

МОСКОВСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ

имени М.В. ЛОМОНОСОВА

ФИЗИЧЕСКИЙ ФАКУЛЬТЕТ

На правах рукописи

Ситнова Татьяна Михайловна

**Разработка не-ЛТР методов определения  
фундаментальных параметров и химического состава  
атмосфер звёзд спектральных классов от В до К**

01.03.02 – Астрофизика и звёздная астрономия

ДИССЕРТАЦИЯ

на соискание ученой степени

кандидата физико-математических наук

Научный руководитель

д. ф.-м. н.

Мапонкина Людмила Ивановна

Научный руководитель

академик РАН

Черепашук Анатолий Михайлович

Москва – 2016

# Оглавление

Введение . . . . .	4
<b>Глава 1. Спектроскопический анализ звёздных атмосфер . . . . .</b>	<b>17</b>
1.1. Расчёт теоретического спектра . . . . .	17
1.2. Методы определения параметров атмосфер . . . . .	19
<b>Глава 2. Определение параметров атмосфер FG-карликов на основе не- ЛТР анализа линий Fe I, Fe II . . . . .</b>	<b>22</b>
2.1. Выборка звёзд и наблюдения . . . . .	22
2.2. Выбор линий Fe I и Fe II и их анализ в Солнечном спектре . . . . .	24
2.3. Тестирование спектроскопического метода . . . . .	27
2.4. Эффективная температура . . . . .	29
2.5. Ускорение силы тяжести, металличность, микротурбулентная скорость . . . . .	30
2.6. Проверка полученных параметров с помощью эволюционных треков . . . . .	32
2.7. Итоговые параметры атмосфер . . . . .	33
2.8. Ошибки полученных параметров атмосфер . . . . .	36
2.9. Сравнение полученных параметров атмосфер с результатами других авторов . . . . .	39
2.10. Выводы . . . . .	43
<b>Глава 3. Разработка и тестирование не-ЛТР методов анализа линий титана и кислорода . . . . .</b>	<b>45</b>
3.1. Титан . . . . .	45
3.1.1. Модель атома Ti I-II . . . . .	46
3.1.2. Статистическое равновесие Ti I-II . . . . .	52
3.1.3. Наблюдения и параметры звёздных атмосфер . . . . .	54
3.1.4. Анализ линий Ti I и Ti II у горячих звезд. . . . .	55
3.1.5. Анализ линий Ti I и Ti II у звёзд поздних спектральных классов. . . . .	58
3.1.6. Сравнение с результатами других авторов . . . . .	61
3.1.7. Возможные причины расхождения содержания по линиям Ti I и Ti II у TO-звёзд с низкой металличностью. . . . .	64
3.1.8. Выводы . . . . .	65

3.2.	Кислород . . . . .	67
3.2.1.	Модель атома кислорода и статистическое равновесие . . . . .	70
3.2.2.	Содержание кислорода у горячих звезд. . . . .	72
3.2.3.	Содержание кислорода на Солнце. . . . .	74
3.2.4.	Не-ЛТР поправки для моделей атмосфер с разными параметрами. . . . .	79
3.2.5.	Выводы . . . . .	81
<b>Глава 4. Получение наблюдательных ограничений на модели химической эволюции Галактики . . . . .</b>		<b>84</b>
4.1.	Детальный анализ содержания элементов от Sr до Pb у звезды гало HD 29907 . . . . .	84
4.1.1.	Наблюдения и параметры атмосферы звезды . . . . .	88
4.1.2.	Определение содержания химических элементов . . . . .	89
4.1.3.	Результаты . . . . .	92
4.1.4.	Сравнение с результатами других авторов . . . . .	97
4.1.5.	Выводы . . . . .	107
4.2.	Эволюция содержания титана и кислорода по наблюдениям FGK карликов в широком диапазоне металличности. . . . .	109
4.2.1.	Содержание титана и кислорода у звёзд выборки . . . . .	114
4.2.2.	Влияние не-ЛТР эффектов на определение содержания кислорода и титана . . . . .	115
4.2.3.	Влияние изотопических компонент на определение содержания титана. . . . .	117
4.2.4.	Галактические тренды [O/Fe] и [Ti/Fe] . . . . .	117
4.2.5.	Сравнение с результатами других авторов . . . . .	118
4.2.6.	Выводы . . . . .	121
<b>Заключение . . . . .</b>		<b>123</b>
<b>Список литературы . . . . .</b>		<b>127</b>
<b>Приложение А. Таблицы . . . . .</b>		<b>149</b>

# Введение

## Актуальность работы

За последние десятилетия достигнут значительный прогресс в точности определения физических параметров и химического состава звезд благодаря запуску новых телескопов, оснащённых спектрографами высокого разрешения, а также усовершенствованию методов расчета теоретического спектра. Изучение содержания элементов у звезд поздних спектральных классов с разным содержанием металлов помогает понять, как происходила химическая эволюция Галактики. Изучение звезд с  $[\text{Fe}/\text{H}]^1 > -1$  показывает, соотношения каких химических элементов могут быть использованы для исследования химико-динамической эволюции Галактического диска [1, 2], а также для разделения звезд толстого и тонкого диска [3–11]. Исследование звезд с большим дефицитом металлов ( $[\text{Fe}/\text{H}] < -2$ ) помогает понять процессы, ответственные за начальное обогащение среды металлами [12–15]. Элементные соотношения у звезд с разной металличностью – это главные наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики [16–18]. Лучшее для сравнения модельных предсказаний с наблюдениями подходит выборка звезд в широком диапазоне металличности, у которой содержание ключевых химических элементов определено общими и как можно более точными методами. Действующие спектральные обзоры получают огромное количество наблюдений, улучшая статистику определения параметров и содержания элементов. В проекте Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) [19], получено  $10^5$  спектров красных гигантов в инфракрасной (ИК) области с разрешением  $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 22\,500$ . Спектральный обзор Gaia-ESO [20–22] нацелен на получение спектров высокого качества в оптическом диапазоне для  $10^5$  звезд с помощью спектрографа FLAMES на VLT. Спектры для  $10^6$  звезд планируют получить в результате запуска проекта HERMES (GALAH) [23]. С целью дополнения данных со спутника Gaia<sup>2</sup> о лучевых скоростях и расстояниях планируется получить спектры с  $R = 20\,000$  для  $2.5 \cdot 10^7$  звезд в проекте 4MOST (4-metre Multi-Object Spectroscopic Telescope, [24]) и WEAVE [25]. Обработка спектральных наблюдений, определение параметров атмосфер и химического состава для такого большого количества объектов может быть проведена только автоматическими методами, например, с помощью программ SME [26], iSpec [27],

---

<sup>1</sup> Здесь и далее используется стандартное обозначение  $[\text{X}/\text{H}] = \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{*} - \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{\odot}$ , где  $N_{\text{X}}$  и  $N_{\text{H}}$  - концентрации частиц элемента X и H, соответственно.

<sup>2</sup> <http://sci.esa.int/gaia/>

Kea [28].

Для тестирования автоматических методов необходимо иметь выборку звёзд в широком диапазоне металличности с хорошо известными параметрами атмосфер и химическим составом. В настоящее время существует огромное количество работ, в которых для выборок звёзд Галактики определены параметры атмосфер и химический состав на основе спектров высокого разрешения. Согласно данным обновлённой версии каталога PASTEL [29], составленного по данным, опубликованным к февралю 2016 года, существует 64082 определения параметров атмосфер для 31401 звезды, опубликованные в 1142 работах! То есть, каждый год, в среднем, выходит тридцать работ по определению параметров атмосфер. Здесь мы обращаем внимание на некоторые из них.

Для тестирования автоматических методов определения параметров в рамках проекта Gaia Хайтер и др. [30] отобрали 34 звезды-стандарта спектрального класса F-M с  $-2.64 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.35$  и определили параметры их атмосфер. В этой выборке 5 звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ , и 3 из них (HD 103095, HD 140283 и  $\psi$  Phe) не рекомендованы для тестирования методов определения параметров из-за расхождения между эффективной температурой, полученной спектроскопическим и фотометрическим методом. С целью дополнить выборку звёзд-стандартов Хокинс и др. [31] определили параметры атмосфер ещё для 5 звёзд с  $-1.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$  теми же методами, что и в работе Хайтер и др. [30]. Эффективные температуры получены методом ИК потока, ускорение силы тяжести – с помощью эволюционных треков,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  – по линиям Fe I и Fe II с учётом отклонений от локального термодинамического равновесия (ЛТР), согласно Линд и др. [32].

Для изучения химической эволюции Галактики Фурманном [4] составлена хорошая выборка FG звёзд-карликов с  $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.4$ , определены параметры атмосфер и содержание ключевых химических элементов. Эффективная температура получена по крыльям бальмеровских линий, ускорение силы тяжести по крыльям линии Mg Ib, металличность – по линиям Fe II. При определении  $T_{\text{eff}}$  профили водородных линий рассчитывались согласно теории уширения из работ [33, 34], которая позднее была ревизована Барклемом и др. [35], что привело к понижению эффективных температур на 100 K. Параметры атмосфер определены в ЛТР, что допустимо для выбранного им метода и выборки звёзд.

Для массового определения параметров автоматическими методами спектроскопический метод, основанный на анализе ширины крыльев сильных линий не подойдёт, поскольку требует хорошей нормировки непрерывного спектра. Для таких целей подходит анализ

линий двух стадий ионизации, например, Fe I и Fe II. Качественное повышение точности метода определения параметров атмосфер по линиям Fe I и Fe II, особенно у звёзд с дефицитом металлов, стало возможным начиная с 2011 года, когда были разработаны не-ЛТР методы анализа линий железа на основе моделей атома Fe I, учитывающих уровни высокого возбуждения [36], [37]. Бенсби и др. [11] определили параметры для 714 карликов по линиям Fe I и Fe II с учётом отклонений от ЛТР, путём прибавления не-ЛТР поправок к содержанию из [32]. Они получили лишь небольшой сдвиг в параметрах между не-ЛТР и ЛТР, например, в среднем,  $\log g$  в не-ЛТР выше всего на  $0.012 \pm 0.059$ , чем в ЛТР. Для ближайших звезд с точными параллаксами, с  $\log g > 4.2$  и  $T_{\text{eff}} < 5650$  К Бенсби и др. [11] получили, что ионизационное равновесие не выполняется при  $\log g$ , вычисленному по параллаксу. Из этого Бенсби и др. [11] сделали вывод о том, что классические одномерные модели атмосфер имеют ограничения и неприменимы для звезд с  $\log g > 4.2$  и  $T_{\text{eff}} < 5650$  К. В работе Бенсби и др. [11] разница между ЛТР и не-ЛТР невелика, поскольку большинство звезд выборки имеет металличность  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.2$ , где не-ЛТР поправки для линий Fe I не превышают нескольких сотых, как получено в работах [36] и [32]. Отклонения от ЛТР растут с понижением  $[\text{Fe}/\text{H}]$  [38]. Для выборки звёзд из обзора RAVE Рухти и др. [39] определили параметры по линиям Fe I и Fe II также с использованием не-ЛТР поправок из работы [32]. Для одной и той же эффективной температуры они получили разницу в ускорении силы тяжести до 0.3 dex между ЛТР и не-ЛТР для звезд с  $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$ . В литературе нет общего мнения насчет надёжности определения температуры по линиям Fe I с разной энергией возбуждения. Например, для выборки холодных гигантов с большим дефицитом металлов Керель и др. [13] получили согласие между фотометрическими температурами и теми, что получены по линиям Fe I при ЛТР. Из аналогичного сравнения Фребель и др. [40] получили по линиям Fe I на сто с лишним градусов более низкую температуру по сравнению с фотометрической.

Из методов, доступных для определения параметров атмосфер не слишком больших выборок звёзд в широком диапазоне металличности, наиболее надёжными сейчас считаются метод ИК потока для  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$ , вычисленный с использованием тригонометрического параллакса, или же полученный из ионизационного равновесия Fe I/Fe II в не-ЛТР, если ошибка параллакса ведёт к ошибке в  $\log g$ , больше 0.1 dex. Мы отмечаем, что в литературе к 2015 году не было работы, в которой для выборки звёзд в широком диапазоне металличности  $T_{\text{eff}}$  была бы определена методом ИК потоков, а  $\log g$  вычислен по параллаксам

и проверен по линиям Fe I и Fe II в не-ЛТР.

Для получения точных элементных отношений для проверки моделей химической эволюции Галактики необходимы не только спектры высокого качества и точные параметры атмосфер, но и надёжные методы определения содержания элементов. Работ по определению содержания элементов существует ещё больше, чем по определению параметров атмосфер. Поскольку в этой работе мы определяем содержание кислорода и титана, то здесь мы упоминаем некоторые из работ, где определяли содержание этих элементов.

Качественно и количественно процесс обогащения Галактики кислородом достаточно понятен, и, в общем, модели химической эволюции Галактики описывают наблюдательные данные для  $[O/Fe]$ . В настоящее время пытаются установить более тонкие детали в поведении  $[O/Fe]$ , например, понять, каков реальный разброс в  $[O/Fe]$  у звёзд с близкой металличностью, из чего можно сделать вывод о перемешивании вещества в Галактике. Такую попытку предприняли Бертран и др. [41] определив содержание кислорода по линиям OH в инфракрасной области спектра у красных гигантов с металличностью  $-0.65 < [Fe/H] < 0.25$ . Рамирез и др. [42] определили содержание кислорода с учетом отклонений от ЛТР по линиям O I 7771-5 Å у выборки сотен FGK карликов с  $-1.2 < [Fe/H] < 0.4$ . Бенсби и др. [11] провели детальный анализ 13 элементов от кислорода до бария у сотен близких звёзд-карликов с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.4$ . Содержание кислорода получено по O I 7771-5 Å линиям в не-ЛТР. В обеих работах особое внимание уделяется особенностям химического состава звёзд различных подсистем Галактики (тонкий и толстый диск, гало, поток Геркулеса и Арктика). Амарши и др. [43] собрали данные из литературы по определению содержания кислорода за 2000-2015 гг. у звёзд-карликов с  $-3.3 < [Fe/H] < 0.5$ , переопределили эффективную температуру методом инфракрасного потока, и скорректировали полученное содержание с помощью поправок, полученных с учётом гидродинамических и не-ЛТР эффектов. Амарши и др. [43] получили линейный рост  $[O/Fe]$  от  $-0.3$  до  $0.6$  с понижением  $[Fe/H]$  от  $0.5$  до  $-0.7$ , затем постоянное  $[O/Fe]$  до  $[Fe/H] \simeq -2.5$ , а потом  $[O/Fe] \simeq 0.8$ .

Несмотря на то, что титан относится к элементам железного пика, из наблюдений известно, что отношение  $[Ti/Fe]$  ведёт себя подобно  $\alpha$ -элементам. То есть, у звёзд с металличностью  $[Fe/H] < -1$ , сформировавшихся в эпоху, когда обогащение межзвёздного газа металлами осуществлялось массивными звёздами, существует избыток титана относительно железа. О его существовании известно ещё со времён работы Валлерштейна (1962) [44],

где из анализа спектрограмм в жёлтом диапазоне он обнаружил избытки Mg, Ca, Si, Ti относительно Fe для 35 звезд-карликов с  $[\text{Fe}/\text{H}]$  до  $-2$ . Позднее, на больших выборках звезд и с использованием спектров более высокого качества этот результат был подтверждён, и получено количественное значение  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ . Магейн [45] получил  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.40 \pm 0.09$  из анализа линий Ti I у карликов с  $-3.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ . Граттон и Снеден [46] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.28 \pm 0.10$  по карликам и гигантам с  $-2.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.1$ , в этой работе авторы использовали линии основной стадии ионизации титана (Ti II) для определения содержания, чтобы минимизировать влияние не-ЛТР эффектов. Эдвардссон и др. [47] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.15$  из ЛТР анализа линий Ti I у карликов с  $-1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ . Причём, они нашли избытки  $[\alpha/\text{Fe}]$  уже у звезд с металличностью  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ , что не согласуется с результатами других авторов. В диапазоне  $-3.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  Бонифацио и др. [48] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.45$  для звезд, сходящих с главной последовательности, и на  $0.20 \text{ dex}$  более низкое отношение для гигантов, сделав вывод о том, что содержание титана у гигантов надёжнее из-за меньшего влияния гидродинамических эффектов на формирование спектральных линий. Бенсби и др. [11] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.26$  для звезд-карликов с  $-2.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$ . С учётом не-ЛТР ещё никто не определял содержание титана у выборки звезд в широком диапазоне металличности.

Несмотря на большое количество работ по определению содержания элементов, у которых внутренняя точность методов ведёт к ошибке в содержании меньше  $0.1 \text{ dex}$  для индивидуальных звезд, отличия элементных отношений по результатам разных авторов иногда превышают  $0.20 \text{ dex}$ , а внутри одной работы тоже есть значительных разброс. Например, для звезд с близкой металличностью  $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.7$  Бенсби и др. [11] получили, что  $[\text{O}/\text{Fe}]$  принимает значения от  $0.4$  до  $0.8 \text{ dex}$ . В их работе отношение  $[\text{O}/\text{Fe}]$  получено с использованием эмпирических не-ЛТР поправок к содержанию кислорода, вычисленных согласно Бенсби и др. [49]. Нам бы хотелось выяснить, связан ли такой разброс в элементных отношениях с ошибками в параметрах, методе определения содержания, или же, действительно, звезды с близким содержанием железа отличаются содержанием других элементов.

В этой работе мы предлагаем метод определения параметров атмосфер FG-карликов на основе не-ЛТР анализа линий Fe I и Fe II с применением фотометрических данных, тригонометрических параллаксов, эволюционных треков. Метод протестирован на 20 звездах с  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ , и определены параметры атмосфер ещё для 31 звезды в таком же



диапазоне металличности. Мы также представляем методы не-ЛТР анализа линий O I, Ti I, Ti II, основанные на самых последних и наиболее полных атомных данных. Методы протестированы на звёздах в широком диапазоне параметров от поздних В до К, и определены элементные отношения [O/Fe], [Ti/Fe] для выборки FG-карликов.

### **Цель диссертационной работы**

Целью работы является получение наблюдательных ограничений на модели химической эволюции Галактики. Для достижения поставленной цели решается несколько задач:

- разработка метода определения параметров атмосфер FG-карликов;
- определение параметров атмосфер выборки звёзд;
- разработка методов моделирования формирования линий кислорода и титана в неравновесных условиях звёздных атмосфер;
- определение содержания кислорода и титана у выборки звёзд в широком диапазоне металличности;

### **Научная новизна**

Следующие основные результаты получены впервые:

- Для выборки звезд в диапазоне металличности  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  определены параметры атмосфер на основе не-ЛТР анализа линий Fe I и Fe II. Показано, что при использовании параметров атмосферы, полученных независимыми от спектроскопического методами (метод инфракрасного потока для  $T_{\text{eff}}$ , и  $\log g$ , вычисленный по тригонометрическому параллаксу со спутника Hipparcos) ионизационное равновесие Fe I/Fe II выполняется в не-ЛТР.
- Построена многоуровневая модель атома Ti I-II с учетом всех как лабораторных, так и теоретически предсказанных уровней и с применением квантово-механических сечений фотоионизации для Ti I и Ti II.
- Проведены расчёты статистического равновесия Ti I-II в атмосферах АВ-звёзд. Показано, что не-ЛТР подход позволяет согласовать содержания по двум стадиям ионизации у А-В звёзд и уменьшить разброс содержания по разным линиям внутри каждой стадии ионизации.

