17	9.146	0.641	0.372	100
O I	7775.388	-0.05	9.146	0.313	0.296	100

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
Na I	4497.657	-2.528	2.104	-0.127	0.033	89
Na I	5682.633	-0.706	2.102	-0.093	0.11	100
Na I	5688.205	-0.452	2.104	-0.045	0.202	95.7
Na I	6160.747	-1.246	2.104	0.154	0.047	91
Mg I	4057.505	-0.9	4.346	-0.155	0.467	99.6
Mg I	4167.271	-0.745	4.346	-0.275	0.424	100
Mg I	4571.096	-5.623	0	-0.003	0.071	98
Mg I	4730.029	-2.347	4.346	0.088	0.067	99.3
Mg I	5528.405	-0.498	4.346	-0.32	0.367	100
Mg I	5711.088	-1.724	4.346	0.017	0.133	100
Mg I	5785.561	-2.17	5.108	-0.03	0.058	82.2
Mg II	7877.054	0.391	9.996	-0.058	0.121	100
Mg II	7896.366	0.643	9.999	-0.089	0.133	100
Al I	8772.871	-0.349	4.022	0.05	0.107	87.1
Al I	8773.902	-0.192	4.022	0.134	0.129	91.8
Si I	5645.611	-2.141	4.93	-0.027	0.035	99.6
Si I	5660.677	-1.16	5.616	0.212	0.025	96.5
Si I	5675.417	-1.03	5.619	0.278	0.082	94.2
Si I	5708.398	-1.47	4.954	0.107	0.137	98.7
Si I	5747.667	-1.5	5.614	0.16	0.054	98.3
Si I	5753.622	-1.33	5.616	-0.015	0.071	97.5
Si I	5772.144	-1.75	5.082	0.154	0.067	98.6
Si I	5948.538	-1.231	5.082	0.121	0.132	99.4
Si I	6125.021	-1.53	5.614	0.095	0.038	89.7
Si I	6131.573	-1.69	5.616	0.26	0.041	98.6
Si I	6131.852	-1.66	5.616	0.199	0.04	93.5
Si I	6145.016	-1.37	5.616	0.158	0.047	87.9
Si I	6155.135	-0.84	5.619	0.15	0.112	99.7
Si I	6237.32	-1.13	5.614	0.221	0.076	100
Si I	6721.848	-1.18	5.863	0.198	0.048	100
Si I	6976.513	-0.924	5.954	0.112	0.081	98.8
Si I	7005.88	-0.595	5.984	0.19	0.101	100
Si I	7034.901	-0.88	5.871	-0.005	0.071	99.7
Si I	7405.772	-0.62	5.614	0.281	0.172	100
Si I	7423.496	-0.5	5.619	0.115	0.126	99.3
Si I	7918.384	-0.61	5.954	0.063	0.085	100
Si I	7932.348	-0.47	5.964	0.033	0.108	99.9
Si II	5055.984	0.523	0.074	-0.033	0.141	94.5
Si II	6347.109	0.149	8.121	-0.14	0.283	100
Si II	6371.371	-0.082	8.121	-0.115	0.23	100

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
S I	4696.252	-2.14	6.525	0.076	0.036	99.1
S I	6748.837	-0.6	7.868	0.228	0.082	88.4
S I	6757.171	-0.31	7.87	-0.069	0.099	96.1
Ca I	4425.437	-0.286	1.879	-0.081	0.389	100
Ca I	4434.957	0.066	1.886	-0.041	0.451	100
Ca I	4435.679	-0.412	1.886	0.042	0.379	99.7
Ca I	4578.551	-0.17	2.521	0.222	0.224	100
Ca I	5349.465	-0.24	2.709	0.049	0.222	100
Ca I	5581.965	-0.569	2.523	-0.035	0.183	99.7
Ca I	5588.749	0.313	2.526	-0.173	0.328	100
Ca I	5590.114	-0.596	2.521	-0.013	0.174	99.6
Ca I	5601.277	-0.552	2.526	0.048	0.198	99.9
Ca I	5857.451	0.257	2.933	-0.067	0.277	100
Ca I	6122.214	-0.38	1.886	0.056	0.311	100
Ca I	6162.17	-0.17	1.899	0.026	0.341	100
Ca I	6166.439	-1.156	2.521	0.217	0.09	100
Ca I	6169.563	-0.527	2.526	-0.066	0.191	99.7
Ca I	6439.075	0.394	2.526	-0.041	0.325	100
Ca I	6449.808	-0.5	2.521	-0.085	0.183	100
Ca I	6471.662	-0.653	2.526	0.028	0.149	100
Ca I	6493.781	0.019	2.521	-0.08	0.247	100
Ca I	6499.65	-0.719	2.523	0.149	0.136	100
Ca I	6717.681	-0.596	2.709	0.232	0.176	98.8
Ca I	7148.15	0.208	2.709	0.135	0.271	100
Ca II	8201.722	0.368	7.505	-0.068	0.21	100
Sc II	4420.67	-3.206	0.618	0.16	0.091	9.1
Sc II	4431.353	-3.131	0.605	0.136	0.15	6.9
Sc II	5031.025	-1.272	1.357	-0.023	0.358	40.9
Sc II	5239.813	-0.77	1.455	0.04	0.237	99.8
Sc II	5526.789	-1.121	1.768	-0.121	0.353	21.2
Sc II	5669.039	-1.597	1.5	0.02	0.179	36.2
Sc II	6245.648	-2.322	1.507	0.176	0.142	6.8
Sc II	6320.851	-2.364	1.5	0.23	0.033	9.8
Sc II	6604.601	-2.106	1.357	0.069	0.133	5.7
Ti I	4617.254	0.389	1.749	0.355	0.087	99.3
Ti I	4758.12	0.425	2.249	0.58	0.065	99.7
Ti I	4759.272	0.514	2.256	0.299	0.051	99.4
Ti I	4999.504	0.25	0.826	0.194	0.218	97.7
Ti I	5016.162	-0.574	0.848	0.449	0.072	100
Ti I	5173.742	-1.118	0	0.452	0.102	97.5