- Усовершенствование модели атома O I путём включения квантово-механические сечения столкновений с электронами позволило получить согласие содержания по линиям O I в видимом и инфракрасном диапазоне у звёзд спектрального класса A.
- Проведен детальный анализ содержания 22 элементов нейтронных захватов от Sr до Yb у звезды гало HD 29907 с  $[Fe/H] = -1.55$ . Показано, что происхождение Ba-Yb у этой звезды связано с r-процессом, а вклад звезд асимптотической ветви гигантов в обогащение межзвездной среды тяжелыми элементами в эпоху с  $[Fe/H] = -1.55$  если и был, то был незначительным, на уровне ошибки определения содержания.
- Определено не-ЛТР содержание титана у выборки звёзд с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.2$ .
- Получено содержание кислорода у выборки звёзд с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.2$  с помощью усовершенствованной не-ЛТР методики для O I.

### Научная и практическая значимость

Преимущество наших результатов в однородности выборки звёзд, параметрах, определённых единым методом, а также содержания, полученном с учётом отклонений от ЛТР с использованием самых современных атомных данных, что в конечном итоге ведёт к более точным элементным соотношениям и меньшему разбросу содержания элементов у звёзд с близкой металличностью по сравнению с данными из литературы. Полученные параметры атмосфер уже применены для определения содержания 17 элементов у выборки звёзд в рамках русско-китайского проекта "Систематическое не-ЛТР исследование содержания элементов от Li до Eu у близких звёзд-карликов"[50]. Выборка FG-карликов с хорошо определёнными параметрами может применяться для тестирования автоматических методов определения параметров атмосфер и химического состава. В работе показано, что разработанные не-ЛТР методы определения содержания по линиям O I, Ti I и Ti II работают для звёзд в широком диапазоне параметров от поздних В до К и могут быть использованы для решения разных задач. Точное содержание титана и кислорода у FG-звёзд с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.2$  подходит для сравнения с предсказаниями моделей химической эволюции Галактики. Содержание кислорода в атмосферах звезд является важной величиной не только для сценариев химической эволюции Галактики, но и теории строения и эволюции звезд. Полученное нами содержание кислорода в атмосфере Солнца на 0.09 dex превышает значение, полученное Асплундом и др. [51], но на 0.08 dex меньше того, которое нужно

для согласования теоретических и наблюдаемых профилей плотности и скорости звука. Линии нейтрального и ионизованного титана наблюдаются у звезд в широком диапазоне спектральных классов, от поздних В до К, и могут служить для определения параметров звездных атмосфер спектроскопическим методом.

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

1. Разработана методика определения параметров атмосфер (эффективная температура, ускорение силы тяжести, металличность, микротурбулентная скорость) для FG-карликов по линиям нейтрального и ионизованного железа (Fe I, Fe II) с учётом отклонений ЛТР, а также использованием данных фотометрии, тригонометрических параллаксов и эволюционных треков. Методика протестирована на 20 звёздах в широком диапазоне металличности, с  $-2.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.1$  и параметрами атмосфер, определёнными неспектроскопическими методами.
2. Определены параметры атмосфер для 51 FGК-карлика с  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ . При использовании эффективной температуры, полученной методом инфракрасного потока, и ускорения силы тяжести, вычисленному по тригонометрическому параллаксу со спутника Hipparcos, в не-ЛТР выполняется ионизационное равновесие Fe I/Fe II в пределах 0.06 dex.
3. Построена многоуровневая модель атома Ti I-II с учетом всех как лабораторных, так и теоретически предсказанных уровней и с применением квантово-механических сечений фотоионизации для Ti I и Ti II. Разработанный метод оттестирован в широком диапазоне параметров атмосфер.
4. Впервые проведены не-ЛТР расчёты статистического равновесия Ti I-II для A-звёзд. Показано, что в не-ЛТР у A-B звёзд достигается согласие содержания по линиям Ti I и Ti II, уменьшается разброс содержания по линиям внутри каждой стадии ионизации.
5. Применены квантово-механические сечения столкновений с электронами для расчёта статистического равновесия нейтрального кислорода. Усовершенствованный метод впервые был применен к звёздам спектрального класса A, и в не-ЛТР получено согласие содержания по разным линиям O I.

6. Проведен детальный анализ содержания 22 элементов нейтронных захватов от Sr до Yb у звезды гало HD29907. Показано, что происхождение Ba-Yb у этой звезды связано с r-процессом, а вклад звезд асимптотической ветви гигантов в обогащение межзвездной среды тяжелыми элементами в эпоху с  $[Fe/H] = -1.55$  если и был, то был незначительным, на уровне ошибки определения содержания.
7. Впервые определено не-ЛТР содержание титана у 50 звезд с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.2$  и уточнена зависимость  $[Ti/Fe]$  от  $[Fe/H]$ . Отношение  $[Ti/Fe]$  растёт от 0 до 0.3 dex с понижением металличности от  $[Fe/H] = 0.2$  до  $-0.8$  dex и сохраняется неизменным на меньших  $[Fe/H]$ , что говорит о связи синтеза титана с  $\alpha$ -процессом.
8. Определено содержание кислорода у 46 звезд с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.2$  с помощью усовершенствованного метода. Уточнена зависимость  $[O/Fe]$  от  $[Fe/H]$ . Подтверждено поведение кислорода как  $\alpha$ -элемента с величиной избытка  $[O/Fe] = 0.61 \pm 0.05$  dex при  $[Fe/H] < -0.9$  dex.

### **Апробация работы**

Результаты диссертации были представлены в качестве устных и стендовых докладов:

- на конференциях:
  - «Frontiers of Spectroscopy» (MPIA, Гейдельберг, Германия, 27-30 апреля 2015);
  - «Radiation mechanisms of astrophysical objects: classics today» (Санкт-Петербург, 21-25 сентября 2015 г.);
  - 298 симпозиум МАС «Setting the scene for Gaia and LAMOST» (Лицзян, Китай, 20-24 мая 2013 г.);
  - «Putting A Stars into Context: Evolution, Environment, and Related Stars» (Москва, Россия, 3-7 июня 2013 г.);
  - «SCOPES Workshop on Heavy elements in galactic chemical evolution and NLTE effects» (Москва, Россия, 9-10 сентября 2013 г.);
  - «The Evolution of the First Stars in Dwarf Galaxies» (Берн, Швейцария, 18-20 декабря 2013 г.);

- «Звёздные атмосферы: формирование спектров, химический состав, магнитные поля» (Санкт-Петербург, 24-26 июня 2014 г.);
- «Звездные атмосферы: параметры звезд, химический состав, магнитные поля» (Научный, АР Крым, 11-13 июня 2012 г.);
- на конкурсе молодых ученых Института астрономии РАН в ноябре 2013, 2014, 2015, 2016 гг., а также на астрофизических семинарах:
  - обсерватории Упсальского университета (Упсала, Швеция, 26 ноября 2013 г.);
  - Национальных Астрономических Обсерваторий Китая (Пекин, Китай, 8 октября 2014 г.);
  - ИНАСАН, 14 января 2016 г.

### Публикации по теме диссертации

Соискатель имеет 13 опубликованных работ, из них по теме диссертации – 9 научных работ, 7 из которых опубликовано в рецензируемых научных изданиях, которые включены в перечень журналов и изданий для опубликования основных научных результатов диссертаций:

1. **Sitnova, T.**; Zhao, G.; Mashonkina, L.; Chen, Y.; Liu, F.; Pakhomov, Yu.; Tan, K.; Bolte, M.; Alexeeva, S.; Grupp, F.; Shi, J.-R.; Zhang, H.-W., Systematic Non-LTE Study of the  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  F and G dwarfs in the Solar Neighborhood. I. Stellar Atmosphere Parameters, *The Astrophysical Journal*, Volume 808, Issue 2, article id. 148, 17 pp., (2015)
2. **Sitnova, T.**, Mashonkina, Ryabchikova, T., A non-LTE line formation for neutral and singly ionised titanium in model atmospheres of the reference A-K stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, в печати, (2016)
3. Ryabchikova, T.; Piskunov, N.; Pakhomov, Yu.; Tsymbal, V.; Titarenko, A.; **Sitnova, T.**; Alexeeva, S.; Fossati, L.; Mashonkina, L., Accuracy of atmospheric parameters of FGK dwarfs determined by spectrum fitting, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 2015 456 (2): 1221-1234.
4. **Ситнова Т. М.**, Машонкина Л. И., Рябчикова Т. А., Влияние отклонений от ЛТР на определение содержания кислорода в атмосферах звезд спектральных классов А-К, *Письма в Астрономический Журнал*, 39, 2, с.126-140, (2013).

5. **Ситнова Т. М.**, Машонкина Л. И., Вклад г- и s -процессов в содержание тяжёлых элементов у звезды гало HD 29907, Письма в *Астрономический Журнал*, том 37, No 7, с. 525–544, (2011).
6. **Ситнова Т. М.**, Эволюция содержания титана и кислорода по наблюдениям FGK карликов в широком диапазоне металличности, Письма в *Астрономический Журнал*, том 42, в печати, (2016).
7. Машонкина Л. И., **Ситнова Т. М.**, Пахомов Ю. В., Влияние отклонений от ЛТР на определение содержания кальция, титана и железа у холодных гигантов разной металличности, Письма в *Астрономический Журнал*, том 42, в печати, (2016).

По теме диссертации 2 работы опубликованы в материалах международных конференций и симпозиумов:

1. **Sitnova, T.**, Mashonkina L., Ryabchikova T., Pakhomov, Y., Influence of departures from LTE on oxygen and calcium abundance determination in the atmospheres of A-K stars., *Putting A Stars into Context: Evolution, Environment, and Related Stars*, 151-156, (2014).
2. **Sitnova, T.**, Mashonkina L., Zhao G., Ryabchikova T., Pakhomov, Y., Influence of Departures from LTE on Oxygen Abundance Determination in the Atmospheres of A - K stars, *Setting the scene for Gaia and LAMOST, IAU Symposium 298*, 387-393, (2014).

### **Личный вклад автора**

Содержание диссертации и основные положения, выносимые на защиту, отражают результаты, полученные соискателем. В работе 1 соискателем проведены не-ЛТР расчёты для Fe I-II, измерение и анализ содержания по линиям железа, выбор параметров моделей атмосфер и их проверка с помощью эволюционных треков. В работе 3 соискателем проведены не-ЛТР расчёты для Ti I-II и рассчитаны не-ЛТР поправки к содержанию титана по отдельным линиям для звёзд выборки. В работе 5 содержание всех элементов, кроме свинца определено соискателем. В работах 2, 4, 6 соискателем получены результаты и написан текст. В работе 7 соискателем рассчитаны не-ЛТР поправки к содержанию для линий титана.

**Структура и объем диссертации** Диссертация состоит из введения, 4 глав, заключения, списка литературы и приложения. Всего в диссертации содержится 26 таблиц и 37

рисунков. Общий объем диссертации составляет 166 страниц. Библиография включает в себя 277 наименований.

## Содержание работы

Во **Введении** рассматривается актуальность данной работы, а также поставленные задачи, обсуждается научная новизна задач и полученных результатов и оценивается научная значимость и применимость проведенных исследований.

В **Главе 1** «Спектроскопический анализ звёздных атмосфер» описан метод синтетического спектра, используемые в работе модели атмосфер и программы для не-ЛТР расчётов и расчётов теоретических спектров. Также в этой главе кратко описаны некоторые методы определения параметров атмосфер F-K звёзд.

В **Главе 2** «Определение параметров атмосфер FG-карликов на основе не-ЛТР анализа линий Fe I, Fe II» представлен разработанный метод определения  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $\xi_t$ , основанный на фотометрии, тригонометрических параллаксах, эволюционных треках, а главное, не-ЛТР анализе содержания по разным линиям Fe I, Fe II. В разделе 2.3 описано тестирование метода на 20 избранных звёздах, с точными параметрами атмосфер, определёнными неспектроскопическими методами. Затем, этим методом были определены параметры атмосфер ещё для 31 звезды. В параграфе 2.9 мы приводим сравнение полученных параметров с результатами других авторов.

В **Главе 3** «Разработка и тестирование не-ЛТР методов анализа линий титана и кислорода» описаны методы не-ЛТР расчётов для Ti I-II и O I и их тестирование на звёздах в широком диапазоне параметров, от поздних В до К. В разделе 3.2.3 мы приводим полученное содержание в атмосфере Солнца и сравниваем его с результатами других авторов. Полученное у звёзд не-ЛТР содержание титана мы сравниваем с данными из литературы в разделе 3.1.6.

В **Главе 4** «Получение наблюдательных ограничений на модели химической эволюции Галактики» мы определяем с помощью разработанных в Главе 3 методов содержание титана и кислорода у выборки звёзд, параметры которых мы определили в Главе 1. Мы приводим полученные элементные отношения  $[\text{O}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  для звёзд выборки с  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  и сравниваем их с результатами других наблюдателей, а также с теоретическими предсказаниями моделей химической эволюции Галактики. В **Главе 4** мы также определяем содержание 22 элементов нейтронных захватов от Sr до Pb у звез-

ды гало HD 29907 и сравниваем полученное распределение элементов с предсказаниями моделей  $r$ -процесса, эмпирическим распределением, полученным по Солнцу, а также со звёздами типа  $r - II$ .

В **Заключении** кратко повторяются полученные результаты.

**Приложение А** содержит атомные данные и не-ЛТР поправки к содержанию титана по отдельным линиям, рассчитанные для сетки моделей атмосфер.



## Спектроскопический анализ звёздных атмосфер

### 1.1. Расчёт теоретического спектра

Наиболее полная информация о физических и химических параметрах атмосфер звёзд получается из анализа спектров высокого разрешения с  $R = \lambda/\Delta\lambda \geq 20\,000$ . Теоретический спектр рассчитывается с заранее вычисленной моделью атмосферы, то есть распределением температуры, газового давления, электронной концентрации с глубиной. Параметры модели атмосферы – это эффективная температура ( $T_{\text{eff}}$ ), ускорение силы тяжести на поверхности ( $\log g$ ), содержание элементов ( $\log A_X^1$ ), микротурбулентная скорость ( $\xi_t$ ). При расчётах моделей атмосфер получают и потоки на поверхности, но эти данные не подходят для сравнения с наблюдениями высокого разрешения, поскольку рассчитаны с фиксированным содержанием элементов и, как правило, приближёнными параметрами уширения. Наш подход основан на расчётах статистического равновесия (СР) исследуемого химического элемента. В отличие от предположения о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР), где населённости атомных уровней рассчитываются по формулам Больцмана и Саха, при не-ЛТР населённость каждого уровня в модели атома вычисляется путём решения системы уравнений статистического равновесия совместно с уравнением переноса излучения на частотах всех радиативных переходов.

$$n_i \sum_{i \neq j}^{NL} (R_{ij} + C_{ij}) = \sum_{i \neq j}^{NL} n_j (R_{ji} + C_{ji})$$

$$\mu dI_\nu(\mu, z)/dz = -\xi_\nu(z)I_\nu(\mu, z) + \eta_\nu(z)$$

Здесь,  $n_i$  – населённость  $i$ -го уровня,  $NL$  – число уровней в модели атома,  $R_{ij}$  и  $C_{ij}$  – скорости радиативных и столкновительных переходов,  $\xi_\nu$  и  $\eta_\nu$  – коэффициенты поглощения и излучения, соответственно. Постановка и решение такой задачи описаны, например, в книге Михаласа [52]. Решать уравнения совместно необходимо, поскольку, коэффициенты поглощения и излучения зависят от населённости уровней, скорости радиативных переходов зависят от средней интенсивности излучения, которая является нелокальной величиной в верхних слоях атмосферы, где длина свободного пробега фотонов велика. Этот метод физически более обоснован и реалистичен по сравнению с ЛТР методом, и

---

<sup>1</sup>  $A_X = \log(N_X/N_{tot})$ , где  $N_X$  и  $N_{tot}$  – концентрация данного элемента и полная концентрация, соответственно.

поэтому требует большого числа входных атомных данных и времени для построения и тестирования моделей атомов, изучения механизмов, ответственных за распределение населённости атомных уровней в атмосферах звёзд с разными параметрами атмосфер.

В нашей работе расчёты неравновесных населённостей уровней проводятся с помощью программы DETAIL [53], где система уравнений CP и переноса излучения решается методом ускоренной  $\lambda$ -итерации в варианте [54]. В не-ЛТР расчётах учитываются следующие источники непрозрачности: отрицательный ион водорода  $H^-$  согласно [55],  $H_2^+$  [56], линии H с уширением согласно работам [33], [34], линии молекул CN, OH и металлов по списку из [57] и VALD [58], квазимолекулярное поглощение в  $Ly_\alpha$  согласно [59] по теории [60], связанно-свободные переходы водорода и металлов, с применением сечений фотоионизации из Opacity Project [61] для C I, N I, O I, Mg I, Si I, Al I, Ca I и Fe I. Усовершенствование расчётов непрозрачности в DETAIL [53] описано в работах [36, 62].

Выходные данные программы DETAIL – это населённости уровней. Характеристикой отклонения от ЛТР служат  $b_i = n_{iNLTE}/n_{iLTE}$ , где  $n_{iNLTE}$  и  $n_{iLTE}$  населенности  $i$ -го уровня в неравновесном и равновесном случае.  $b$ -факторы уровней используются далее для расчёта теоретического спектра по программе SynthV\_NLTE, созданной и усовершенствованной В. Цымбалом в работах [63, 64]. Для визуализации и сравнения с наблюдениями мы используем программу IDL BINMAG3 О. Кочухова<sup>2</sup> и SIU [65]. На этом этапе содержание элемента подбирается таким образом, чтобы теоретический профиль линии совпадал с наблюдаемым. Программа LINEC (Сахибуллин [66]) применялась для расчета не-ЛТР поправок к содержанию для индивидуальных линий ( $\Delta_{NLTE} = \log A_{NLTE} - \log A_{LTE}$ ) в сетке моделей атмосфер.

Чтобы понять, как изменится профиль линии в неравновесных условиях, нужно посмотреть на поведение  $b$ -факторов верхнего ( $b_j$ ) и нижнего ( $b_i$ ) уровней на глубине формирования линии. На профиль линии влияет отличие функции источников ( $S_\nu$ ) от функции Планка ( $B_\nu$ ) и изменение непрозрачности ( $\chi_\nu$ ) в неравновесных условиях.

$$S_\nu = 2h\nu^3/c^2(b_i/b_j e^{h\nu/(kT)} - 1)^{-1}, \quad \chi_\nu = b_i n_{iLTE} B_{ij} h\nu \phi_\nu / (4\pi) (1 - (b_j/b_i) e^{-h\nu/(kT)})$$

Здесь  $B_{ij}$  – эйнштейновский коэффициент,  $\phi_\nu$  – профиль линии. В видимом диапазоне (при  $h\nu \gg kT$ )  $S_\nu$  и  $\chi_\nu$  зависят от  $b$ -факторов следующим образом:

$$S_\nu \sim B_\nu b_j/b_i, \quad \chi_\nu \sim b_i$$

В зависимости от механизмов, определяющих статистическое равновесие атомов выбран-

---

<sup>2</sup> <http://www.astro.uu.se/~oleg/download.html>

ного элемента, не-ЛТР может приводить как к усилению, так и ослаблению спектральных линий. Механизмы отклонений от ЛТР для Ti I-II и O I будут рассмотрены в главах 3.1 и 3.2, соответственно.

## 1.2. Методы определения параметров атмосфер

Здесь приведены некоторые из методов определения параметров атмосфер, которые применимы для одиночных звёзд поздних спектральных классов.

### Спектроскопические методы.

Для FGK звёзд содержание по индивидуальным линиям Fe I-II, Ti I-II может служить для проверки и определения параметров их атмосфер. В атмосферах FGK звёзд однократно ионизованное железо и титан многократно преобладают над соответствующими им нейтральными атомами. С повышением температуры линии Fe I, Ti I ослабевают из-за увеличения степени ионизации, причём линии, возникающие с уровней низкого возбуждения (низковозбуждённые) более чувствительны к изменению в температуре по сравнению с высоковозбуждёнными. На этом основан спектроскопический метод определения  $T_{\text{eff}}$ , который заключается в том, чтобы подобрать модель атмосферы с такой  $T_{\text{eff}}$ , чтобы получилось одинаковое содержание по линиям Fe I (или Ti I) с разной энергией возбуждения.