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
Ti I	5210.386	-0.884	0.048	0.511	0.112	98.3
Ti I	5514.537	-0.22	1.443	0.41	0.05	95.8
Ti II	4544.028	-2.5	1.243	0.284	0.217	98.7
Ti II	4568.314	-2.65	1.224	0.369	0.156	99.8
Ti II	4609.264	-3.43	1.18	0.45	0.071	99.6
Ti II	4655.773	-3.014	1.161	0.511	0.102	96.6
Ti II	4996.367	-2.915	1.582	0.373	0.061	100
Ti II	5013.677	-1.935	1.582	0.195	0.221	100
Ti II	5188.68	-1.21	1.582	0.189	0.49	100
Ti II	5418.751	-1.999	1.582	0.172	0.217	100
V II	4036.782	-1.54	1.476	0.174	0.196	99.9
V II	4183.44	-1.36	2.05	0.667	0.276	98.9
V II	4564.589	-1.232	2.268	0.447	0.198	99.8
Cr I	4540.488	-0.487	2.544	0.171	0.11	98
Cr I	4545.945	-1.37	0.941	0.125	0.142	99
Cr I	4591.389	-1.74	0.968	0.352	0.101	99.4
Cr I	4646.148	-1.02	1.03	0.11	0.264	100
Cr I	4651.282	-1.46	0.983	0.356	0.166	99.7
Cr I	4718.426	0.09	3.195	0.135	0.105	96.2
Cr I	5296.691	-1.4	0.983	0.269	0.131	99.9
Cr I	5348.312	-1.29	1.004	0.24	0.138	100
Cr I	5787.965	-0.083	3.322	0.34	0.059	99.4
Cr II	4554.988	-1.38	4.071	0.127	0.35	99.9
Cr II	4634.07	-0.98	4.072	-0.145	0.34	100
Cr II	4812.337	-1.8	3.864	0.007	0.191	99.3
Cr II	5246.768	-2.45	3.714	0.212	0.121	100
Cr II	5308.408	-1.81	4.071	0.089	0.152	99.6
Cr II	5310.687	-2.28	4.072	0.095	0.083	98.7
Cr II	5313.563	-1.65	4.074	-0.033	0.188	100
Cr II	5334.869	-1.562	4.072	0.053	0.195	99.7
Cr II	5508.606	-2.18	4.156	0.236	0.109	99.5
Cr II	5510.702	-2.452	3.827	0.034	0.082	92.4
Mn I	4502.21	-1.052	2.92	0.035	0.065	22.1
Mn I	4739.088	-1.518	2.941	0.102	0.057	12.8
Mn I	4754.043	-0.951	2.282	0.089	0.208	22.9
Mn I	4761.511	-0.928	2.953	0.152	0.111	20.2
Mn I	4783.424	-0.738	2.298	0.041	0.258	7.7
Mn I	5377.636	-1.711	3.844	0.3	0.05	2.9
Mn I	5399.497	-1.387	3.853	0.063	0.024	8.4
Mn I	6021.821	-0.673	3.075	0.039	0.089	25.1

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
Co I	4121.318	-1.489	0.923	-0.088	0.344	13.8
Co I	4813.467	0.05	3.216	0.056	0.04	77.4
Co I	5342.701	-0.181	4.021	0.057	0.027	0.2
Ni I	4686.207	-0.64	3.597	0.154	0.103	98.9
Ni I	4715.757	-0.34	3.543	0.02	0.151	99.3
Ni I	4732.456	-0.55	4.105	0.244	0.076	99.1
Ni I	4806.984	-0.64	3.679	0.075	0.101	94.9
Ni I	4935.831	-0.35	3.941	0.032	0.083	99.9
Ni I	4937.341	-0.39	3.606	0.09	0.144	90.9
Ni I	4953.2	-0.67	3.74	0.188	0.075	98.5
Ni I	4998.218	-0.78	3.606	0.178	0.085	97.6
Ni I	5010.934	-0.87	3.635	0.055	0.07	90.7
Ni I	5081.107	0.3	3.847	0.009	0.226	100
Ni I	5082.339	-0.54	3.658	0.095	0.1	98.9
Ni I	5084.089	0.03	3.679	0.008	0.193	100
Ni I	5099.927	-0.1	3.679	-0.013	0.167	99.9
Ni I	5102.958	-2.62	1.676	0.423	0.044	94.4
Ni I	5115.389	-0.11	3.834	-0.034	0.127	100
Ni I	5155.762	-0.09	3.898	-0.025	0.124	99.6
Ni I	5176.559	-0.44	3.898	0.21	0.099	99.9
Ni I	5694.977	-0.61	4.089	0.376	0.068	99.6
Ni I	5760.828	-0.8	4.105	-0.008	0.042	79.9
Ni I	5831.593	-1.079	4.167	0.345	0.029	95.7
Ni I	6086.276	-0.53	4.266	0.213	0.048	99.5
Ni I	6108.107	-2.45	1.676	0.241	0.047	97.2
Ni I	6111.066	-0.87	4.088	0.207	0.028	99.7
Ni I	6176.807	-0.27	4.088	0.172	0.083	99.9
Ni I	6378.247	-0.89	4.154	0.177	0.022	99.9
Ni I	6643.629	-2.3	1.676	0.247	0.072	100
Ni I	6767.768	-2.17	1.826	0.252	0.078	98.7
Ni I	6772.313	-0.98	3.658	0.213	0.041	99.8
Ni I	7122.191	-0.17	3.542	-0.032	0.136	96.1
Ni I	7422.277	-0.14	3.635	0.036	0.11	100
Cu I	5105.521	-2.708	1.389	0.268	0.081	4.1
Cu I	5153.239	-0.758	3.786	-0.046	0.096	3.1
Cu I	5218.198	-0.818	3.817	0.074	0.096	1.9
Zn I	4680.134	-0.815	4.006	0.146	0.106	96.7
Zn I	4722.153	-0.338	4.03	0.047	0.182	98.9
Zn I	4810.528	-0.137	4.078	0.044	0.232	99.5
Zn I	6362.338	0.15	5.796	0.202	0.04	97.5

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
Sr I	4607.327	0.302	0	0.601	0.101	86.9
Y II	4682.324	-1.51	0.409	0.788	0.224	98.2
Y II	4883.684	0.07	1.084	0.227	0.419	99.9
Y II	5087.416	-0.17	1.084	0.333	0.321	100
Y II	5119.112	-1.36	0.992	0.654	0.11	100
Y II	5200.406	-0.57	0.992	0.427	0.254	99
Y II	5402.774	-0.51	1.839	0.645	0.132	99.8
Y II	5509.895	-1.01	0.992	0.648	0.168	98.5
Y II	5544.611	-1.09	1.738	0.607	0.076	95.6
Y II	5546.009	-1.1	1.748	0.711	0.067	97.8
Y II	5662.925	0.16	1.944	0.684	0.271	98.3
Y II	5728.89	-1.12	1.839	0.859	0.049	99.6
Y II	6613.733	-1.11	1.748	0.815	0.071	94.7
Zr II	4050.32	-1.06	0.713	0.475	0.245	97.4
Zr II	4208.98	-0.51	0.713	0.336	0.354	99.9
Zr II	4370.948	-0.77	1.208	0.19	0.354	64.4
Zr II	5112.27	-0.85	1.665	0.49	0.108	88.5
Zr II	5350.089	-1.24	1.827	0.615	0.114	98.9
Ba II	4130.645	0.68	2.722	0.07	0.355	97.2
Ba II	4166	-0.42	2.722	0.261	0.052	99.6
Ba II	4934.076	-0.159	0	-0.052	0.573	100
Ba II	5853.668	-0.91	0.604	0.22	0.288	99.9
Ba II	6141.72	-1.547	0.704	-0.05	0.413	24.7
Ba II	6496.91	-0.427	0.604	0.098	0.388	98.8
La II	4086.711	-3.309	0	0.328	0.343	3
La II	4123.212	-0.653	0.321	0.445	0.322	7.7
La II	4322.508	-1.893	0.173	0.792	0.179	14.7
La II	4429.908	-1.306	0.235	0.811	0.223	24.5
La II	4748.726	-0.54	0.927	0.859	0.063	99.4
La II	4921.776	-0.45	0.244	0.975	0.152	96.1
La II	5114.528	-1.85	0.235	0.5	0.043	20.9
Ce II	4159.029	0.18	1.09	1.171	0.357	98.3
Ce II	4382.165	0.2	0.684	0.571	0.132	93.8
Ce II	4391.659	0.05	0.322	0.546	0.186	92.5
Ce II	4484.816	-0.33	1.123	0.769	0.062	93.8
Ce II	4486.909	-0.26	0.295	0.539	0.123	93.6
Ce II	4560.958	-0.17	0.684	0.828	0.084	99.9
Ce II	4562.358	0.23	0.478	0.415	0.151	99.5
Ce II	4628.161	0.2	0.517	0.474	0.131	97.6
Ce II	4694.872	-0.69	0.808	1.092	0.046	99.8