Линии основной стадии ионизации (Fe II, Ti II) менее чувствительны к изменению температуры по сравнению с линиями Fe I и Ti I, зато зависят от ускорения силы тяжести, или, что равнозначно, от концентрации электронов. Это связано с тем, что количество поглощающих частиц иона основной стадии ионизации не зависит от концентрации электронов, а поглощение в непрерывном спектре пропорционально  $n_e$ , поскольку происходит в основном за счёт отрицательного иона водорода  $\text{H}^-$ . На этом основан спектроскопический метод определения  $\log g$ , которое находится из условия равенства содержания по линиям разных стадий ионизации. Мы также отмечаем, что линии нейтральных атомов железа и титана не чувствительны к изменению  $\log g$ , поскольку изменение в электронной концентрации одинаково влияет как на степень ионизации и количество поглощающих нейтральных атомов, так и на поглощение в непрерывном спектре, обусловленное  $\text{H}^-$ .

Ширина крыльев сильных линий стадии ионизации, которая находится в меньшинстве, (например, Mg Ib у F-K звёзд) зависит от  $\log g$ . Поглощение в крыльях усиливается при увеличении  $\log g$ . Это связано с уширением уровней энергии под действием возмуща-

ющих частиц.

С повышением  $T_{\text{eff}}$  крылья водородных линий бальмеровской усиливаются за счёт линейного эффекта Штарка.

Согласие содержания по молекулярным и атомарным линиям (например, СН, С<sub>2</sub> и С I) также может служить спектроскопическим индикатором  $T_{\text{eff}}$ , поскольку молекулярные линии сильно чувствительны к изменению  $T_{\text{eff}}$  из-за их низкой энергии диссоциации.

Только спектроскопическим методом может быть определена микротурбулентная скорость  $\xi_t$  в атмосфере звезды, которая характеризует движение областей газа с размером меньшим, чем длина свободного пробега фотона на данной глубине. Этот параметр находится из анализа спектральных линий одного и того же элемента с разной эквивалентной шириной. Значение  $\xi_t$  подбирается таким, чтобы сильные и слабые линии давали одинаковое содержание.

Преимущество спектроскопических методов в том, что они не зависят от межзвёздного поглощения.

#### **Неспектроскопические методы.**

Эффективную температуру можно вычислить напрямую по определению, если известен интегральный поток на Земле  $F_{\text{Earth}}$  и угловой диаметр  $\theta$ ,

$$T_{\text{eff}} = \sqrt[4]{4F_{\text{Earth}}/\theta^2}$$

У FGK звёзд большая часть излучения приходится на видимый диапазон, поэтому интегральный поток можно измерить достаточно точно в отличии от звёзд ранних спектральных классов. Угловой диаметр  $\theta$  может быть определён напрямую с помощью интерферометрических наблюдений лишь для 150 ближайших к Солнцу звёзд. Полученная таким способом эффективная температура зависит от минимального количества предположений и используется для калибровки и тестирования методов, зависящих от моделей атмосфер.

Угловой диаметр может быть получен методом инфракрасного потока, разработанным Блэквелом и Шаллисом [67]. Метод использует то, что в ИК области поток слабо зависит от длины волны. Это позволяет предположить  $T_{\text{eff}}$  грубо в качестве первого приближения для вычисления теоретического потока на ИК длине волны  $F_{\text{Star}\lambda(IR)}$  и затем найти угловой диаметр:

$$\theta = 2\sqrt{F_{\text{Earth}\lambda(IR)}/F_{\text{Star}\lambda(IR)}}$$

Затем, с использованием интегрального потока на Земле  $F_{\text{Earth}}$ , находим  $T_{\text{eff}}$ . Можно повторить процедуру с полученной  $T_{\text{eff}}$ , если она получилась отличной от первоначального

предположения. Для небольшого числа звёзд угловой диаметр можно получить из наблюдений покрытия звёзд Луной, а также прохождению планет по их диску.

Эффективная температура может быть получена по показателям цвета с помощью калибровок, выведенных по звёздам с прямыми измерениями  $T_{\text{eff}}$ .

Ещё один способ измерить  $T_{\text{eff}}$  – по распределению энергии в спектре путём сравнения наблюдений с теоретическими потоками для моделей атмосфер.

Ускорение силы тяжести можно вычислить, зная массу звезды  $M$ ,  $T_{\text{eff}}$  и абсолютную болометрическую звёздную величину  $M_{\text{bol}}$ :

$$[g] = [M] + 4[T_{\text{eff}}] + 0.4 (M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot})$$

Здесь квадратные скобки обозначают логарифм величины по отношению к солнечному значению. Особенно точный  $\log g$  этот метод даёт для холодных звёзд с дефицитом металлов, массы которых принимают значения в узком диапазоне от 0.6 до 0.8 $M_{\odot}$ .

Ускорение силы тяжести может быть найдено из данных астросейсмологии [68].  
 $\Delta\nu/\Delta\nu_{\odot} \simeq \sqrt{\rho/\rho_{\odot}} = \sqrt{(M/M_{\odot})/(R/R_{\odot})^3}$

Здесь  $\Delta\nu$  – интервал между соседними модами, для Солнца  $\Delta\nu_{\odot} = 134.9\mu$  Гц.

При известной  $T_{\text{eff}}$   $\log g$  можно определить с помощью эволюционных треков, оценив приближённо массу, возраст и химический состав. Такой метод допустимо применять для звёзд с дефицитом металлов, возможные массы и возраста которых жёстко ограничены.

## Определение параметров атмосфер FG-карликов на основе не-ЛТР анализа линий Fe I, Fe II

Метод определения параметров атмосфер звёзд по их спектрам наиболее распространён и широко применяется. Надежность спектроскопических методов определения эффективной температуры и ускорения силы тяжести особенно важна для звезд с большим дефицитом металлов. Большинство из них так далеки, что учёт межзвездного поглощения, а также отсутствие точных тригонометрических параллаксов, не позволяют с достаточной точностью определить параметры независимыми от спектроскопических методами. Мы надеемся, что данные проекта Gaia<sup>1</sup> помогут вскоре получить надежные параллаксы для большого количества звёзд.

Для проверки и калибровки автоматических методов определения параметров и химического состава звезд необходима выборка звезд-стандартов, параметры которых хорошо определены. В этой Главе мы описываем метод определения эффективной температуры ( $T_{\text{eff}}$ ), ускорения силы тяжести на поверхности ( $\log g$ ), металличности  $[\text{Fe}/\text{H}]$  и микротурбулентной скорости ( $\xi_t$ ), а также полученные этим методом параметры для 51 FG звезды, выбранной для дальнейшего исследования их химического состава с целью изучения химической эволюции Галактики.

### 2.1. Выборка звёзд и наблюдения

Для проверки спектроскопического метода, основанного на не-ЛТР анализе содержания по линиям Fe I, Fe II мы выбрали близкие к Солнцу звёзды-карлики, достаточно хорошо изученные. Для каждой звезды выборки в литературе есть  $T_{\text{eff}}$ , полученная методом ИК потока, и тригонометрический параллакс. Также для каждой звезды известно, к какой подсистеме Галактического населения она принадлежит (гало, толстый диск, тонкий диск). Эти данные получены Ю. Чен и опубликованы в работе [69]. Для звёзд выборки спектры высокого разрешения были получены на спектрографах/телескопах Shane/Hamilton и CFHT/ESPaDOmS, а так же взяты из архивов. В Таблице 2.1 приве-

---

<sup>1</sup> <http://sci.esa.int/gaia/>

дены характеристики наблюдений, а именно, имя звезды, звёздная величина в фильтре V, металличность, отношение сигнал/шум, время экспозиции, количество наблюдаемых спектров, дата наблюдений. Наблюдения в Ликской обсерватории проведены Д. Фишер с участием Л. Фана. Обработка наблюдений осуществлена Ю.В. Пахомовым [69].

Таблица 2.1. Характеристики наблюдаемых спектров.

HD,BD	V	[Fe/H]	S/N	$t_{exp}$ , с	$N_{spec}$	Дата, гггг-мм-дд
<b>Shane/Hamilton</b>						
19373	4.05	0.10	234, 228	30.00, 30.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
22484	4.28	0.01	171, 160	30.00, 30.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
22879	6.74	-0.84	170, 195	360.00, 360.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
24289	9.96	-1.94	112, 128	2700.00, 2700.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
30562	5.77	0.17	180, 190	120.00, 120.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
30743	6.26	-0.44	188, 184	240.00, 240.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
34411	4.70	0.01	220, 218	45.00, 45.00,	3	2012-01-11, 2012-01-11,
			209F <sup>1</sup>	84.19		2012-01-07
43318	5.65	-0.19	210, 212,	100.00, 100.00,	3	2012-01-11, 2012-01-11,
			183F	215.14		2012-01-07
45067	5.90	-0.16	230, 235	180.00, 180.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
45205	8.00	-0.87	140, 177	1200.00, 1800.00	2	2012-01-09, 2012-01-09
49933	5.78	-0.47	216, 203	659.71, 135.0	2	2012-01-08, 2012-01-10
52711	5.93	-0.21	256, 163F	160.00, 119.18	2	2012-01-10, 2012-01-06
58855	5.36	-0.29	224, 167F	150.00, 75.13	2	2012-01-09, 2012-01-06
59374	8.50	-0.88	122F, 131F	1174.47, 812.31	2	2012-01-07, 2012-01-06
59984	5.93	-0.69	182F, 165F	269.17, 229.17	2	2012-01-07, 2012-01-06
62301	6.75	-0.70	197, 158F	450.00, 238.20	2	2012-01-09, 2012-01-06
64090	8.30	-1.73	280, 136F	2500.00, 687.35	2	2012-12-26, 2012-01-06
69897	5.10	-0.25	186, 180F	240.00, 66.18	2	2012-01-08, 2012-01-06
74000	9.67	-1.97	144, 142,	2400.00, 2400.00,	3	2012-01-10, 2012-01-10,
			74F	1454.51		2012-01-06
76932	5.86	-0.98	170, 181F,	612.32, 258.23,	3	2012-01-08, 2012-01-06,
			210F	489.24		2012-01-07
82943	6.54	0.19	214, 170F	270.00, 342.25	2	2012-01-10, 2012-01-06
84937	8.28	-2.16	122, 153,	1475.81, 1800.0,	3	2012-01-08, 2012-01-09,
			95	846.41		2012-01-06
89744	5.74	0.13	220, 165F	135.00, 121.16	2	2012-01-10, 2012-01-06
90839	4.83	-0.18	190, 169F	60.00, 137.20	2	2012-01-10, 2012-01-06
92855	7.28	-0.12	171, 163F	600.00, 309.20	2	2012-01-10, 2012-01-06
94028	8.23	-1.47	118, 172	1800.00, 1317.69	2	2011-03-15, 2011-03-15
99984	5.95	-0.38	181F, 183F	517.22, 491.24	2	2012-01-07, 2012-01-07
100563	5.70	0.06	171F, 173F	413.25, 383.21	2	2012-01-07, 2012-01-07
102870	3.61	0.11	208F, 211F	77.12, 91.13	2	2012-01-07, 2012-01-07
103095	6.45	-1.26	188	300.00	1	2012-01-10
105755	8.59	-0.73	175, 103F	2400.0, 1052.44	2	2012-01-10, 2012-01-06
106516	6.11	-0.73	151F, 155F	434.25, 546.25	2	2012-01-07, 2012-01-07
108177	9.66	-1.67	60, 111	3000.00, 3600.00	2	2011-03-15, 2011-03-15
110897	6.00	-0.57	260, 170F,	600.00, 568.30,	3	2012-01-08, 2012-01-07,
			172F	508.23		2012-01-07
114710	4.26	0.06	184F, 186F	112.13, 129.15	2	2012-01-07, 2012-01-07
115617	4.74	-0.10	177, 170	160.00, 160.00	2	2012-01-08, 2012-01-08
134088	8.00	-0.80	130	1800.00	1	2011-03-15
134169	7.67	-0.78	214, 212	750.00, 750.00	2	2012-01-10, 2012-01-10
138776	8.72	0.24	211	1800.00	1	2012-01-11

*продолжается дальше*

HD,BD	V	[Fe/H]	S/N	$t_{exp}, c$	$N_{spec}$	Дата, ГГГГ-ММ-ДД
142091	4.82	-0.07	277, 275	60.00, 60.00	2	2012-01-11, 2012-01-11
142373	4.62	-0.54	140, 147	240.00, 240.00	2	2012-01-08, 2012-01-08
-04°3208	9.99	-2.20	60, 66	1500.00, 2400.00	2	2012-01-08, 2012-01-08
-13°3442	10.37	-2.62	103, 102, 104, 102	2700.00, 2700.00, 2700.00, 2700.00	4	2012-01-09, 2012-01-09, 2012-01-09, 2012-01-09
+24°1676	10.80	-2.44	86, 90, 92, 92, 57F	2400.00, 2400.00, 2400.00, 2400.00, 1581.60	5	2012-01-11, 2012-01-11, 2012-01-11, 2012-01-11, 2012-01-06
+29°2091	10.22	-1.91	82, 121, 115, 120, 83F	2400.00, 2700.00, 2700.00, 2700.00, 1287.46	5	2012-01-08, 2012-01-10, 2012-01-10, 2012-01-10, 2012-01-06
+37°1458	8.92	-1.95	235, 105F	2500.00, 897.38	2	2012-01-10, 2012-01-06
+66°0268	9.88	-2.06	112, 110, 115,	2400.00, 2400.00, 2400.00	3	2012-01-10, 2012-01-10 2012-01-10
G090-003	10.50	-2.04	106, 120, 122, 66F	2700.00, 2700.00, 2700.00, 1181.44	4	2012-01-11, 2012-01-11, 2012-01-11, 2012-01-06
<b>CFHT/ESPaDOoS</b>						
+07°4841	10.38	-1.46	152	1470	2	
+09°0352	10.17	-2.09	160	2400	2	
<b>2.2m Calar Alto/FOCES</b>						
22879	6.74	-0.84	200	900.00, 1800.00, 1800.00	3	1996-09-02, 1999-01-02, 1996-10-31
34411	4.70	0.01	200	1500.00, 1500.00	2	1999-08-21, 1998-12-27
84937	8.28	-2.16	200	3600.00, 3300.00	2	1999-03-01, 1999-03-01
94028	8.23	-1.47	200	2400.00, 2400.00	2	2000-01-17, 2000-01-17
103095	6.45	-1.26	200	900.00	1	2000-05-19
142373	4.62	-0.54	200	600.00, 600.00	2	1998-06-09, 1998-06-09
<b>Другие</b>						
49933 <sup>2</sup>	4.15	-0.47	500			
140283 <sup>3</sup>	7.21	-2.46	200			
-04°3208 <sup>3</sup>	9.99	-2.20	200			

<sup>1</sup> F – указывает на наблюдения, полученные Д. Фишер, <sup>2</sup> – 2.2m/HARPS, <sup>3</sup> – VLT/UVES.

## 2.2. Выбор линий Fe I и Fe II и их анализ в Солнечном спектре

Линии железа, по которым определено содержание, мы выбирали, исходя из следующих соображений. Во-первых, выбранные для анализа линии не должны быть блендированы в спектре Солнца. Во-вторых, линии Fe I должны покрывать достаточно широкий диапазон  $E_{exc}$ , чтобы можно было проверить  $T_{eff}$ . С другой стороны, Керель и др. [13] и Лаи и др. [70] нашли, что в звёздах с дефицитом металлов линии Fe I с  $E_{exc} < 1.2$  эВ систематически дают более высокое содержание по сравнению с другими линиями Fe I. Гидродинамические расчёты из работ [71, 72] предсказывают сильную зависимость 3D эффектов от энергии возбуждения для Fe I в атмосферах холодных звёзд с дефицитом металлов. Например, 3D поправки к содержанию достигают  $-0.8$  dex и  $-0.25$  dex для ли-



ний Fe I с  $E_{\text{exc}} = 0$  в моделях  $T_{\text{eff}} / \log g / [M/H] = 5860/4/-2$  и  $5850/4/-1$ , соответственно, при этом они составляют  $-0.2$  dex и  $-0.07$  dex для линий с  $E_{\text{exc}} = 2$  эВ и близки к 0 для линий с  $E_{\text{exc}} = 4$  эВ [72]. Чтобы уменьшить возможное влияние 3D эффектов на определение  $T_{\text{eff}}$ , мы исключили линии Fe I с  $E_{\text{exc}} < 2$  эВ. В-третьих, как слабые, так и сильные линии должны присутствовать в спектрах звёзд солнечного типа и звёзд с дефицитом металлов, чтобы по ним можно было определить микротурбулентную скорость. Однако, для определения содержания у индивидуальных звёзд мы не используем линии с эквивалентной шириной  $EW > 180\text{m}\text{\AA}$ , чтобы минимизировать влияние ошибок в постоянных Ван дер Ваальсовского уширения. Список линий с атомными параметрами приведён в Таблице 2.2. Для Fe I мы используем экспериментальные силы осцилляторов (или  $gf$ -величины) из работ [73–76] и [77]. Для Fe II мы проверили два источника сил осцилляторов из работы [78] и [79]. Постоянные Ван дер Ваальсовского уширения ( $\gamma_6$ ) взяты из работ [80] и [81] для Fe I и Fe II, соответственно.

Чтобы исключить влияние ошибок в силах осциллятора мы применили дифференциальный подход, при котором из содержания, полученного по индивидуальным линиям у каждой звезды, вычитается солнечное содержание по соответствующей линии. Солнечный спектр (поток) взят из Атласа Куруца [82]. Расчёты проводились с моделью атмосферы MARCS [83] 5777/4.44/0/0.9.

Не-ЛТР и ЛТР содержание железа по индивидуальным линиям представлено в Таблице 2.2. Мы проводили не-ЛТР расчёты с моделью атома Fe I-II из работы [36], которая была построена и проверена для FGK звёзд. Для Солнца и холодных звёзд неопределённость в не-ЛТР содержание, вносит неопределённость, связанная с незнанием эффективности возбуждения и ионизации при неупругих столкновениях с нейтральным водородом. Точные квантово-химические расчеты столкновений с атомами водорода имеются лишь для немногих атомов: для Li I [84], Na I [85–87] и Mg I [88]. Из-за отсутствия точных расчетов и лабораторных измерений соответствующих сечений их считают по формуле, выведенной Стинбоком и Холвегером [89] с использованием формализма Дравина [90, 91]. Сами авторы оценивают точность формулы в один порядок величины. Обычно, вводят масштабирующий коэффициент ( $S_{\text{H}}$ ) в этой формуле, который можно найти путем согласования содержания по линиям с сильными и слабыми отклонениями от ЛТР. Например, для атома Na I в работе [92] и Ca I-II в работе [93] найдены эти коэффициенты, и они составляют 0 и 0.1, соответственно. В не-ЛТР расчётах CP Fe I-II мы использовали масшта-

бирующий коэффициент к скоростям неупругих столкновений с нейтральными атомами водорода,  $S_H = 0.5$ .

По линиям Fe I мы получили среднее содержание  $\log A_{LTE} = -4.57 \pm 0.09$  и  $\log A_{NLTE} = -4.56 \pm 0.09$  в ЛТР и не-ЛТР, соответственно. Для линий Fe II не-ЛТР поправка к содержанию не превышает 0.01 dex по абсолютной величине, и среднее содержание получается  $\log \varepsilon = -4.56 \pm 0.05$  и  $\log \varepsilon = -4.50 \pm 0.05$ , с силами осцилляторов из работы [78] и [79], соответственно. Здесь ошибка – стандартное отклонение,  $\sigma = \sqrt{\Sigma(x - x_i)^2 / (N - 1)}$ ,  $N$  – количество линий,  $x$  – среднее содержание,  $x_i$  – содержание по отдельной линии. Надо отметить, что ошибка в 0.06 dex в содержании по Fe II приводит к ошибке 0.12 dex в  $\log g$  для звёзд солнечного типа. Это важно при определении  $\log g$  методом ионизационного равновесия Fe I/Fe II.