продолжение таблицы А						
1	2	3	4	5	6	7
Nd II	4061.079	0.55	0.471	0.383	0.22	98.4
Nd II	4109.447	0.35	0.321	0.414	0.419	73.2
Nd II	4232.374	-0.47	0.064	0.533	0.099	72.4
Nd II	4303.568	0.08	0	0.501	0.244	94.8
Nd II	4358.157	-0.16	0.321	0.605	0.209	78.4
Nd II	4462.979	0.04	0.559	0.626	0.088	99.7
Nd II	4706.543	-0.71	0	0.371	0.087	95.1
Nd II	4959.116	-0.8	0.064	0.653	0.044	99.7
Nd II	5130.586	0.45	1.304	0.41	0.052	98.8
Nd II	5293.163	0.1	0.823	0.639	0.068	95.2
Nd II	5319.811	-0.14	0.55	0.711	0.059	99.2
Nd II	5485.696	-0.12	1.264	0.896	0.02	98.8
Nd III	5294.11	-0.690	0.000	0.280	0.047	94.2
Sm II	4280.785	0.06	0.485	0.431	0.117	93.2
Sm II	4434.318	-0.07	0.378	0.725	0.111	98.9
Sm II	4467.341	0.15	0.659	0.571	0.078	98.6
Sm II	4537.941	-0.48	0.485	0.55	0.028	89.1
Sm II	4704.4	-0.86	0	0.89	0.058	97.8
Eu II	4129.735	-0.843	0	0.358	0.297	1.9
Dy II	4050.565	-0.63	0.59	1.155	0.192	93.4
Dy II	4073.121	-0.097	0.538	0.634	0.136	80.7

Таблица Б. Линии химических элементов в спектре HD47536

Идентификация	Длина волны (ангстремы)	lg gf	E_{low} (эВ)	$\Delta \log N$	Глубина	%
1	2	3	4	5	6	7
Li I	6707.761	-0.009	0	-1.683	0.02	55.4
C I	5380.337	-1.616	7.685	-0.225	0.04	78.8
O I	5577.339	-8.2	1.967	-0.311	0.045	60.5
O I	6363.776	-10.3	0.02	-0.115	0.074	91.6
O I	7774.166	0.223	9.146	-0.129	0.081	71.1
O I	7775.388	0.002	9.146	0.043	0.068	63.6
Na I	4497.657	-2.528	2.104	0.041	0.426	97.1
Na I	4982.813	-0.962	2.104	-0.251	0.462	99
Na I	5682.633	-0.706	2.102	-0.26	0.473	100
Na I	5688.205	-0.452	2.104	-0.475	0.515	99.3
Na I	6154.225	-1.547	2.102	-0.321	0.21	100
Na I	6160.747	-1.246	2.104	-0.282	0.301	100
Mg I	4730.029	-2.347	4.346	-0.056	0.456	100
Mg I	5711.088	-1.724	4.346	-0.035	0.496	100
Mg I	6318.717	-2.103	5.108	-0.152	0.218	99.1
Mg I	6319.237	-2.324	5.108	-0.22	0.17	99.5
Mg I	6965.41	-3.62	5.753	-0.294	0.141	88.1
Mg I	7387.689	-1	5.753	-0.171	0.202	12.3
Mg I	7691.553	-0.783	5.753	-0.201	0.238	84.4
Mg I	8213.041	-0.509	5.753	-0.155	0.343	99.7
Al I	5557.059	-2.371	3.143	-0.031	0.105	97.9
Al I	6696.018	-1.569	3.143	-0.209	0.224	99.8
Al I	6698.667	-1.87	3.143	-0.208	0.15	98.8
Al I	6784.256	-2.59	4.022	-0.028	0.074	76.2
Al I	7835.309	-0.689	4.022	-0.021	0.185	100
Al I	7836.134	-1.834	4.022	-0.245	0.175	98.5
Si I	4947.607	-1.82	5.082	-0.097	0.137	98.9
Si I	5645.611	-2.141	4.93	-0.32	0.165	98.3
Si I	5701.104	-2.05	4.93	-0.253	0.173	99.8
Si I	5753.622	-1.33	5.616	-0.262	0.174	96.5
Si I	5772.144	-1.75	5.082	-0.311	0.2	99.2
Si I	5793.071	-2.016	4.93	-0.256	0.18	98.1
Si I	5948.538	-1.231	5.082	-0.252	0.301	99.4
Si I	6142.483	-1.48	5.619	-0.316	0.099	99
Si I	6145.016	-1.37	5.616	-0.26	0.122	99.4
Si I	6155.135	-0.84	5.619	-0.355	0.2	99.9
Si I	6237.32	-1.13	5.614	-0.259	0.177	97.4
Si I	6244.466	-1.3	5.616	-0.249	0.146	99.1