Таблица 2.2. Список линий Fe I и Fe II с не-ЛТР и ЛТР содержанием у Солнца.

$\lambda$ , Å	$E_{\text{exc}}$ , эВ	$\log gf$	$\log C_6$	$\log A_{NLTE}$	$\log A_{LTE}$	EW, mÅ
Fe I						
4920.50	2.83	0.07	-30.51	-4.61	-4.61	466.0
5198.72	2.22	-2.14	-31.32	-4.52	-4.53	102.0
5217.40	3.21	-1.07	-30.37	-4.57	-4.57	130.3
5232.94	2.94	-0.06	-30.54	-4.68	-4.68	371.1
5236.20	4.19	-1.50	-31.32	-4.68	-4.69	33.7
5242.50	3.63	-0.97	-31.56	-4.47	-4.47	93.4
5281.79	3.04	-0.83	-30.53	-4.68	-4.69	163.6
5324.18	3.21	-0.10	-30.42	-4.54	-4.54	332.5
5367.47	4.41	0.44	-30.20	-4.78	-4.78	170.1
5379.58	3.69	-1.51	-31.56	-4.46	-4.47	64.1
5383.37	4.31	0.64	-30.37	-4.72	-4.72	220.5
5393.17	3.24	-0.72	-30.42	-4.60	-4.60	171.2
5491.83	4.19	-2.19	-31.33	-4.53	-4.54	14.5
5586.76	3.37	-0.10	-30.38	-4.58	-4.58	289.3
5662.52	4.18	-0.57	-30.52	-4.41	-4.42	105.7
5696.09	4.55	-1.72	-30.21	-4.68	-4.69	14.6
5705.46	4.30	-1.36	-30.47	-4.61	-4.62	41.2
5778.45	2.59	-3.44	-31.37	-4.60	-4.61	22.7
5855.08	4.61	-1.48	-30.21	-4.58	-4.59	24.4
5916.25	2.45	-2.99	-31.45	-4.43	-4.44	56.7
6065.49	2.61	-1.53	-31.41	-4.51	-4.52	132.1
6082.71	2.22	-3.57	-31.74	-4.55	-4.56	34.7
6151.62	2.18	-3.30	-31.58	-4.52	-4.53	51.1
6200.32	2.61	-2.44	-31.43	-4.47	-4.48	74.6
6213.43	2.22	-2.48	-31.58	-4.58	-4.59	86.0
6229.23	2.85	-2.80	-31.32	-4.65	-4.66	37.8
6252.55	2.40	-1.69	-31.52	-4.52	-4.53	135.4
6393.61	2.43	-1.43	-31.53	-4.63	-4.64	150.8
6411.65	3.65	-0.60	-30.38	-4.57	-4.57	154.7
6421.35	2.28	-2.03	-31.80	-4.56	-4.57	112.7
6518.37	2.83	-2.46	-31.37	-4.59	-4.60	64.0
Fe II						
4233.17	2.58	-1.97	-32.01	-4.64	-4.64	132.1

*продолжается дальше*

$\lambda$ , Å	$E_{\text{exc}}$ , эВ	log gf	log $C_6$	log $A_{NLTE}$	log $A_{LTE}$	EW, mÅ
4508.29	2.84	-2.44	-32.00	-4.48	-4.48	93.0
4582.83	2.83	-3.18	-32.03	-4.54	-4.54	57.7
4620.52	2.82	-3.21	-32.02	-4.63	-4.63	53.9
4923.93	2.88	-1.26	-32.03	-4.69	-4.69	196.1
5018.44	2.88	-1.10	-32.04	-4.72	-4.72	219.1
5197.58	3.22	-2.22	-32.02	-4.58	-4.58	85.4
5264.81	3.22	-3.13	-32.01	-4.48	-4.48	49.2
5284.11	2.88	-3.11	-32.04	-4.57	-4.57	60.3
5325.55	3.21	-3.16	-32.03	-4.55	-4.55	45.2
5414.07	3.21	-3.58	-32.02	-4.52	-4.52	29.8
5425.26	3.20	-3.22	-32.04	-4.56	-4.56	43.4
5991.38	3.15	-3.55	-32.05	-4.58	-4.58	32.1
6239.95	3.89	-3.46	-32.00	-4.55	-4.55	13.2
6247.56	3.89	-2.30	-32.00	-4.58	-4.58	55.0
6369.46	2.89	-4.11	-32.06	-4.59	-4.59	20.7
6432.68	2.89	-3.57	-32.07	-4.56	-4.56	43.2
6456.38	3.90	-2.05	-32.00	-4.59	-4.59	66.9

$gf$ -величины из работ [73–76] и [77] для Fe I и из [78] для Fe II.

### 2.3. Тестирование спектроскопического метода

При определении параметров мы действовали следующим образом. Сначала мы выбрали звёзды, для которых эффективная температура и ускорение силы тяжести определены независимыми от спектроскопическими методами, а именно,  $T_{\text{eff}}$  – методом инфракрасного потока и  $\log g$  из известного соотношения между  $\log g$ , массой звезды  $M$ ,  $T_{\text{eff}}$  и абсолютной болометрической звёздной величиной  $M_{\text{bol}}$ :

$$[g] = [M] + 4[T_{\text{eff}}] + 0.4 (M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot}).$$

Здесь квадратные скобки обозначают логарифм величины по отношению к солнечному значению. Звёздные величины  $M_{\text{bol}}$  получены по  $V$  из [94, 95], ревизованные параллаксы со спутника HIPPARCOS [96], и болометрические поправки из работы [97]. Для Солнца мы приняли абсолютную звёздную величину  $M_{V\odot} = 4.87$  и болометрическую поправку  $-0.12$ . Масса звёзд была оценена по положению на диаграмме  $M_{\text{bol}} - \log T_{\text{eff}}$  с помощью Дартмурских изохрон [98]. Мы считаем параметры звезды надежными, если эффективная температура определена методом ИК потока в нескольких работах, и ошибка в параллаксе не превышает 10 %, что трансформируется в ошибку  $\log g$  не больше 0.1 dex. Таким критериям удовлетворяют 20 звёзд выборки, они обозначены в Таблице 2.4 как звёзды-стандарты. Параметры атмосфер остальных звёзд были определены или скорректированы на основе спектроскопического метода по линиям Fe I и Fe II с учётом отклонений от ЛТР.

Таблица 2.3. Разница в содержании Fe I–Fe II для трёх избранных звёзд при разных сценариях формирования линий.

HD	ЛТР	не-ЛТР, $S_H$		
		1	0.5	0.1
84937	-0.06	-0.02	0.00	0.11
94028	-0.06	-0.05	-0.04	-0.01
140283	-0.06	-0.04	-0.02	0.10

В атмосферах FGK звёзд линии Fe I ослабевают с повышением  $T_{\text{eff}}$ , и содержание по ним растёт, при этом они почти нечувствительны к изменению в  $\log g$ . Линии Fe II, наоборот, слабо меняются при изменении  $T_{\text{eff}}$ , но ослабевают с повышением  $\log g$ . При фиксированной  $T_{\text{eff}}$   $\log g$  можно получить по согласованию среднего содержания по линиям Fe I и Fe II. Однако, при определении  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  по линиям Fe I и Fe II нужно быть внимательными. Поскольку изменение  $T_{\text{eff}}$  ведёт к изменению  $\log g$ , но сохранению ионизационного равновесия. В этой работе мы используем неспектроскопическую температуру (по методу ИК потока), проверяя полученные  $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]$  с помощью эволюционных треков.

Для каждой стандартной звезды получено содержание по линиям Fe I и Fe II при разных сценариях формирования линий, а именно: не-ЛТР с  $S_H = 0.1, 0.5, 1$  и ЛТР, и найдено, какой из них ведёт к согласию содержания по двум стадиям ионизации. Мы получили маленькие отклонения от ЛТР для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ . В этом диапазоне металличности  $\Delta_{\text{NLTE}} = \log A_{\text{NLTE}} - \log A_{\text{LTE}}$  не превышает 0.04 dex при  $S_H = 0.5$ , и разница в не-ЛТР содержании между  $S_H = 0.1$  и 0.5 меньше 0.04 dex. Три из шести звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$  холодные, с  $T_{\text{eff}} < 5400$  K, они не подходят для калибровки  $S_H$  из-за маленьких  $\Delta_{\text{NLTE}} < 0.02$  dex. В Табл.2.3 приведена разница в содержании по линиям Fe I и Fe II, полученная с разным  $S_H$ , для трёх звёзд-стандартов с наибольшими не-ЛТР эффектами. Для каждой из них допустимая разница в содержании, не больше 0.05 dex, достигается при  $S_H = 0.5$  и 1. Для дальнейших не-ЛТР расчётов для Fe I-II мы выбрали  $S_H = 0.5$ .

Спектроскопические параметры атмосфер получены за несколько этапов. Для каждой звезды первоначально мы принимали  $T_{\text{eff}} = T_{\text{IRFM}}$ , где есть данные, или же  $T_{\text{eff}} = T_{b-y}$  и  $\log g = \log g_{\text{Hip}}$ . Эффективная температура и ускорение силы тяжести корректировались до тех пор, пока не было достигнуто согласие по Fe I и Fe II.

## 2.4. Эффективная температура

Несмотря на то, что для отдельных звёзд выборки эффективные температуры найдены методом ИК потока в нескольких работах, [99], [100], [101], [102], среди них нет ни одной, где имеются данные для всех звёзд нашей выборки. Рис. 2.1 (слева) показывает разницу в  $T_{\text{eff}}$  между разными авторами для одних и тех же звёзд. Видно, что  $T_{\text{eff}}$  [102, C11] систематически выше, чем у [99, A96], со средней разницей  $\Delta T_{\text{IRFM}}(\text{C11} - \text{A96}) = 114 \pm 62$  К для 25 звёзд. Разница между C11 и [100, GB09] меньше,  $\Delta T_{\text{IRFM}}(\text{C11} - \text{GB09}) = 32 \pm 83$  К для 26 звёзд. Здесь мы не учитываем двух резко выделяющихся звёзд, HD 34411 и HD 142373, с большими ошибками в  $T_{\text{IRFM}}$  в 479 К и 342 К, соответственно, что вызвано использованием фотометрических данных из 2MASS для ярких звёзд.

Мы использовали четыре набора эффективных температур, полученных из показателей цвета  $b-y$  и  $V-K$  с двумя калибровками [101, C10] и [103]. Величины  $V$  и  $b-y$  взяты из работ [94, 95] для 45 звёзд, и величины в  $K$  из каталога 2MASS [104] для 24 звёзд. Рис. 2.1 показывает разницу между  $T_{\text{IRFM}}$  и  $T_{b-y}$  для обеих калибровок. С использованием калибровки C10 мы получили хорошее согласие  $T_{b-y}$  и  $T_{V-K}$  с  $T_{\text{eff}}$ , полученной методом ИК потока, с  $T_{\text{IRFM}}(\text{C11}) - T_{b-y}(\text{C10}) = 10 \pm 46$  К (42 звезды) и  $T_{\text{IRFM}}(\text{C11}) - T_{V-K}(\text{C10}) = 22 \pm 68$  К (21 звезда). Для калибровки [103] разница больше, и  $T_{\text{IRFM}}(\text{A96}) - T_{b-y} = 41 \pm 78$  К (25 звёзд) и  $T_{\text{IRFM}}(\text{A96}) - T_{V-K} = 72 \pm 58$  К (12 звёзд).

Для звёзд-стандартов нам хотелось бы использовать эффективные температуры, полученные методом ИК потока, из одного источника. Только в работе GB09 имеются  $T_{\text{eff}}$  для всех звёзд нашей выборки. Используя  $T_{\text{IRFM}}$  из GB09, у нас не получилось добиться согласия содержания по Fe I и Fe II, а так же согласия в содержании по линиям Fe I с разной энергией возбуждения для половины звёзд-стандартов ни при ЛТР, ни при не-ЛТР. Для каждой звезды были проверены все из доступных  $T_{\text{eff}}$  из A96, GB09, C10, and C11, с соответствующими им  $\log g_{\text{Hip}}$  путём получения разницы в не-ЛТР содержании между Fe I и Fe II и наклоном  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $E_{\text{exc}}$  для Fe I. Для шести звёзд наиболее подходящие им  $T_{\text{IRFM}}$  были изменены в пределах 50 К для выполнения требований спектроскопической проверки. Окончательные эффективные температуры приведены в Табл. 2.4.

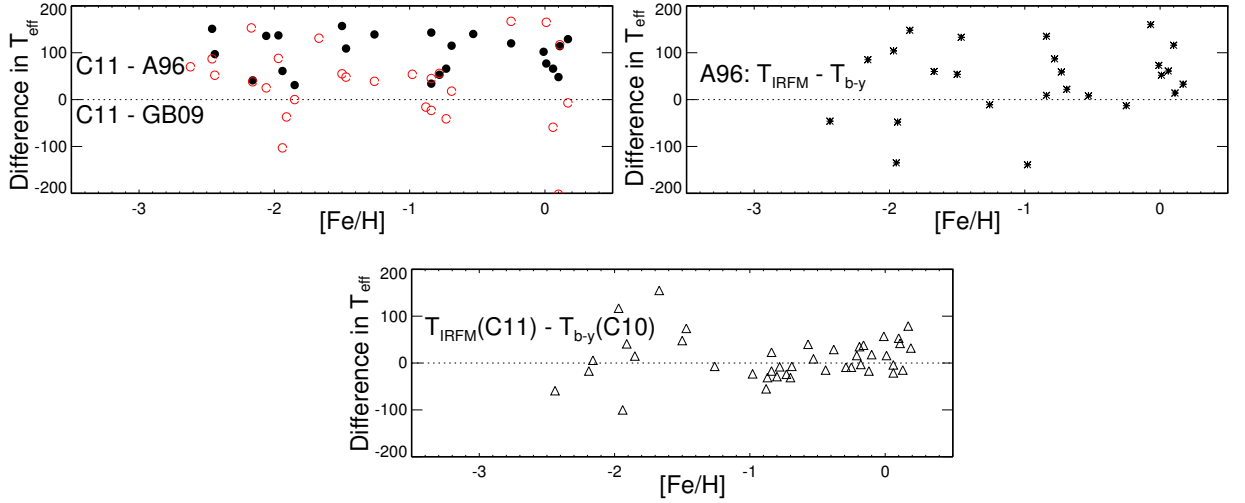


Рис. 2.1. Левый рисунок: разница в эффективных температурах, полученных методом ИК потока, между [102, C11] и [99, A96] (закрашенные кружки) и между C11 и [100, GB09] (незакрашенные кружки) для звёзд выборки. Правый рисунок: разница  $T_{\text{IRFM}}(\text{A96}) - T_{b-y}[103]$ . Нижний рисунок: разница  $T_{\text{IRFM}}(\text{C11}) - T_{b-y}[101, \text{C10}]$ .

## 2.5. Ускорение силы тяжести, металличность, микротурбулентная скорость

Для звёзд-стандартов у нас получилось добиться согласия не-ЛТР содержания по линиям Fe I и Fe II в пределах 0.06 dex. Эту величину мы приняли допустимой разницей между Fe I и Fe II, когда стали определять параметры для оставшихся звёзд спектроскопическим способом. Для каждой отдельной звезды мы первоначально принимали фотометрическую температуру,  $T_{\text{IRFM}}$  или  $T_{b-y}$ , и ускорение силы тяжести, вычисленное по параллаксам со спутника HIPPARCOS,  $\log g_{\text{Hip}}$ .  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  варьировались в пределах ошибок, пока не была достигнута разница в не-ЛТР содержании по Fe I и Fe II, не превышающая 0.06 dex, а также одинаковое содержание по линиям Fe I с разной  $E_{\text{exc}}$ . Микротурбулентная скорость подбиралась так, чтобы линии Fe I с разной эквивалентной шириной давали одинаковое содержание.

Использование дифференциального подхода относительно Солнца заметно уменьшает разброс содержания по разным линиям у звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ . Например, дисперсия уменьшается от  $\sigma = 0.10$  dex до  $\sigma = 0.04$  dex для линий Fe I и от  $\sigma = 0.08$  dex до  $\sigma = 0.05$  dex для линий Fe II при абсолютном и дифференциальном подходе в случае HD 22484 (6000/4.07/0.01, Рис. 2.2). Для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$  дифференциальный подход не так эф-

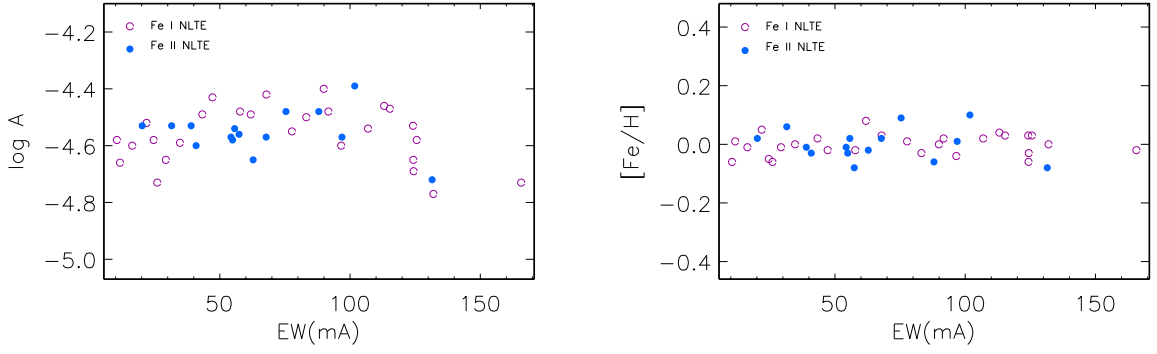


Рис. 2.2. Абсолютное (левый рисунок) и дифференциальное (правый рисунок) не-ЛТР содержание по линиям Fe I (незакрашенные кружки) и Fe II (закрашенные кружки) для HD 22484.

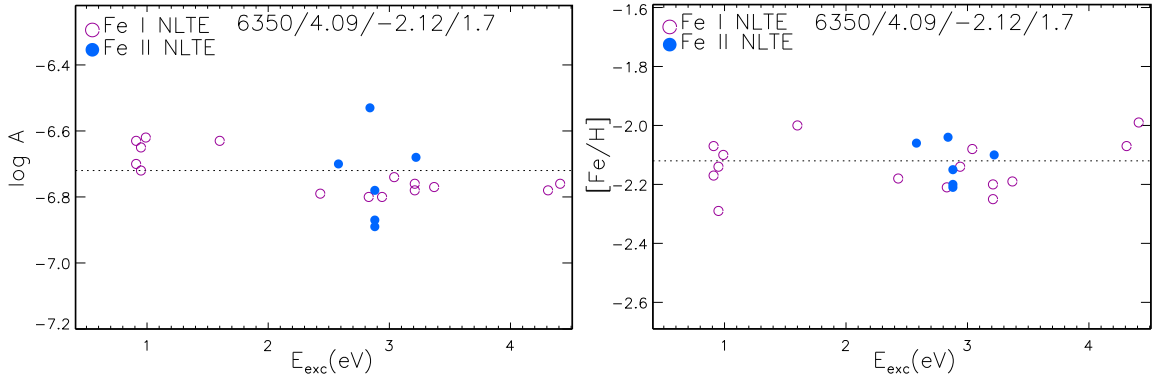


Рис. 2.3. Абсолютное (левый рисунок) и дифференциальное (правый рисунок) не-ЛТР содержание по линиям Fe I (незакрашенные кружки) и Fe II (закрашенные кружки) для HD 84937.

эффективно уменьшает разброс в содержании по разным линиями. Например, для HD 84937 (6350/4.09/-2.12) разброс уменьшается для Fe II, но не для Fe I (Рис. 2.3). При использовании линий Fe I с  $E_{\text{exc}} > 2$  eV мы получили  $\sigma = 0.035$  dex и 0.078 dex при абсолютном и дифференциальном подходе, соответственно. Это, вероятно, связано с ошибками постоянных ван Дер Ваальсовского уширения,  $C_6$ . Те линии, которые легко могут быть измерены у звёзд с дефицитом металлов, имеют сильные крылья в спектре Солнца (например, линия Fe I 5383 Å, Рис. 2.4). Для такой линии ошибка в полученном солнечном содержании вносит неопределённость как в  $gf$ -, так и в  $C_6$ -величины. При анализе звёзд с дефицитом металлов дифференциальный подход устраняет ошибки в  $gf$ , но не в  $C_6$ .

Наши результаты основаны на содержании по линиям Fe I с  $E_{\text{exc}} > 2$  eV, но для большинства звёзд мы также проверили содержание по линиям с более низкой энергией возбуждения. Для звёзд с близкой к солнечной металличности мы не нашли разницы в

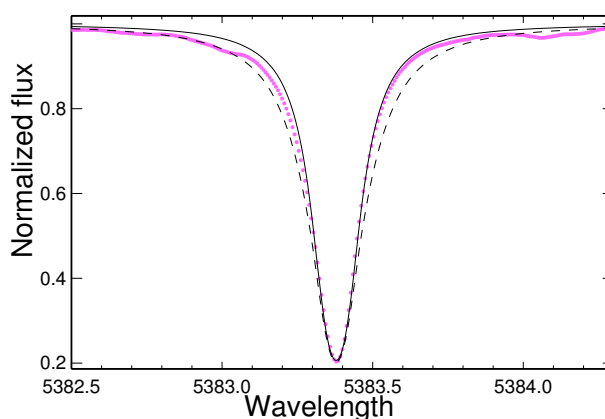


Рис. 2.4. Профиль линии Fe I 5383 Å, рассчитанный в не-ЛТР с  $\log C_6 = -30.370$  [80, штриховая кривая] и  $\log C_6 = -31.095$  [105, непрерывная кривая], в солнечном спектре [82, точки]. Содержание железа,  $\log \varepsilon Fe = -4.54$ , в обоих случаях. Для наилучшего воспроизведения наблюдаемого спектра с  $\log C_6 = -30.370$ , необходимо содержание  $\log \varepsilon Fe = -4.72$ .

содержании по линиям, образующихся с уровней высокого и низкого возбуждения. Для звёзд с низкой металличностью, например, HD 84937, при абсолютном содержании наблюдается тренд с  $E_{\text{exc}}$ , который устраняется при дифференциальном подходе (Рис. 2.3).

Влияние отклонений от ЛТР на определение параметров атмосфер можно оценить по результатам не-ЛТР расчётов для Fe I-Fe II и чувствительности линий железа к изменению  $\log g$ . Поскольку не-ЛТР ведёт к ослаблению линий Fe I, но не влияет на линии Fe II вплоть до чрезвычайно низких металличностей, согласие содержания по линиям Fe I и Fe II достигается в не-ЛТР при более высоком ускорении силы тяжести по сравнению с ЛТР. Для звёзд нашей выборки разница в  $\log g$  порядка 0.1 dex при  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ , 0.2 dex при  $-2.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.8$  и достигает 0.45 dex для субгиганта с наименьшей металличностью BD  $-13^\circ$  3442 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.62$ ).

## 2.6. Проверка полученных параметров с помощью эволюционных треков

Полученную эффективную температуру и ускорение силы тяжести для каждой звезды мы проверили путём сравнения её положения на плоскости  $\log g - T_{\text{eff}}$  с эволюцион-



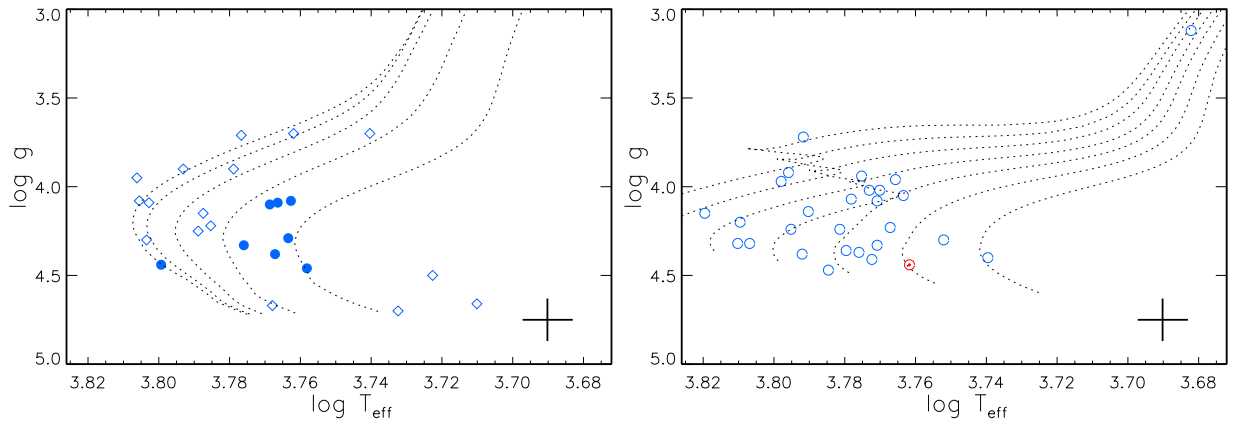


Рис. 2.5. Левый рисунок: звёзды толстого диска (закрашенные кружки) и гало (ромбы) и сетка эволюционных треков, рассчитанных для  $M = 0.75 M_{\odot}$  и  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-2.75$  до  $-0.75$  (слева направо), с шагом  $0.5 \text{ dex}$ . Правый рисунок: звёзды тонкого диска (незакрашенные кружки) и треки, рассчитанные для солнечной металличности и  $M = 0.9 M_{\odot}$  и  $1.5 M_{\odot}$ , с шагом  $0.1 M_{\odot}$ . Крестиком показаны типичные ошибки в  $\log g$  и  $T_{\text{eff}}$   $0.12 \text{ dex}$  и  $80 \text{ K}$ , соответственно.

ными треками из сетки Йи и др. [106], рассчитанной для заданной  $[\text{Fe}/\text{H}]$  и содержания  $\alpha$ -элементов (Рис. 2.5). Масса звезды, соответствующая треку, который наилучшим образом согласуется с положением звезды на плоскости  $\log g - T_{\text{eff}}$ , приведена в Табл. 2.4. Полученные массы принимают значения от  $0.60$  до  $0.85$  масс Солнца для звёзд толстого диска и гало, что не противоречит их эволюционному статусу и возрасту. Для звёзд тонкого диска получены массы от  $0.85 M_{\odot}$  до  $1.5 M_{\odot}$  и возраста от  $1$  до  $9$  миллиардов лет.

## 2.7. Итоговые параметры атмосфер

Итоговые параметры атмосфер и разница в содержании между Fe I и Fe II в не-ЛТР и ЛТР приведены в Таблице 2.4. За металличность  $[\text{Fe}/\text{H}]$  мы приняли дифференциальное не-ЛТР содержание по линиям Fe II, хотя разница между Fe I и Fe II нигде не превышает  $0.06 \text{ dex}$ . Разница содержания Fe I – Fe II также показана на Рис. 2.6. В не-ЛТР она не показывает систематических трендов от параметров атмосферы.

На Рис. 2.7 показаны коэффициенты регрессии, полученные для содержания железа по линиям Fe I в зависимости от энергии возбуждения нижнего уровня,  $d[\text{Fe}/\text{H}]/dE_{\text{exc}}$ , для звезд выборки. Эти величины не показывают систематической зависимости от эффективной температуры, и  $d[\text{Fe}/\text{H}]/dE_{\text{exc}} = 0.0044 \text{ dex/eV}$ , в среднем. Существует слабая зависимость от металличности для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ , однако, величина этих коэффи-

Таблица 2.4. Параметры звёзд выборки.

HD, BD,	$T_{\text{eff}}$ , К	$\log g$	[Fe/H]	$\xi_t$ , км с <sup>-1</sup>	масса, $M_{\odot}$	Fe I - Fe II ЛТР	Fe I - Fe II He-ЛТР	$N_{\text{FeI}}$	$N_{\text{FeII}}$
<b>Звёзды-стандарты</b>									
19373	6045 ± 80	4.24 ± 0.05	0.10 ± 0.05	1.2	1.11	0.06 ± 0.09	0.06 ± 0.09	26	15
22484	6000 ± 100	4.07 ± 0.05	0.01 ± 0.04	1.1	1.18	-0.02 ± 0.07	0.00 ± 0.07	27	16
22879	5800 ± 90	4.29 ± 0.07	-0.84 ± 0.07	1.0	0.75	-0.06 ± 0.08	-0.03 ± 0.08	23	14
30562	5900 ± 85	4.08 ± 0.05	0.17 ± 0.08	1.3	1.12	0.02 ± 0.09	0.02 ± 0.09	26	16
34411	5850 ± 100	4.23 ± 0.05	0.01 ± 0.03	1.2	1.10	-0.01 ± 0.05	-0.02 ± 0.05	26	15
49933	6600 ± 80	4.15 ± 0.05	-0.47 ± 0.07	1.7	1.11	-0.05 ± 0.08	-0.04 ± 0.08	26	15
59374	5850 ± 55	4.38 ± 0.09	-0.88 ± 0.05	1.2	0.75	-0.06 ± 0.09	-0.02 ± 0.09	24	15
59984	5930 ± 100	4.02 ± 0.06	-0.69 ± 0.07	1.4	0.89	-0.06 ± 0.10	-0.06 ± 0.10	23	18
64090	5400 ± 70	4.70 ± 0.08	-1.73 ± 0.07	0.7	0.62	-0.02 ± 0.09	-0.02 ± 0.09	22	11
69897	6240 ± 70	4.24 ± 0.05	-0.25 ± 0.04	1.4	1.15	-0.06 ± 0.07	-0.04 ± 0.07	28	15
84937	6350 ± 85	4.09 ± 0.08	-2.12 ± 0.07	1.7	0.76	-0.06 ± 0.11	0.00 ± 0.12	12	7
94028	5970 ± 130	4.33 ± 0.08	-1.47 ± 0.04	1.3	0.70	-0.06 ± 0.07	-0.04 ± 0.07	20	15
102870	6170 ± 80	4.14 ± 0.04	0.11 ± 0.06	1.5	1.35	-0.03 ± 0.07	-0.01 ± 0.07	23	14
103095	5130 ± 65	4.66 ± 0.08	-1.26 ± 0.08	0.9	0.60	0.01 ± 0.11	0.01 ± 0.11	22	8
105755	5800 ± 55	4.05 ± 0.09	-0.73 ± 0.05	1.2	0.85	-0.01 ± 0.06	0.00 ± 0.06	23	15
114710	6090 ± 80	4.47 ± 0.05	0.06 ± 0.06	1.1	1.17	0.03 ± 0.07	0.04 ± 0.06	26	15
134169	5890 ± 80	4.02 ± 0.07	-0.78 ± 0.07	1.2	0.87	0.01 ± 0.09	0.06 ± 0.09	26	18
140283	5780 ± 55	3.70 ± 0.07	-2.46 ± 0.07	1.6	0.80	-0.06 ± 0.09	-0.02 ± 0.09	20	14
142091	4810 ± 65	3.12 ± 0.06	-0.07 ± 0.10	1.2	1.16	0.05 ± 0.13	0.05 ± 0.12	20	13
+66° 0268	5300 ± 80	4.72 ± 0.11	-2.06 ± 0.15	0.6	0.60	-0.03 ± 0.16	-0.03 ± 0.16	21	9
<b>Звёзды со спектроскопическими параметрами</b>									
24289	5980	3.71	-1.94 ± 0.17	1.1	0.83	-0.10 ± 0.19	-0.03 ± 0.19	16	10
30743	6450	4.20	-0.44 ± 0.07	1.8	1.08	-0.03 ± 0.09	0.01 ± 0.09	26	18
43318	6250	3.92	-0.19 ± 0.08	1.7	1.26	-0.05 ± 0.13	-0.01 ± 0.09	28	15
45067	5960	3.94	-0.16 ± 0.06	1.5	1.18	-0.03 ± 0.07	-0.01 ± 0.07	24	16
45205	5790	4.08	-0.87 ± 0.03	1.1	0.82	-0.08 ± 0.07	-0.05 ± 0.07	23	16
52711	5900	4.33	-0.21 ± 0.05	1.2	0.97	0.03 ± 0.07	0.05 ± 0.07	26	16
58855	6410	4.32	-0.29 ± 0.05	1.6	1.15	-0.01 ± 0.08	0.01 ± 0.07	26	15
62301	5840	4.09	-0.70 ± 0.04	1.3	0.85	-0.07 ± 0.08	-0.04 ± 0.08	29	16
74000	6225	4.13	-1.97 ± 0.07	1.3	0.76	-0.08 ± 0.10	-0.02 ± 0.10	15	7
76932	5870	4.10	-0.98 ± 0.05	1.3		-0.01 ± 0.07	0.03 ± 0.08	27	16
82943	5970	4.37	0.19 ± 0.04	1.2	1.17	0.01 ± 0.06	0.01 ± 0.06	25	13
89744	6280	3.97	0.13 ± 0.03	1.7	1.50	0.01 ± 0.05	0.02 ± 0.06	26	13
90839	6195	4.38	-0.18 ± 0.05	1.4	1.10	0.04 ± 0.07	0.06 ± 0.07	28	17
92855	6020	4.36	-0.12 ± 0.03	1.3	1.08	0.00 ± 0.06	0.02 ± 0.05	24	11
99984	6190	3.72	-0.38 ± 0.04	1.8	1.33	-0.01 ± 0.07	0.03 ± 0.07	24	15
100563	6460	4.32	0.06 ± 0.08	1.6	1.30	0.00 ± 0.10	0.02 ± 0.10	23	10
106516	6300	4.44	-0.73 ± 0.06	1.5	0.95	-0.03 ± 0.08	0.00 ± 0.08	22	15
108177	6100	4.22	-1.67 ± 0.05	1.1	0.72	-0.08 ± 0.13	-0.06 ± 0.14	16	5
110897	5920	4.41	-0.57 ± 0.04	1.2	0.85	0.03 ± 0.05	0.05 ± 0.05	29	18
115617	5490	4.40	-0.10 ± 0.05	1.1	0.93	-0.04 ± 0.08	-0.05 ± 0.08	26	13
134088	5730	4.46	-0.80 ± 0.05	1.1	0.75	-0.02 ± 0.07	0.00 ± 0.07	25	15
138776	5650	4.30	0.24 ± 0.05	1.3	0.93	0.02 ± 0.10	0.00 ± 0.10	21	11
142373	5830	3.96	-0.54 ± 0.05	1.4	0.95	-0.02 ± 0.07	-0.02 ± 0.07	28	17
-4° 3208	6390	4.08	-2.20 ± 0.09	1.4	0.77	-0.08 ± 0.11	0.00 ± 0.11	16	11
-13° 3442	6400	3.95	-2.62 ± 0.09	1.4	0.79	-0.14 ± 0.11	0.00 ± 0.11	8	5
+7° 4841	6130	4.15	-1.46 ± 0.05	1.3	0.79	0.00 ± 0.09	0.02 ± 0.08	21	17
+9° 0352	6150	4.25	-2.09 ± 0.04	1.3	0.70	-0.01 ± 0.07	0.03 ± 0.07	15	6
+24° 1676	6210	3.90	-2.44 ± 0.09	1.5	0.78	-0.06 ± 0.12	0.04 ± 0.12	12	5
+29° 2091	5860	4.67	-1.91 ± 0.08	0.8	0.70	-0.05 ± 0.10	-0.05 ± 0.10	18	10
+37° 1458	5500	3.70	-1.95 ± 0.09	1.0		-0.07 ± 0.11	-0.05 ± 0.11	21	14
G090-003	6010	3.90	-2.04 ± 0.06	1.3	0.78	-0.06 ± 0.10	-0.02 ± 0.10	17	12

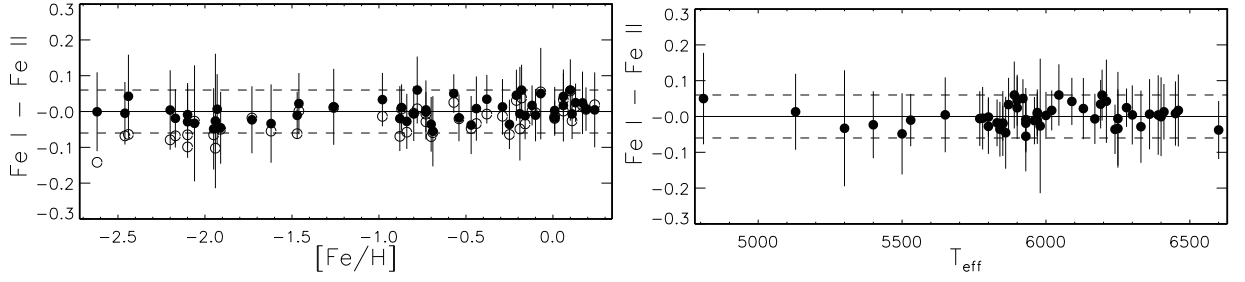


Рис. 2.6. Не-ЛТР (закрашенные кружки) и ЛТР (незакрашенные кружки, только на левом рисунке) разница содержания Fe I – Fe II для звёзд выборки. Штриховой линией показана допустимая разница в  $\pm 0.06$  dex.

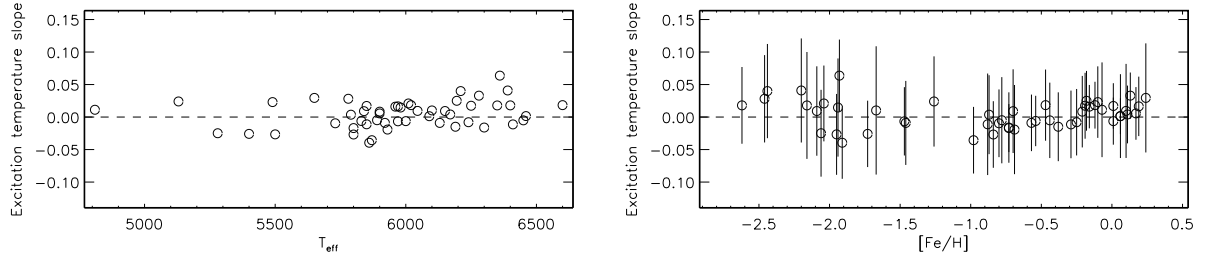


Рис. 2.7. Коэффициенты регрессии, полученные для содержания железа по линиям Fe I в зависимости от энергии возбуждения нижнего уровня ( $d[\text{Fe}/\text{H}]/dE_{\text{exc}}$ ), для звёзд выборки в зависимости от  $T_{\text{eff}}$  (слева) и  $[\text{Fe}/\text{H}]$  (справа).

циентов рана нулю в пределах ошибок определения. Разброс данных больше для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.8$  по сравнению со звёздами с более высокой металличностью из-за меньшего числа наблюдаемых линий Fe I.