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Si I	6721.848	-1.18	5.863	-0.304	0.105	97.8
Si I	7003.569	-0.754	5.964	-0.219	0.17	94.4
Si I	7005.88	-0.595	5.984	-0.495	0.174	88
Si I	7034.901	-0.88	5.871	-0.343	0.151	96.8
Si I	7289.175	-0.2	5.619	-0.259	0.263	98.9
Si I	7405.772	-0.62	5.614	-0.384	0.22	95.1
Si I	7423.496	-0.5	5.619	-0.307	0.238	100
Si I	7932.348	-0.47	5.964	-0.232	0.2	98.4
K I	7698.974	-0.17	0	-0.417	0.562	100
Ca I	4578.551	-0.17	2.521	-0.617	0.573	100
Ca I	5260.387	-1.72	2.521	-0.421	0.29	100
Ca I	5261.704	-0.591	2.521	-0.532	0.541	100
Ca I	5590.114	-0.596	2.521	-0.628	0.505	100
Ca I	5601.277	-0.552	2.526	-0.545	0.531	100
Ca I	6156.023	-2.497	2.521	-0.313	0.114	100
Ca I	6166.439	-1.156	2.521	-0.432	0.41	100
Ca I	6169.042	-0.804	2.523	-0.648	0.45	100
Ca I	6169.563	-0.527	2.526	-0.616	0.513	100
Ca I	6455.598	-1.557	2.523	-0.471	0.346	100
Ca I	6471.662	-0.653	2.526	-0.62	0.464	100
Ca I	6499.65	-0.719	2.523	-0.566	0.442	100
Sc I	4743.831	-2.302	1.448	-0.419	0.313	29.7
Sc I	4753.161	-2.473	0	-0.479	0.249	4.6
Sc I	5356.091	0.12	1.865	-0.227	0.081	99.5
Sc I	5484.626	0.08	1.851	-0.221	0.114	97
Sc I	5520.497	0.42	1.865	-0.565	0.136	96.1
Sc I	5671.822	-0.238	1.448	-0.227	0.334	36.7
Sc I	5717.307	-1.497	1.44	-0.206	0.087	7.1
Sc I	6210.659	-2.587	0	-0.531	0.325	31.2
Sc I	6305.662	-2.625	0.021	-0.42	0.424	33.3
Sc I	6378.808	-3.437	0	-0.654	0.078	15.5
Sc I	6413.328	-3.655	0.021	-0.576	0.103	8.8
Sc II	5239.813	-0.77	1.455	-0.162	0.436	100
Sc II	5526.789	-1.121	1.768	-0.557	0.435	55.1
Sc II	5640.997	-2.311	1.5	-0.385	0.321	26
Sc II	5667.149	-1.834	1.5	-0.344	0.28	31.8
Sc II	5669.039	-1.597	1.5	-0.394	0.307	73.6
Sc II	5684.206	-2.321	1.507	-0.383	0.326	25.4
Sc II	6245.635	-2.231	1.507	-0.253	0.296	27.1
Sc II	6279.747	-2.481	1.5	-0.121	0.284	24.8

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Sc II	6309.924	-2.047	1.497	-0.42	0.163	54.9
Sc II	6320.851	-2.364	1.5	-0.168	0.134	16.2
Sc II	6604.601	-2.106	1.357	-0.45	0.26	17
Ti I	4465.802	-0.163	1.739	-0.568	0.478	100
Ti I	4548.765	-0.354	0.826	-0.58	0.647	100
Ti I	4617.254	0.389	1.749	-0.626	0.549	100
Ti I	5024.842	-0.602	0.818	-0.573	0.619	100
Ti I	5219.7	-2.292	0.021	-0.48	0.555	100
Ti I	5282.38	-1.3	1.053	-0.589	0.368	100
Ti I	5295.78	-1.633	1.067	-0.396	0.375	100
Ti I	5689.488	-0.469	2.297	-0.252	0.256	100
Ti I	5866.452	-0.84	1.067	-0.395	0.531	100
Ti I	5918.539	-1.46	1.067	-0.431	0.35	100
Ti I	5937.811	-1.89	1.067	-0.309	0.303	100
Ti I	5965.828	-0.409	1.879	-0.394	0.363	100
Ti I	5978.543	-0.496	1.873	-0.351	0.356	100
Ti I	6091.174	-0.423	2.267	-0.22	0.276	100
Ti I	6126.217	-1.425	1.067	-0.439	0.416	100
Ti I	6312.238	-1.552	1.46	-0.279	0.27	100
Ti I	6743.124	-1.63	0.9	-0.535	0.364	100
Ti I	7209.436	-0.5	1.46	-0.478	0.476	100
Ti II	4464.45	-2.08	1.161	-0.519	0.572	100
Ti II	4493.513	-2.73	1.08	-0.405	0.429	99.6
Ti II	4568.314	-2.65	1.224	-0.116	0.387	100
Ti II	4589.958	-1.79	1.237	-0.465	0.55	100
Ti II	5418.751	-1.999	1.582	-0.333	0.362	100
V I	4586.374	-0.79	0.04	-0.036	0.692	99.9
V I	5627.634	-1.744	1.081	-0.385	0.433	92.9
V I	5668.362	-3.615	1.081	-0.353	0.262	75
V I	5670.854	-1.315	1.081	-0.156	0.442	93.7
V I	5698.52	-0.111	1.064	-0.151	0.538	96.2
V I	5703.575	-0.779	1.051	-0.428	0.444	26
V II	5819.935	-2	2.522	-0.304	0.038	80.4
V II	5928.862	-1.598	2.522	-0.19	0.061	96.2
Cr I	4591.389	-1.74	0.968	-0.597	0.642	100
Cr I	4652.152	-1.03	1.004	-0.602	0.69	100
Cr I	4756.137	0.09	3.104	-0.741	0.436	100
Cr I	4942.49	-2.294	0.941	-0.476	0.613	100
Cr I	5296.691	-1.4	0.983	-0.781	0.63	100
Cr I	5312.871	-0.562	3.449	-0.591	0.16	100