На Рис. 2.8 показано сравнение  $\log g$ , полученных нами по линиям Fe I/Fe II в не-ЛТР и вычисленных по параллаксам со спутника Hipparcos, для 20 звёзд выборки, которые не принадлежат к звёздам-стандартам, но имеют достаточно маленькую ошибку параллакса, меньше 10%. Разница между ними мала, в среднем  $\Delta \log g(\text{Sp} - \text{Hip}) = 0.008 \pm 0.037$  dex, и не показывает систематической зависимости от  $\log g$  и  $T_{\text{eff}}$ . Учитывая то, что для каждой звезды-стандарта достигается согласие по линиям Fe I и Fe II с  $\log g_{\text{Hip}}$ , можно сделать вывод о том, что спектроскопический метод определения  $\log g$  работает в диапазоне параметров  $5130 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6600 \text{ K}$  и  $3.12 \leq \log g \leq 4.66$ . Исключение составляет HD 64090, для которой мы определили  $\log g_{\text{Sp}} = 4.70$ , что на 0.13 dex больше, чем  $\log g_{\text{Hip}}$ . Таким образом, мы не подтверждаем вывода Бенсби и др. [11] о зависимости  $\Delta \log g(\text{Sp} - \text{Hip})$  от температуры для холодных карликов ( $T_{\text{eff}} < 5300 \text{ K}$ ,  $\log g > 4.2$ ).

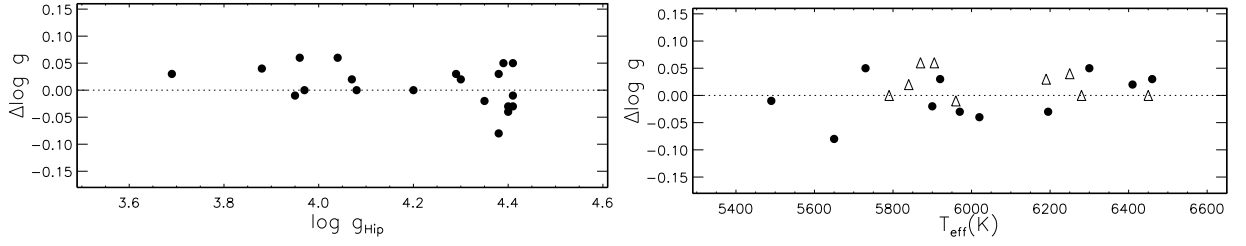


Рис. 2.8. Разница между  $\log g$ , полученными нами по линиям Fe I/Fe II в не-ЛТР и вычисленными по параллаксам со спутника Hipparcos, для 20 звёзд выборки, которые не принадлежат к звёздам-стандартам, но имеют достаточно маленькую ошибку параллакса, меньше 10%. На правом рисунке звёзды с  $\log g_{Hip} > 4.2$  и  $\leq 4.2$  показаны закрашенными кружками и треугольниками, соответственно.

Коэффициенты регрессии  $[\text{Fe}/\text{H}]$  в зависимости от эквивалентной ширины в среднем равны  $-0.0002 \text{ dex}/\text{m}\text{\AA}$ . На основе полученных для каждой звезды выборки параметров атмосферы, в том числе и микротурбулентной скорости  $\xi_t$ , мы построили аппроксимацию для  $\xi_t$ :

$$\xi_t = -0.21 + 0.06 \times [\text{Fe}/\text{H}] + 5.6 \times (T_{\text{eff}}/10^4) - 0.43 \times \log g. \quad (2.1)$$

Микротурбулентная скорость растёт с повышением  $T_{\text{eff}}$  и понижением  $\log g$ . Зависимость от металличности слабая. Подобные соотношения были построены другими авторами, например, в работах [107], [1], [108] и [109]. В первых трёх работах из перечисленных не учитывалась зависимость от металличности, из-за небольшого диапазона  $[\text{Fe}/\text{H}]$  у их выборки. Использование формулы (2.1) приводит к  $\xi_t = 1.1 \text{ km s}^{-1}$  и  $1.4 \text{ km s}^{-1}$  для параметров солнечной атмосферы и  $6000/4.0/-1.0$ , соответственно. Для сравнения, соответствующие величины равны  $1.1 \text{ km s}^{-1}$  и  $1.5 \text{ km s}^{-1}$  по формуле из работы [109].

## 2.8. Ошибки полученных параметров атмосфер

Мы оцениваем ошибки полученных параметров атмосфер следующим образом. Для звёзд-стандартов мы взяли ошибки  $T_{\text{IRFM}}$ , как они приведены в оригинальных работах. Ошибка определения ускорения силы тяжести, основанном на параллаксе, вычислена как корень из суммы квадратов ошибок параллакса, эффективной температуры, массы, звёздной величины в фильтре V и болометрической поправки:

$$\sigma_{\log g}^2 = (2\sigma_{\log \pi})^2 + (4\sigma_{\log T})^2 + \sigma_{\log M}^2 + (0.4\sigma_V)^2 + (0.4\sigma_{\text{BC}})^2.$$

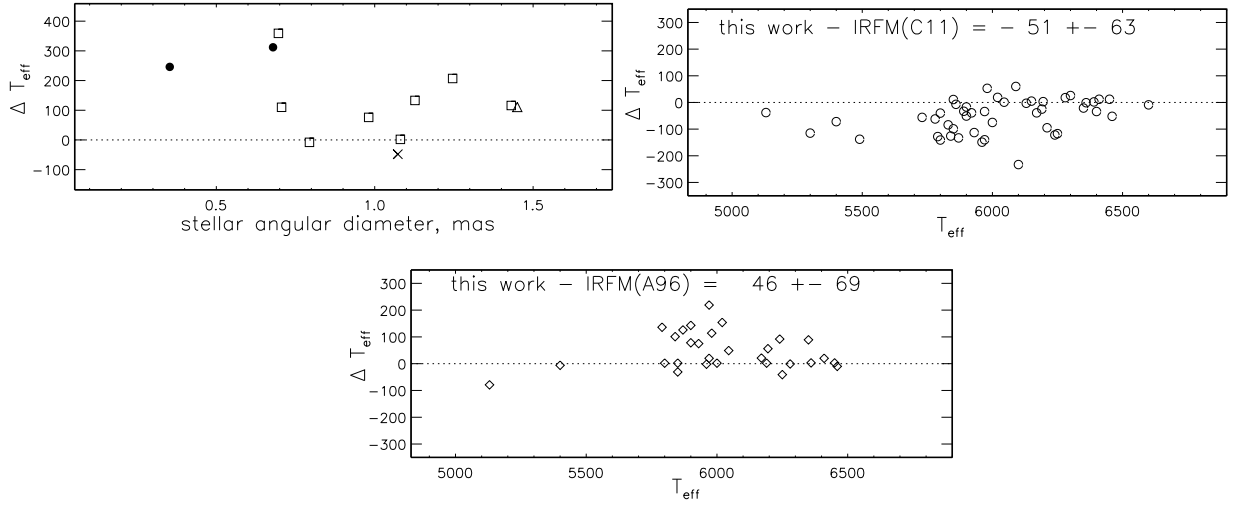


Рис. 2.9. Разница между эффективными температурами, полученными нами и другими авторами. Левый рисунок: интерферометрические данные [110, 111, квадраты], [112, 113, закрашенные кружки], [114, треугольники], и [115, крестики]. Подробное сравнение в разд. 2.9. Правый и нижний рисунок: данные для температур, полученных методом ИК потока, из работы [102] и [103], соответственно.

Неопределённость в величине  $V$  и болометрической поправке вместе вносят ошибку меньше 0.01 dex в полную ошибку  $\log g$ . Вклад ошибки в  $T_{\text{eff}}$  нигде не превышает 0.03 dex. Массы звёзд надёжно зафиксированы с помощью эволюционных треков, их ошибки не превышают  $0.1 M_{\odot}$ , что переходит в ошибку 0.04 dex в  $\sigma_{\log g}$ .

На Рис. 2.9 мы сравниваем полученные нами  $T_{\text{eff}}$  с температурами, полученными C11 и A96 методом ИК потока. Для общих с C11 47 звёзд полученные нами температуры, в среднем ниже на 51 К. По сравнению с A96 мы, наоборот, получили в среднем на 46 К более высокие температуры для 29 общих звёзд. Мы также отмечаем, что случайные ошибки разницы между температурами (наши – C11) и (наши – A96) близки и равны 63 К и 69 К, соответственно. На основе этих сравнений мы оценили систематические и случайные ошибки  $T_{\text{eff}}$  для 31 звезды с параметрами, полученными спектроскопическим методом, как 50 К и 70 К, соответственно.

Для 20 звёзд со спектроскопическими  $\log g_{Sp}$ , ошибка параллакса меньше 10%, и вычисленные  $\log g_{Hip}$  достаточно точны. На Рис. 2.8, показана разница между спектроскопическим и вычисленным по параллаксу  $\log g$ , которая в среднем составляет  $\log g_{Sp} - \log g_{Hip} = 0.008 \pm 0.037$  dex. На основании этой величины мы оцениваем ошибку в  $\log g_{Sp}$  как 0.04 dex.

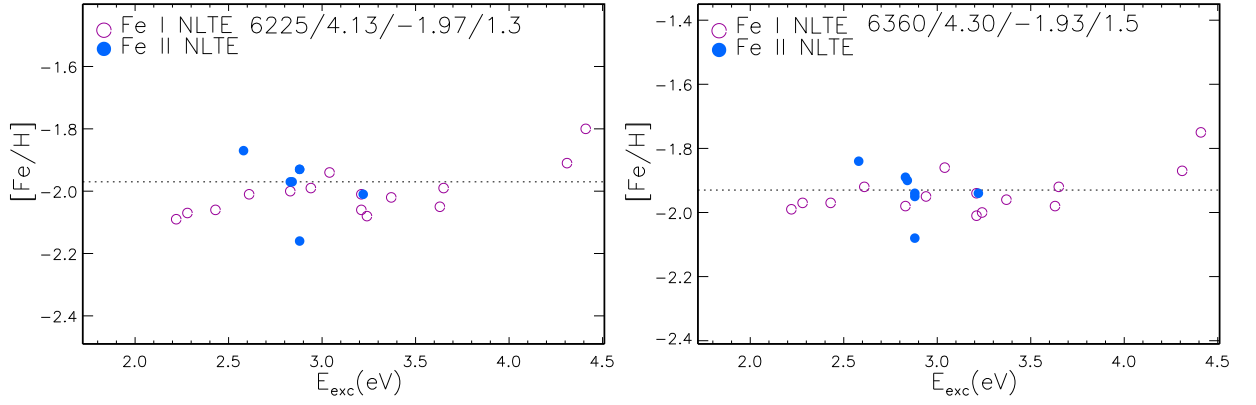


Рис. 2.10. Влияние изменений  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  на дифференциальное не-ЛТЭ содержание по линиям Fe I (незакрашенные кружки) и Fe II (закрашенные кружки) в HD 74000. Левый рисунок соответствует принятым нами параметрам,  $T_{\text{eff}} = 6225$  К,  $\log g = 4.13$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.97$ , а правый  $T_{\text{eff}} = 6360$  К,  $\log g = 4.30$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.93$ . Разница в не-ЛТЭ содержании Fe I – Fe II =  $-0.03$  dex и  $+0.01$  dex, соответственно.

Случайная ошибка  $[\text{Fe}/\text{H}]$  вычислена как дисперсия,  $\sigma$ , по линиям Fe II для каждой звезды отдельно.

Случайная ошибка микротурбулентной скорости принята одинаковой для всех звёзд выборки и вычислена как дисперсия регрессии (2.1), что составляет  $0.14 \text{ км с}^{-1}$ .

Мы отмечаем, что ошибка в параметрах, полученных спектроскопическим методом, в отдельных случаях может быть больше, чем указано выше. Например, для звезды гало HD 74000 мы приводим два набора  $T_{\text{eff}}/\log g$ , оба из которых ведут к согласию содержания по линиям Fe I и Fe II, линиям Fe I с разной  $E_{\text{exc}}$  (Рис. 2.10) и к допустимым возрастам. Это  $T_{\text{eff}} = 6225$  К,  $\log g = 4.13$ , и  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.97$  с возрастом 15 миллиардов лет и  $T_{\text{eff}} = 6360$  К,  $\log g = 4.30$ , и  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.93$  с  $\tau = 13.5$  миллиардов лет. Первый набор параметров получен с  $T_{\text{IRFM}}(\text{A96})$ , второй – с  $T_{\text{IRFM}}(\text{C11})$ . Изменение  $T_{\text{eff}}$  на  $+135$  К ведёт к изменению  $\log g$  на  $+0.17$  dex, и оба набора параметров атмосфер ведут к допустимому возрасту. Нельзя отдать предпочтение одному из наборов на основе сравнения  $\log g_{Sp}$  с  $\log g_{Hip} = 4.16 \pm 0.16$  для  $T_{\text{eff}} = 6225$  К и  $\log g_{Hip} = 4.20 \pm 0.16$  для  $T_{\text{eff}} = 6360$  К. Из анализа крыльев  $\text{H}_\alpha$  и  $\text{H}_\beta$  у HD 74000 Машонкина и др. [116] получили  $T_{\text{eff}} = 6225$  К. Две пары  $T_{\text{eff}}/\log g$ , также получены для HD 108177 (6100/4.22/ $-1.67$  и 6250/4.40/ $-1.62$ ), и G090-003 (6100/3.90/ $-2.04$  и 5930/3.80/ $-2.10$ ). Таким образом, мы рекомендуем применять различные независимые спектроскопические и неспектроскопические методы для определения надёжных параметров атмосферы каждой звезды.

## 2.9. Сравнение полученных параметров атмосфер с результатами других авторов

Для десяти звёзд нашей выборки в литературе есть их  $T_{\text{eff}}$ , полученные на основе измерений угловых диаметров, тригонометрических параллаксов и болометрических потоков. Работа [111, В13] содержит наиболее полный список интерферометрических температур,  $T_{\text{int}}$  полученных на основе измерения угловых диаметров на интерферометре CHARA с максимальной базой 330 м. На Рис. 2.9 показана разница температур между нашими величинами и полученными В13, [112–114] и [115]. Полученные нами величины, в среднем, выше на  $\Delta T_{\text{eff}} = 135 \pm 126$  К для 10 звёзд и на  $78 \pm 81$  К, если исключить из сравнения сильно выбивающиеся величины для HD 103095 и HD 140283. Для детального сравнения мы выбрали три звезды.

*HD 102870.* В результате двух поочерёдных измерений В12 [110] и В13 получены  $T_{\text{int}} = 6132$  К и 6054 К, с маленькими ошибками 36 К и 13 К, соответственно. Снижение температуры на 78 К произошло из-за использования другого болометрического потока. Более поздняя температура, полученная В13, согласуется с результатом из работы [114],  $T_{\text{int}} = 6059 \pm 49$  К. Ускорение силы тяжести, полученное на основе данных астросейсмологии,  $\log g_{\text{seis}} = 4.11 \pm 0.02$  [117]. Приняв  $T_{\text{eff}} = 6060$  К и  $\log g = 4.11$ , у нас не получилось достичь согласия по линиям Fe I и Fe II, разница Fe I – Fe II =  $-0.12$  dex в не-ЛТР. Мы отмечаем, что  $\log g_{\text{Hip}} = 4.14$  полученный нами согласуется с  $\log g_{\text{seis}}$ . Для звёзд солнечного типа астросейсмологические данные слабо зависят от  $T_{\text{eff}}$ . Например, разница 200 К в  $T_{\text{eff}}$  приводит к сдвигу 0.007 dex в  $\log g$ . Чтобы получить согласие содержания по линиям Fe I и Fe II с  $\log g = 4.14$  для HD 102870, необходима на 110 К более высокая  $T_{\text{eff}}$  по сравнению с её  $T_{\text{int}}$ .

*HD 103095.* По наблюдениям с интерферометра CHARA В13 и Криви и др. [112] получили  $T_{\text{int}} = 4771 \pm 18$  К и  $4818 \pm 54$  К, соответственно. Мы проверили  $T_{\text{eff}} = 4820$  К и  $\log g_{\text{Hip}} = 4.60$  с помощью разных спектроскопических индикаторов.

(i) Нет согласия не-ЛТР содержания по линиям Fe I и Fe II, разница Fe I – Fe II =  $-0.27$  dex.

(ii) Мы сравнили не-ЛТР содержание по линиям C I 9094 Å, 9111 Å с содержанием по молекулярным линиям CN, которые, как известно, чувствительны к изменению  $T_{\text{eff}}$ . Содержание углерода получено Алексеевой С., по её методу из работы [118]. С параметра-

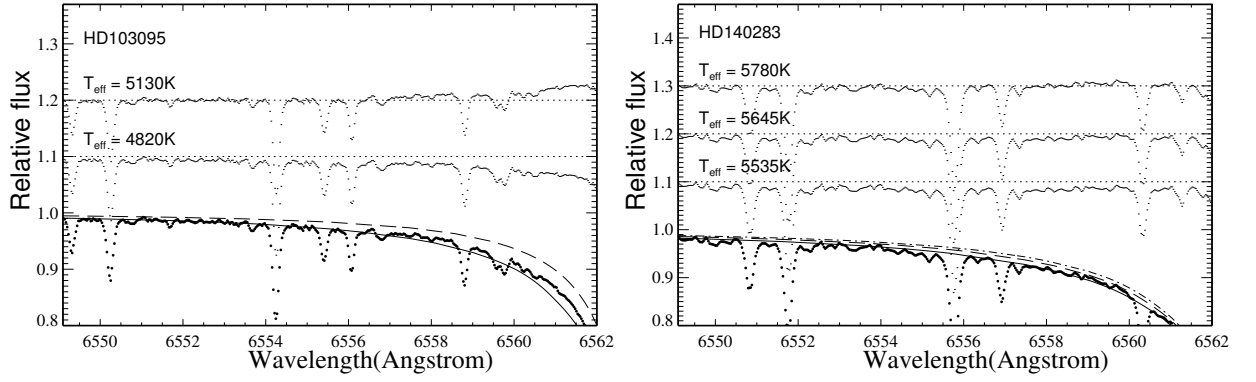


Рис. 2.11. Профили  $H_\alpha$  для HD 103095 (слева) и HD 140283 (справа). Теоретические не-ЛТР профили для HD 103095 вычисленные с  $T_{\text{eff}} = 4820$  К (штриховая кривая) и  $T_{\text{eff}} = 5130$  К (сплошная кривая). Для HD 140283 с  $T_{\text{eff}} = 5535$  К (штрих-пунктирная кривая),  $5645$  К (штриховая кривая), и  $5780$  К (сплошная кривая). Наблюдаемые спектры показаны точками. Сверху показана разница между наблюдаемым и теоретическим спектром, (O - C).

ми атмосферы  $4820/4.60/-1.3$  разница содержания C I – CH = 0.56 dex, при том, что она составляет  $-0.06$  dex при использовании наших параметров,  $T_{\text{eff}} = 5130$  К и  $\log g = 4.66$ .

(iii) Эффективная температура может быть оценена из анализа крыльев водородных линий, например,  $H_\alpha$  (Рис. 2.11). Теоретические профили с учётом отклонений от ЛТР рассчитаны Алексеевой С., по методу из работы [119]. Теоретический спектр, рассчитанный при  $T_{\text{eff}} = 4820$  К, ведёт к менее глубоким крыльям по сравнению с наблюдаемым, а при  $T_{\text{eff}} = 5130$  К к более глубоким в области перехода от крыльев к ядру линии. Согласие с наблюдениями достигается при  $T_{\text{eff}} = 5030$  К. Мы отмечаем, что Керель и др. [120] получили, в среднем, на 100 К, более низкую  $T_{\text{eff}}$  по  $H_\alpha$  по сравнению с интерферометрической  $T_{\text{eff}}$  для одиннадцати FGK звёзд в диапазоне металличности  $-0.7 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.2$ . Однако,  $T_{\text{int}} = 4771$  К и  $4818$  К для HD 103095, как получено В13 и Криви и др. [112], соответственно, больше чем на 200 К ниже по сравнению с  $T_{\text{eff}}$  по  $H_\alpha$ .

В итоге мы не нашли спектроскопических индикаторов, подтверждающих  $T_{\text{int}}$  для HD 103095.

*HD 140283.* Криви и др. [113] получили  $T_{\text{int}} = 5534 \pm 103$  К и  $5647 \pm 105$  К, без учёта межзвёздного поглощения и с  $A_V = 0.1^m$ , соответственно. Мы отмечаем, что HD 140283 – это близкая звезда, расстояние до которой 58 пк, для которого  $A_V = 0.1^m$  маловероятно. Из двух температур  $T_{\text{int}} = 5534$  К более предпочтительна, на всякий случай мы проверили обе с помощью спектроскопических индикаторов. Не-ЛТР разница в содержании Fe I –



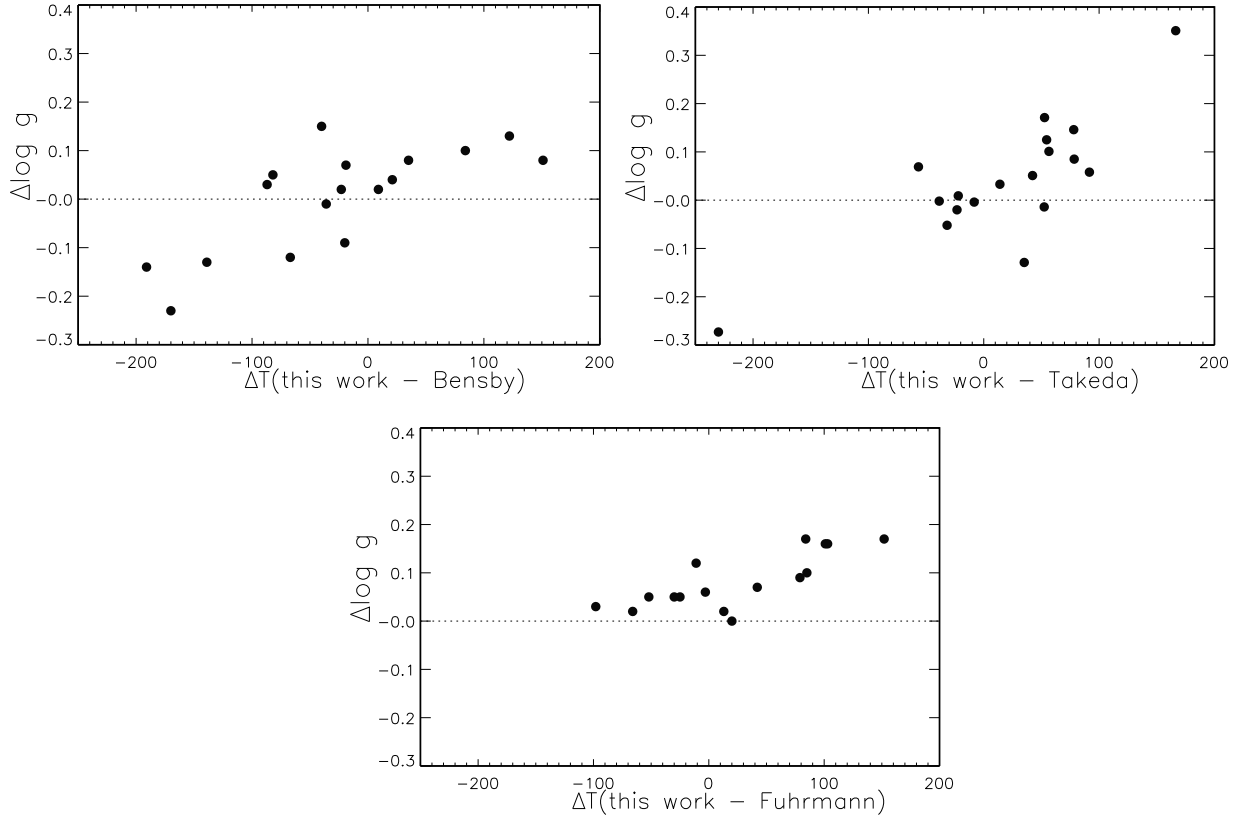


Рис. 2.12. Разница в эффективной температуре и ускорении силы тяжести между этой работой и спектроскопическими определениями Бенсби и др. [11] (наверху), Такеды и др. [122] (в середине) и Фурмана [4, 5] (внизу).

Fe II получилась  $-0.18$  dex и  $-0.09$  dex, для  $T_{int} = 5534$  K и  $5647$  K, соответственно. Для обеих  $T_{eff}$  мы получили большую разницу содержания по молекулярным и атомарным линиям,  $(C I - CH) = 0.69$  dex и  $0.32$  dex, при том, что содержание по ним согласуется,  $(C I - CH) = 0.00$  dex, при использовании наших параметров атмосферы  $T_{eff} = 5780$  K и  $\log g = 3.70$ . На Рис. 2.11 показаны теоретические профили  $H_{\alpha}$  для трёх разных параметров атмосферы и наблюдаемый спектр HD 140283. Очевидно, что  $T_{int} = 5534$  K слишком низкая для HD 140283 и не подтверждается спектроскопическими индикаторами  $T_{eff}$ .

Отметим, что как HD 103095, так и HD 140283, имеют достаточно маленькие угловые диаметры,  $\theta_{int} = 0.679 \pm 0.007$  mas [112] и  $0.353 \pm 0.013$  mas [113], соответственно, переоценка которых может приводить к недооценке  $T_{int}$ . Например, Касагранде и др. [121] подозревают систематическую ошибку данных [110, B12] на основе полученной разницы  $(T_{IRFM}(C11) - T_{int}(B12))$ , растущей с уменьшением углового диаметра и достигающей  $+200$  K, в среднем, при  $\theta_{int} = 0.8$  mas.

Ускорение силы тяжести астросейсмологическим методом получено ещё для одной звезды нашей выборки, HD 49933 в работе [123]. Они получили  $\log g_{seis} = 4.22$ , что всего на  $1.4\sigma_g$  больше, чем получено нами.

Параметры атмосфер многократно определялись спектроскопическими методами в работах других авторов. Для сравнения с нашими результатами мы выбрали три работы. Бенсби и др. [11] использовали линии Fe I и Fe II для определения  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  для сотен звёзд. Полученное ЛТР содержание по отдельным линиям было скорректировано ими с использованием не-ЛТР поправок из работы [32]. Для ближайших звёзд с точными параллаксами со спутника HIPPARCOS Бенсби и др. [11] вычислили  $\log g_{Hip}$  и обнаружили систематическую разницу между  $\log g$ , полученным двумя методами для звёзд с  $\log g > 4.2$  и  $T_{\text{eff}} < 5650$  К. На основе этого они ввели эмпирическую поправку для параметров атмосфер. Мы не получили систематического различия между  $\log g_{Sp}$  и  $\log g_{Hip}$ . На Рис. 2.12 (сверху) показана разница в  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  для 17 звёзд общих с Бенсби и др. [11]. В среднем,  $\Delta T_{\text{eff}} = -34 \pm 87$  К,  $\Delta \log g = -0.02 \pm 0.11$ , и  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = -0.02 \pm 0.11$  между нами и Бенсби и др. [11]. В двух независимых работах получены согласующиеся результаты с небольшой систематической разницей, не превышающей случайную ошибку. Тем не менее, для некоторых отдельных звёзд получена чрезвычайно большая разница в параметрах атмосфер. Например,  $\Delta T_{\text{eff}}$  превышает 100 К для пяти звёзд, и  $\Delta \log g > 0.2$  для HD 22879. Отдельно отметим большие отличия разного знака в параметрах двух хорошо изученных звёзд с дефицитом металлов, HD 84937 и HD 140283, для которых  $\Delta T_{\text{eff}} = -190$  К и  $+120$  К; и  $\Delta \log g = -0.14$  и  $+0.13$ , соответственно. Это может быть вызвано ошибкой  $T_{\text{eff}}$ , полученной методом согласования содержания по линиям Fe I с разными  $E_{\text{exc}}$ , с случае малого количества наблюдаемых линий Fe I. Поскольку согласие содержания по линиям Fe I и Fe II зависит не только от  $\log g$ , но и  $T_{\text{eff}}$ , то переоценка (недооценка)  $T_{\text{eff}}$  ведёт к переоценке (недооценке)  $\log g$ .

Фурманн и др. [4, 5] применили другой спектроскопический метод,  $T_{\text{eff}}$  определена по крыльям линий Бальмеровской серии и  $\log g$  по линиям Mg Ib в ЛТР. Для общих 16 звёзд, средняя разница в эффективной температуре и металличности не превышает ошибок определения и составляет,  $\Delta T_{\text{eff}} = 29 \pm 71$  К (Рис. 2.12, внизу) и  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00 \pm 0.07$ . Только для HD 30743, получена разница  $\Delta T_{\text{eff}} > 100$  К. Фурманн и др. [4, 5] получили немного меньшие  $\log g$ ,  $\Delta \log g = 0.08 \pm 0.07$ . Это может быть вызвано применением ЛТР подхода в работе [4, 5]. В диапазоне параметров атмосфер, которые рассматриваются в

этой работе, Mg I подвержен сверхионизации, приводящей к ослаблению линии Mg Ib. Пренебрежение не-ЛТР эффектами ведёт к недооценке ускорения силы тяжести.

## 2.10. Выводы

Определены параметры атмосфер ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , и  $\xi_t$ ) для 51 FGK-звезды в диапазоне металличности  $-2.60 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.20$  на основе не-ЛТР анализа содержания по линиям Fe I и Fe II с использованием одномерных плоско-параллельных моделей атмосфер и спектров высокого разрешения ( $R \geq 60\,000$ ). Спектроскопический метод определения  $T_{\text{eff}}/\log g$  проверен на 20 звёздах-стандартах, для которых в литературе имеется эффективная температура, определённая методом ИК потока, в нескольких независимых работах, а также ошибка параллакса не превышает 10%. Эффективность ( $S_{\text{H}}$ ) малоизученного процесса неупругих столкновений Fe+H эмпирически оценена из анализа линий железа у звёзд-стандартов с дефицитом металлов. Согласие содержания в пределах 0.06 dex по линиям Fe I и Fe II достигается при  $S_{\text{H}} = 0.5$ . Протестированный метод был применён для определения параметров атмосфер остальных звёзд.

Для линий Fe II не-ЛТР поправка не превышает 0.01 dex по абсолютной величине для звёзд нашей выборки. Отклонения от ЛТР для Fe I растут с повышением  $T_{\text{eff}}$  и понижением  $[\text{Fe}/\text{H}]$  и  $\log g$ . Для звёзд, где  $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.75$ , или  $T_{\text{eff}} \leq 5750$  К, или  $\log g \geq 4.20$ , разница между средним не-ЛТР и ЛТР содержанием не превышает 0.06 dex, что соответствует разнице 0.1 dex в  $\log g$ . Поскольку не-ЛТР ведёт к ослаблению линий Fe I, но не влияет на линии Fe II вплоть до чрезвычайно низких металличностей, согласие содержания по линиям Fe I и Fe II достигается в не-ЛТР при более высоком ускорении силы тяжести по сравнению с ЛТР. Применение не-ЛТР подхода особенно важно для звёзд, сходящих с главной последовательности, и субгигантов с дефицитом металлов. Например, разница в  $\log g$  между не-ЛТР и ЛТР достигает +0.45 dex для BD-13° 3442, с  $T_{\text{eff}} = 6400$  К,  $\log g = 3.95$ , и  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.62$ .

Полученная эффективная температура и ускорение силы тяжести проверены путём сравнения положения звезды на диаграмме  $\log g - T_{\text{eff}}$  с теоретическим эволюционным треком из сетки Йи и др. [106], рассчитанным для заданной металличности и содержания  $\alpha$ -элементов. Для большинства звёзд параметры атмосфер приводят к допустимым массам и возрастам.

Полученные нами итоговые эффективные температуры, в среднем, принимают зна-

чения между теми  $T_{\text{IRFM}}$ , что получены A96 и C11, с систематической разницей +46 К и –51 К, соответственно. Мы оцениваем случайную ошибку определения  $T_{\text{eff}}$  в 70 К. Ускорения силы тяжести, полученные на основе спектроскопического метода, и вычисленные по параллаксам со спутника Hipparcos хорошо согласуются. Наши результаты не подтверждают вывод Бенсби и др. [11] о существовании систематической разницы  $\Delta \log g(\text{Sp} - \text{Hip})$ , зависящей от  $T_{\text{eff}}$ , и наблюдающейся у звёзд с  $\log g > 4.2$  и  $T_{\text{eff}} < 5650$  К.

Для определения содержания мы рекомендуем использовать дифференциальный подход относительно Солнца, чтобы исключить влияние ошибок в силах осцилляторов на итоговый результат. Этот подход хорошо работает для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ . Для звёзд с более низкой металличностью применение дифференциального подхода не уменьшает разброс содержания по линиям Fe I. Это, вероятно, связано с ошибками в постоянных Ван дер Ваальсовского уширения для линий с высокой энергией нижнего уровня, а именно Fe I 5367 Å ( $E_{\text{exc}} = 4.41$  эВ) и Fe I 5383 Å ( $E_{\text{exc}} = 4.31$  эВ).

Мы проверили спектроскопические индикаторы температуры, такие как согласие содержания по линиям Fe I и Fe II, C I и CH, крылья линии  $H_{\alpha}$ , и получили, что ни один из них не подтверждает эффективную температуру, полученную из интерферометрического измерения углового диаметра, для HD 103095,  $T_{\text{int}} = 4818 \text{ K} \pm 54 \text{ K}$  [112], и HD 140283,  $T_{\text{int}} = 5534 \pm 103 \text{ K}$  [113]. Угловые диаметры обеих звёзд достаточно малы и их измерение может быть подвержено систематическим ошибкам, о чём сообщают Касагранде и др. [121].

Не-ЛТР анализ линий железа в двух стадиях ионизации, Fe I и Fe II, подходит для определения параметров атмосфер FG-карликов в широком диапазоне металличности, вплоть до  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.6$ . Надёжные параметры атмосфер могут быть получены на основе этого метода с привлечением дополнительных данных интерферометрии, фотометрии, астероидологии, тригонометрических параллаксов, а также теоретических эволюционных треков или изохрон.

Результаты этой главы отражены в публикации:

- **Sitnova, T.;** Zhao, G.; Mashonkina, L.; Chen, Y.; Liu, F.; Pakhomov, Yu.; Tan, K.; Bolte, M.; Alexeeva, S.; Grupp, F.; Shi, J.-R.; Zhang, H.-W., Systematic Non-LTE Study of the  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  F and G dwarfs in the Solar Neighborhood. I. Stellar Atmosphere Parameters, The Astrophysical Journal, Volume 808, Issue 2, article id. 148, 17 pp., 2015.

## Разработка и тестирование не-ЛТР методов анализа линий титана и кислорода

В этой главе мы описываем не-ЛТР методы определения содержания титана и кислорода по линиям Ti I, Ti II и O I в разделах 3.1 и 3.2, соответственно.

### 3.1. Титан

Линии нейтрального (Ti I) и ионизованного (Ti II) титана наблюдаются у звезд в широком диапазоне спектральных классов, от поздних В до К. Одной и той же группой исследователей экспериментально измерены силы осцилляторов ( $f_{ij}$ ) для переходов как Ti I (Лоулер и др. [124]), так и Ti II Вуд и др. [125]). Высокая точность сил осцилляторов для каждой из стадий ионизации Ti I и Ti II, дают возможность получить точное содержание титана и использовать Ti I/Ti II для определения параметров звездных атмосфер спектроскопическим методом. Бергеманн в своих работах [126] и [127] рассмотрела влияние отклонений от ЛТР на формирование линий Ti I и Ti II в атмосферах холодных звезд. В первой работе представлены результаты не-ЛТР расчётов для Солнца и звёзд с дефицитом металлов с  $T_{\text{eff}} \leq 6350$  К, а во второй – для сверхгигантов с  $3400 \text{ К} \leq T_{\text{eff}} \leq 4400 \text{ К}$ ,  $-0.5 \leq \log g \leq 1.0$ , и  $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.5$ . Бергеманн [126] получила маленькие отклонения от ЛТР для солнечной атмосферы, и согласие содержания по линиям Ti I и Ti II в пределах 0.04 dex. Однако, у неё не получилось достичь согласия по линиям Ti I и Ti II для холодных звёзд с дефицитом металлов ( $-2.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ ) с хорошо изученными параметрами атмосфер. Бергеманн предлагает несколько возможных причин этого расхождения:

- модель атома Ti I-II неполна, не учтены верхние уровни Ti I, которые обеспечивают связь с доминирующей стадией ионизации Ti II. Это приводит к завышению отклонений от ЛТР для Ti I.
- использование сечений фотоионизации, рассчитанных в водородоподобном приближении.
- использование приближения Дравина [90, 91] для учёта неупругих столкновений с нейтральным водородом.

В настоящее время первая и вторая причины могут быть проверены, что и сделано в этой работе. Отсутствие точных квантовомеханических расчётов сечений столкновений с нейтральным водородом для титана, по-прежнему, вносит основную неопределённость в результаты не-ЛТР расчётов для звёзд с  $T_{\text{eff}} < 7000$  К.

В литературе до сих пор нет не-ЛТР расчётов для Ti I-II для звёзд спектральных классов A-F, хотя наблюдения показывают разницу в ЛТР содержании титана по линиям Ti I и Ti II. Например, Бикмаев и др. [128] получили для A-звезд HD 32115 и HD 37954 разницу Ti I-Ti II =  $-0.17$  dex и  $-0.20$  dex, соответственно.<sup>1</sup> Для звёзд спектральных классов A (Вега,  $\eta$  Льва и звезды 41-3712 из M31) проводились не-ЛТР расчёты для Ti II (Бэкер [129]). Бэкер получила, что в атмосферах горячих сверхгигантов линии титана ослабевают по сравнению с ЛТР, причём для слабых линий разница между не-ЛТР и ЛТР больше, чем для сильных. С моделью атома Бэкер [129], в работах [130, 131] получили не-ЛТР содержание по линиям Ti II для VA сверхгигантов и заключили, что не-ЛТР ведёт к меньшему разбросу содержания по разным линиям по сравнению с ЛТР.

В этой Главе мы описываем построенную модель атома Ti I-Ti II с использованием квантово-механических сечений фотоионизации, а также метод определения содержания титана по разным линиям Ti I и Ti II для звезд в широком диапазоне параметров, включая звёзды с дефицитом металлов. Модель атома и механизм отклонения от ЛТР описаны в частях 3.1.1 и 3.1.2, соответственно. Сначала мы проверяем модель атома на звёздах с  $T_{\text{eff}} > 7100$  К, у которых статистическое равновесие Ti I и Ti II не зависит от столкновений с нейтральным водородом. Результаты, полученные для горячих звезд, приведены в части 3.1.4. Затем мы находим масштабирующий коэффициент к скоростям столкновений с нейтральными атомами водорода ( $S_H$ ) из анализа линий Ti I и Ti II у Солнца и холодных звёзд с дефицитом металлов, принадлежащих к разным классам светимости (часть 3.1.5). Всего были проанализированы спектры 25 звёзд с надёжно определенными параметрами. Для FG карликов параметры приведены в Таблице 2.4 Главы 2.

### 3.1.1. Модель атома Ti I-II

Уровни энергии. В атмосферах звёзд с  $T_{\text{eff}} \geq 4500$  K титан сильно ионизован. Например, доля  $N_{\text{Ti II}}/N_{\text{Ti I}} \simeq 10^2$  во всех слоях солнечной атмосферы. Из-за малой concentra-

---

<sup>1</sup> Содержание элемента X мы обозначаем как  $A(X) = \log(N_X/N_{\text{tot}})$ , где  $N_{\text{tot}}$  – концентрация всех атомов; разница содержания  $A(X \text{ I}) - A(X \text{ II})$  обозначается как X I-X II.