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Cr I	5348.312	-1.29	1.004	-0.786	0.636	100
Cr I	5628.621	-0.772	3.422	-0.589	0.119	99.5
Cr I	5712.75	-1.297	3.011	-0.485	0.173	100
Cr I	5787.965	-0.083	3.322	-0.643	0.284	100
Cr I	7355.935	-0.285	2.889	-0.546	0.365	100
Cr I	7400.226	-0.111	2.9	-0.56	0.38	100
Cr I	7462.364	-0.04	2.914	-0.26	0.43	100
Cr II	4588.199	-0.826	4.071	-0.594	0.363	99.8
Cr II	5305.853	-2.08	3.827	-0.501	0.107	97.9
Cr II	5313.563	-1.65	4.074	-0.544	0.138	100
Cr II	5334.869	-1.562	4.072	-0.412	0.167	87.4
Cr II	5502.067	-1.99	4.168	-0.274	0.105	97.1
Mn I	4739.088	-1.518	2.941	-0.752	0.418	57.2
Mn I	4754.043	-0.951	2.282	-0.447	0.694	95.7
Mn I	4761.511	-0.928	2.953	-0.724	0.473	83.4
Mn I	5004.891	-2.337	2.92	-0.68	0.187	0.8
Mn I	5377.636	-1.711	3.844	-0.704	0.25	7.3
Mn I	5399.497	-1.387	3.853	-0.719	0.203	18.7
Mn I	5407.42	-3.162	2.143	-0.396	0.57	32.5
Mn I	5420.351	-2.771	2.143	-0.607	0.625	54.2
Mn I	5432.541	-4.992	0	-0.725	0.652	77.3
Mn I	5457.456	-3.923	2.164	-0.709	0.181	12.5
Mn I	5470.632	-2.899	2.164	-0.557	0.55	48.4
Mn I	6013.518	-1.251	3.072	-0.443	0.468	72.2
Co I	4727.936	-4.351	0.432	-0.244	0.577	68.9
Co I	4781.41	-3.314	1.883	-0.571	0.317	26.9
Co I	4792.846	-0.067	3.252	-0.425	0.342	99.9
Co I	4813.467	0.05	3.216	-0.261	0.399	99.8
Co I	5352.045	0.06	3.576	-0.227	0.242	99.5
Co I	5359.192	0.34	4.149	-0.464	0.092	100
Co I	5369.59	-2.433	1.74	-0.478	0.467	27
Co I	5378.247	-0.425	4.025	-0.313	0.051	98.6
Co I	5483.949	-1.374	3.632	-0.232	0.121	1.4
Co I	5523.302	-2.03	2.328	-0.068	0.208	12.2
Co I	5530.771	-2.995	1.71	-0.064	0.355	6.7
Co I	5647.235	-2.343	2.28	-0.356	0.264	7.6
Co I	5915.551	-3.087	2.137	-0.407	0.198	18
Co I	5991.864	-2.983	2.08	-0.366	0.318	31.6
Co I	6005.029	-4.103	1.71	-0.13	0.061	23.1
Co I	6105.521	-4.26	2.042	-0.146	0.046	18.4

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Co I	6116.998	-2.974	1.785	-0.366	0.197	56.4
Co I	6188.992	-3.614	1.71	-0.051	0.27	23.1
Co I	6632.43	-3.066	2.28	-0.234	0.221	22.3
Co I	6814.942	-2.922	1.956	-0.37	0.308	26
Co I	7052.871	-2.223	1.956	-0.253	0.354	16.7
Co I	7084.982	-2.26	1.883	-0.505	0.437	49.6
Co I	7417.368	-2.853	2.042	-0.076	0.181	5.7
Co I	7712.686	-3.628	2.542	-0.367	0.189	24.4
Co I	7838.134	-0.3	3.971	-0.087	0.083	100
Ni I	4648.646	-0.16	3.42	-0.73	0.52	100
Ni I	4686.207	-0.64	3.597	-0.553	0.414	100
Ni I	4935.831	-0.35	3.941	-0.592	0.347	100
Ni I	4937.341	-0.39	3.606	-0.454	0.444	99.9
Ni I	4998.218	-0.78	3.606	-0.661	0.338	100
Ni I	5424.642	-2.77	1.951	-0.584	0.4	100
Ni I	5435.855	-2.59	1.986	-0.543	0.417	99.9
Ni I	5578.711	-2.64	1.676	-0.486	0.442	100
Ni I	5805.213	-0.64	4.167	-0.567	0.185	100
Ni I	5846.986	-3.21	1.676	-0.401	0.306	100
Ni I	6007.306	-3.33	1.676	-0.597	0.279	100
Ni I	6086.276	-0.53	4.266	-0.598	0.173	100
Ni I	6108.107	-2.45	1.676	-0.523	0.449	100
Ni I	6128.963	-3.33	1.676	-0.446	0.323	100
Ni I	6130.13	-0.96	4.266	-0.471	0.115	100
Ni I	6176.807	-0.27	4.088	-0.528	0.275	100
Ni I	6327.593	-3.15	1.676	-0.363	0.373	100
Ni I	6532.871	-3.39	1.935	-0.43	0.22	100
Ni I	6586.308	-2.81	1.951	-0.469	0.323	100
Ni I	6772.313	-0.98	3.658	-0.564	0.225	100
Ni I	6914.559	-2.27	1.951	-0.447	0.422	100
Ni I	7555.598	-0.046	3.847	-0.73	0.295	100
Ni I	7574.043	-0.533	3.833	-0.742	0.212	100
Ni I	7714.314	-2.2	1.935	-0.442	0.454	100
Ni I	7727.613	-0.17	3.679	-0.417	0.336	100
Ni I	7788.936	-2.42	1.951	-0.297	0.434	100
Ni I	7797.586	-0.262	3.898	-0.614	0.258	100
Cu I	5105.528	-3.093	1.389	-0.644	0.669	79.8
Cu I	5153.239	-0.758	3.786	-0.424	0.478	13.3
Cu I	5218.198	-0.818	3.817	-0.605	0.304	7.2
Cu I	7933.143	-1.844	3.786	-0.598	0.208	10.4

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Zn I	4722.153	-0.338	4.03	-0.366	0.394	99.7
Zn I	4810.528	-0.137	4.078	-0.424	0.407	99.9
Zn I	6362.338	0.15	5.796	-0.122	0.095	90.4
Rb I	7800.268	0.144	0	-0.236	0.119	100
Rb I	7947.603	-0.164	0	-0.089	0.11	95.4
Sr I	4607.327	0.302	0	-0.787	0.515	100
Sr I	4962.259	0.25	1.847	-0.28	0.161	77.9
Sr I	5256.893	0.39	2.271	-0.165	0.132	56.8
Sr I	5504.177	0.19	2.259	-0.204	0.102	58.9
Sr I	6408.459	0.5	2.271	-0.467	0.07	32
Y I	5630.13	0.15	1.356	-0.465	0.045	72.7
Y I	6023.407	-2.02	0	-0.45	0.025	75.3
Y I	6222.578	-1.7	0	-0.553	0.038	95.8
Y I	6435.004	-0.82	0.066	-0.477	0.107	99.9
Y II	4883.684	0.07	1.084	-0.667	0.457	100
Y II	5087.416	-0.17	1.084	-0.584	0.417	100
Y II	5119.112	-1.36	0.992	-0.327	0.304	97.9
Y II	5200.406	-0.57	0.992	-0.695	0.423	99.1
Y II	5289.815	-1.85	1.033	-0.394	0.091	98
Y II	5402.774	-0.51	1.839	-0.436	0.145	98.7
Y II	5509.895	-1.01	0.992	-0.343	0.317	100
Y II	5544.611	-1.09	1.738	-0.49	0.097	97.1
Y II	5728.89	-1.12	1.839	-0.311	0.053	97.5
Y II	6795.414	-1.19	1.738	-0.287	0.048	99.5
Zr I	4739.48	0.23	0.651	-0.508	0.316	99.5
Zr I	4772.323	0.04	0.623	-0.553	0.297	98.3
Zr I	4805.889	-0.42	0.687	-0.167	0.159	98.3
Zr I	4828.041	-0.64	0.623	-0.327	0.187	99.9
Zr I	5955.366	-2.33	0	-0.224	0.047	100
Zr I	6127.457	-1.063	0.154	-0.488	0.199	100
Zr I	6134.548	-1.276	0	-0.581	0.146	99.4
Zr I	6143.202	-1.102	0.071	-0.563	0.163	99.8
Zr I	7097.774	-0.57	0.687	-0.422	0.135	98.7
Zr I	7102.954	-0.84	0.651	-0.52	0.119	92.9
Zr II	4613.946	-1.54	0.972	-0.224	0.271	96.7
Zr II	4816.5	-2	1.011	-0.227	0.17	85.2
Zr II	5112.27	-0.85	1.665	-0.379	0.204	91.4
Zr II	5311.784	-1.5	1.756	-0.26	0.05	92
Nb I	5344.158	-0.73	0.348	-0.402	0.05	89.3
Mo I	5570.444	-0.337	1.335	-0.135	0.16	99.4

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Mo I	6030.644	-0.523	1.531	-0.009	0.087	98.5
Ru I	4584.443	-0.42	1.002	-0.067	0.168	99.8
Ru I	4844.563	-0.81	1.123	0.009	0.144	81.2
Ru I	5309.265	-1.18	0.928	-0.169	0.047	98
Ba I	595.323	0.15	1.12	-0.256	0.029	89.6
Ba I	59.938	0.68	1.19	-0.25	0.105	65.2
Ba II	934.076	-0.159	0	-0.185	0.793	100
La II	4662.492	-2.256	0	-0.386	0.291	28.2
La II	4748.726	-0.54	0.927	-0.25	0.148	96.9
La II	4804.045	-2.29	0.235	-0.201	0.194	29.1
La II	5290.818	-1.65	0	-0.437	0.142	92.1
La II	5303.532	-2.701	0.321	-0.095	0.127	21.6
La II	5808.313	-2.2	0	-0.222	0.059	100
La II	5936.21	-2.06	0.173	-0.018	0.028	97.5
La II	6262.272	-2.551	0.403	-0.295	0.115	19.4
La II	6390.48	-2.43	0.321	-0.222	0.104	0.7
La II	6526.984	-1.74	0.235	0.023	0.141	100
La II	6774.268	-1.82	0.126	-0.314	0.077	95.7
Ce II	4418.779	0.28	0.864	-0.438	0.39	99.8
Ce II	4486.909	-0.26	0.295	-0.55	0.343	98.8
Ce II	4539.068	-0.31	1.366	-0.549	0.148	98.5
Ce II	4562.358	0.23	0.478	-0.773	0.332	99.9
Ce II	5252.661	-0.64	1.155	-0.429	0.045	94.4
Ce II	5274.229	0.15	1.044	-0.599	0.139	99.5
Ce II	5330.556	-0.46	0.869	-0.41	0.126	98.8
Ce II	5472.278	-0.1	1.247	-0.432	0.06	95.8
Pr II	4510.152	-0.03	0.422	-0.199	0.226	99.4
Pr II	4612.08	-1.111	0	-0.227	0.121	93.4
Pr II	5312.298	-0.988	0.63	-0.19	0.028	82.9
Pr II	5322.772	-0.315	0.483	0.011	0.146	98.4
Pr II	5509.147	-1.168	0.483	-0.15	0.049	61.9
Pr II	5967.837	-0.302	1.196	-0.156	0.041	74.2
Pr II	6165.891	-0.205	0.923	0.017	0.059	99
Nd II	4462.979	0.04	0.559	0.075	0.495	100
Nd II	4516.346	-0.77	0.321	0.092	0.367	98.6
Nd II	4567.605	-1.31	0.205	0.117	0.153	98.8
Nd II	4811.342	-1.14	0.064	-0.13	0.346	100
Nd II	4902.032	-1.34	0.064	-0.11	0.242	99.4
Nd II	4914.382	-0.7	0.38	-0.086	0.25	99.8
Nd II	4961.387	-0.71	0.631	-0.014	0.179	99.8

продолжение таблицы Б						
1	2	3	4	5	6	7
Nd II	5276.869	-0.44	0.859	0.103	0.109	99
Nd II	5293.163	0.1	0.823	-0.14	0.276	100
Nd II	5356.967	-0.28	1.264	0.069	0.07	99.9
Nd II	5431.516	-0.47	1.121	0.033	0.098	99.9
Nd II	5485.696	-0.12	1.264	0.114	0.117	99.3
Nd II	5825.857	-0.66	1.081	-0.068	0.078	100
Nd II	6549.525	-2.54	0.064	-0.014	0.03	99.6
Nd II	6740.078	-2.1	0.064	0.03	0.105	99.9
Sm II	4499.475	-0.87	0.248	0.1	0.256	100
Sm II	4537.941	-0.48	0.485	-0.028	0.276	99.7
Sm II	4577.688	-0.65	0.248	0.132	0.329	97.4
Sm II	4615.683	-0.84	0.188	-0.001	0.354	98.9
Sm II	4642.228	-0.46	0.378	-0.12	0.265	99.4
Sm II	4669.641	-0.53	0.277	-0.104	0.339	99.7
Sm II	4719.841	-1.24	0.04	0.058	0.233	99.5
Sm II	4948.631	-0.95	0.544	0.01	0.158	98.9
Eu II	6645.063	-0.791	1.38	0.019	0.118	0.1
Gd II	4316.047	-0.45	0.662	0.122	0.331	99.1
Gd II	4419.029	-0.7	0.492	0.243	0.39	96.8
Gd II	4498.286	-1.08	0.427	0.114	0.251	84.8
Gd II	4506.337	-1.03	0.499	0.312	0.243	93.6
Gd II	4521.293	-1.49	0.556	-0.025	0.126	55.4
Gd II	5092.249	-0.23	1.727	0.493	0.243	66.3
Dy II	4449.7	-1.029	0	-0.032	0.463	99.2
Er II	4759.653	-1.904	0	-0.117	1	50.2
Er II	4951.743	-0.331	1.615	-0.038	0.057	65.6
W I	4659.853	-1.9	0	-0.363	0.091	83.3
W I	5053.28	-1.58	0.207	-0.074	0.179	92.2
Th II	5989.045	-1.414	0.189	-0.012	0.049	74.7