ции Ti I по сравнению с Ti II небольшое отклонение средней интенсивности ионизирующего излучения от функции Планка приводит к заметным отклонениям от ЛТР для Ti I. Для правильного расчёта статистического равновесия титана мы учитываем высоковозбуждённые уровни Ti I и Ti II, которые посредством столкновений обеспечивают связь с основным состоянием Ti II и Ti III, соответственно. Для железа влияние учёта высоковозбуждённых уровней Fe I на статистическое равновесие Fe I/Fe II было впервые показано в работе Машонкиной и др. [36].

Модель атома титана (Рис. 3.1, 3.2) построена с использованием не только всех известных уровней с измеренными энергиями в NIST [132], но также уровней, предсказанных расчётами атомной структуры (Р. Курец, <http://kurucz.harvard.edu/atoms.html>). Уровни Ti I с измеренными в лаборатории энергиями до  $E_{\text{exc}} \leq 6$  эВ принадлежат 175 термам. Пренебрегая подуровнями тонкого расщепления, кроме основного состояния Ti I, мы получили 177 уровней в модели атома. Уровни до порога ионизации с предсказанными и измеренными в лаборатории энергиями, всего 3500 уровней с  $E_{\text{exc}} \geq 6$  эВ, с одинаковой чётностью и близкими энергиями были объединены с шагом  $\Delta E = 0.1$  эВ, что составило в итоге 17 супер-уровней в модели атома.

Для Ti II мы использовали уровни с измеренными в лаборатории энергиями до  $E_{\text{exc}} \leq 10.5$  эВ, принадлежащие 89 термам. Мы не учитывали подуровни тонкого расщепления, кроме основного состояния Ti II. Из 1800 уровней высокого возбуждения с  $10.5 \leq E_{\text{exc}} \leq 13.6$  эВ мы получили 28 супер-уровней. Последний уровень в модели атома – основное состояние Ti III.

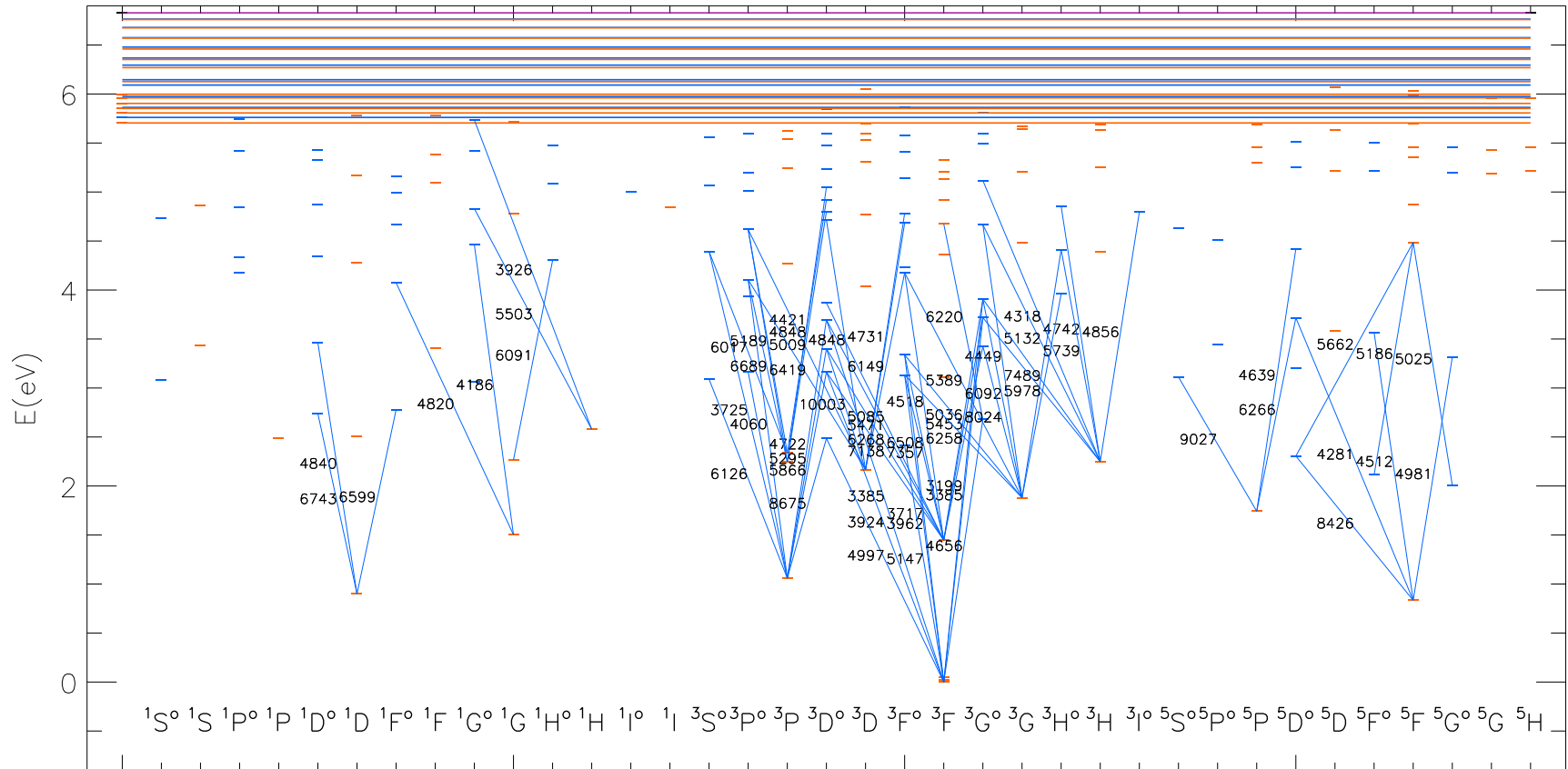


Рис. 3.1. Диаграмма термов для Ti I. Прямые на рисунке соответствуют переходам, в которых образуются исследуемые линии. Штрихами показаны уровни с энергиями, измеренными в лаборатории. Потенциал ионизации Ti I равен 6.83 эВ.



Радиативные связанно-связанные переходы. Число радиативных переходов Ti I и Ti II в модели атома – 7929 и 3104, соответственно. Их средние силы осцилляторов ( $f_{ij}$ ) вычислены по данным Р. Куруца. Мы сравнили предсказанные gf-величины с точными лабораторными измерениями из работы [124] для 900 общих переходов Ti I и получили маленькую среднюю разницу  $\log gf_{lab} - \log gf_{Kurucz} = -0.05 \pm 0.28$ . Преимущество данных Куруца в их полноте, что особенно важно для расчётов CP. Для объединённых уровней полная величина gf вычислена, как сумма gf-величин отдельных переходов  $gf_{tot} = \sum_{i,j} (g_i f_{i,j})$ ,  $i = 1, \dots, N_l, j = 1, \dots, N_u$ , где  $N_l$  и  $N_u$  – количество отдельных уровней, образующих нижний и верхний объединённый уровень, соответственно. При расчёте радиативных скоростей профиль линии рассматривался как фойгтовский для сильных переходов с силой осциллятора  $f_{ij} > 0.10$  и длиной волны  $1800 \text{ \AA} < \lambda < 4000 \text{ \AA}$ , для остальных переходов как гауссовский, переходы с силой осциллятора  $f_{ij} \leq 10^{-8}$  рассматривались как запрещённые.

Радиативные связанно-свободные переходы. Для 115 термов Ti I с энергией возбуждения до 5.5 эВ, мы используем сечения фотоионизации из работы Нахар [133], рассчитанные методом R-матрицы. Для 78 термов Ti II с энергией до  $E_{exc} < 10$  эВ мы используем сечения фотоионизации, рассчитанные К. Батлером (частное сообщение). Для остальных уровней сечения фотоионизации считаются в водородоподобном приближении с использованием эффективного главного квантового числа. На рисунках 3.3 и 3.4 мы сравниваем сечения фотоионизации для уровней нейтрального и ионизованного титана, полученные в результате квантово-механических расчётов и в водородоподобном приближении для отдельных уровней. Вблизи порога ионизации водородоподобные сечения, в среднем, согласуются с рассчитанными. Отличия сечений на частотах выше  $3.29 \cdot 10^{15}$  Гц ( $\lambda < 912 \text{ \AA}$ ) не сильно повлияет на скорость фотоионизации из-за малого потока в этой области у исследуемых звёзд.

Столкновительные переходы. Все уровни в модели атома связаны посредством столкновительных переходов. Наши расчёты ударных скоростей переходов основаны на теоретических приближениях, поскольку нет точных данных для Ti I и Ti II. Мы используем формулу Ван Регемортера [134] для расчёта электронных скоростей между разрешёнными переходами. Скорости радиативно запрещённых переходов считаем по формуле Вули и Аллена [135] мы предполагаем эффективную силу столкновений  $\Gamma = 1$ . Связанно-свободные переходы при соударении с электронами мы учитываем в приближении Ситона [136] с использованием порогового сечения фотоионизации.

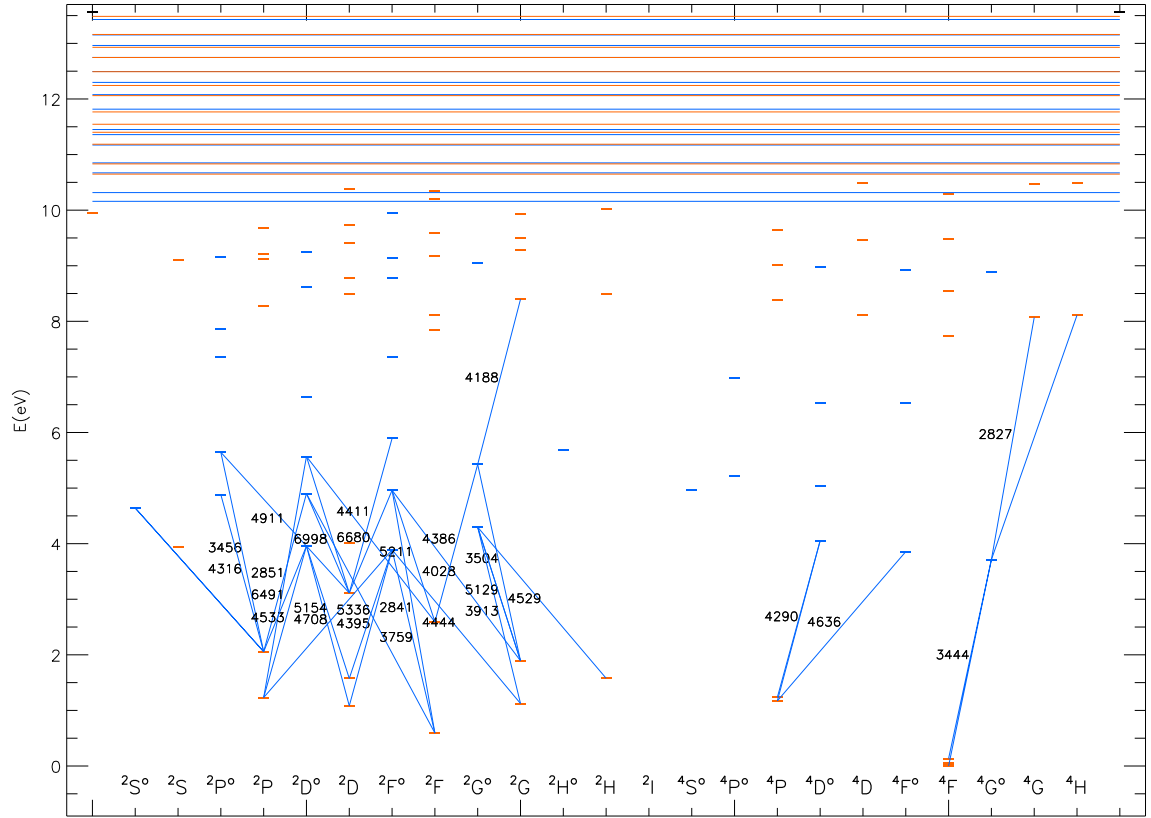


Рис. 3.2. Диаграмма термов для Ti II. Обозначения, как на рис.3.1. Потенциал ионизации Ti II равен 13.57 эВ

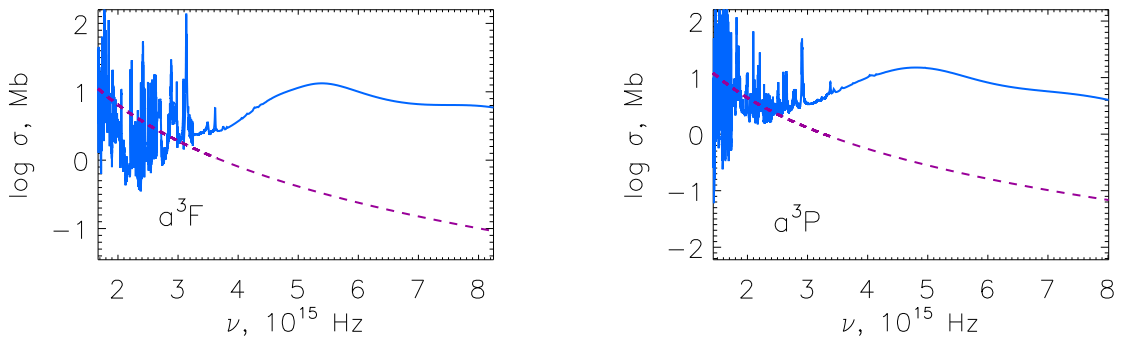


Рис. 3.3. Сечение фотоионизации основного уровня Ti I (слева) и низковозбужденного уровня  $a^3P$  (справа) из квантово-механических вычислений ([133], сплошная линия) и вычисленные в водородоподобном приближении (штриховая линия).

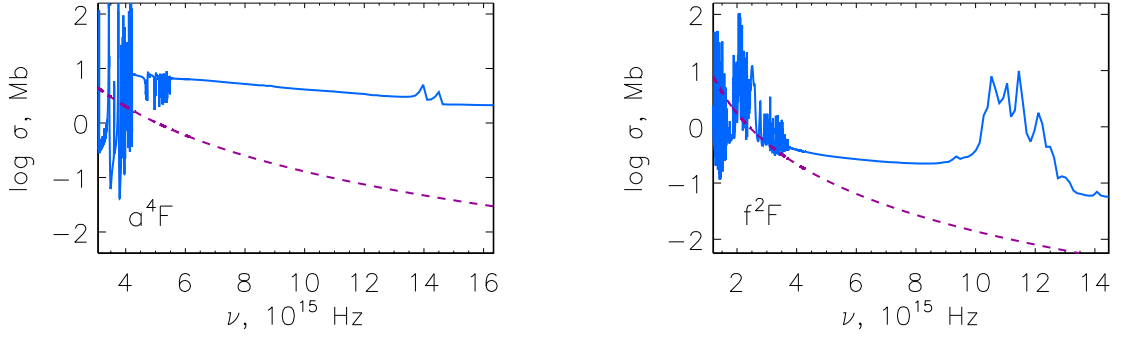


Рис. 3.4. Сечение фотоионизации основного уровня Ti II (слева) и высоковозбужденного уровня  $f^2F$  (справа) из квантово-механических вычислений (К. Батлер, сплошная линия) и вычисленные в водородоподобном приближении (штриховая линия).

Столкновения с нейтральными атомами водорода для радиативно разрешённых связанно-связанных и связанно-свободных переходов мы учитываем по формуле, выведенной Стинбоком и Холвегером [89], на основе теории Дравина [90, 91]. Для запрещённых переходов мы используем подход, предложенный в работе [137], полагающий, что скорости столкновений с электронами и атомами водорода связаны простым соотношением  $S_H = C_e \sqrt{(m_e/m_H) N_H/N_e}$ . Мы используем масштабирующий коэффициент  $S_H$  к дравинским скоростям, который получен эмпирически из анализа линий Ti I и Ti II у Солнца и звёзд с известными параметрами атмосфер. Поскольку формула Дравина [90, 91] даёт оценку скорости по порядку величины, мы провели не-ЛТР расчёты с разными масштабирующими коэффициентами к скоростям  $S_H = 0.1, 0.5$  и  $1$ , и оценили его эмпирически из анализа звёзд с дефицитом металлов.

Потенциалы ионизации Ti II и H I близки (13.57 и 13.60 эВ, соответственно), что ведёт к эффективному процессу перезарядки  $H^+ + Ti II \leftrightarrow H + Ti III$ . Сейчас нет данных в литературе для учёта перезарядки для титана. Чтобы оценить влияние этого процесса на статистическое равновесие титана мы взяли эффективность, как для O I из работы [138], поскольку порог ионизации O I близок к Ti II и равен 13.62 эВ. Тестовые расчёты для A звёзд показали, что учёт перезарядки приводит к термодинамическому равновесию между основным состоянием Ti II и Ti III, однако, это не влияет на содержание по линиям Ti II. Для звёзд с  $T_{\text{eff}} \leq 9000$  К учёт перезарядки слабо влияет на CP, поскольку доля частиц, приходящихся на Ti III, мала.

### 3.1.2. Статистическое равновесие Ti I-II

В этом разделе мы рассматриваем не-ЛТР эффекты для Ti I-II в моделях атмосфер с разными параметрами. На рисунке 3.5 показано поведение b-факторов некоторых уровней Ti I, Ti II и основного состояния Ti III в моделях атмосфер со следующими параметрами  $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]$ : 5777/4.44/0, 6350/4.09/-2.15, 9700/4.1/0.4 и 12800/3.75/0 параметрами. Для всех моделей в глубоких слоях, где оптическая глубина на длине волны  $\lambda = 5000 \text{ \AA}$   $\log \tau_{5000} > 0$ , населённости уровней равны равновесным, то есть, их b-факторы равны единице. Отклонения от ЛТР растут с уменьшением оптической глубины. Для Солнца (5780/4.44/0.0) и модели 6350/4.09/-2.1 качественное поведение b-факторов похоже, в количественном поведении есть разница из-за того, что отклонения от ЛТР растут с повышением  $T_{\text{eff}}$ , понижением  $\log g$  и  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . В модели 9700/4.1/0.4 начинается сверхионизация Ti II, которая приводит к опустошению уровней однократно ионизованного титана. А в модели 12800/3.75/0.0 как верхние, так и нижние уровни Ti II недонаселены, и Ti III становится преобладающей стадией ионизации.

В верхних слоях атмосферы концентрация Ti I меньше, чем при ЛТР. Сверхионизация вызвана тем, что средняя интенсивность излучения за порогом ионизации нижних уровней Ti I больше функции Планка. В атмосферах, где Ti II – преобладающая стадия ионизации, столкновительная рекомбинация на верхние уровни Ti I с последующими спонтанными переходами на нижние уровни препятствует их опустошению. Однако, этот процесс не может полностью компенсировать фотоионизацию. Верхние уровни Ti I связаны с основным состоянием Ti II за счёт столкновений. Не-ЛТР ведёт к ослаблению линий.

Верхние уровни Ti II перенаселены по сравнению с их ЛТР населённостью за счёт радиативной накачки переходов с нижних уровней. Отклонения от ЛТР для Ti II малы в атмосферах звёзд поздних спектральных классов. В моделях 5780/4.44/0.0 и 6350/4.09/-2.1 b-факторов ведут себя качественно похоже. Однако, отклонения от ЛТР растут с повышением  $T_{\text{eff}}$  и понижением  $\log g$  и  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . В моделях, соответствующих атмосферам A звёзд, верхние уровни Ti II сохраняют равновесную населённость до  $\log \tau_{5000} = -1.5$  и недонаселены в более высоких слоях. Это приводит к усилению ядер линий Ti II, формирующихся в верхних слоях. В самой горячей модели атмосферы 12800/3.75/0.0 Ti III становится преобладающей стадией ионизации, а уровни Ti II недонаселены начиная с  $\log \tau \simeq 0.5$ . Сверхионизация Ti II приводит к ослаблению линий Ti II.

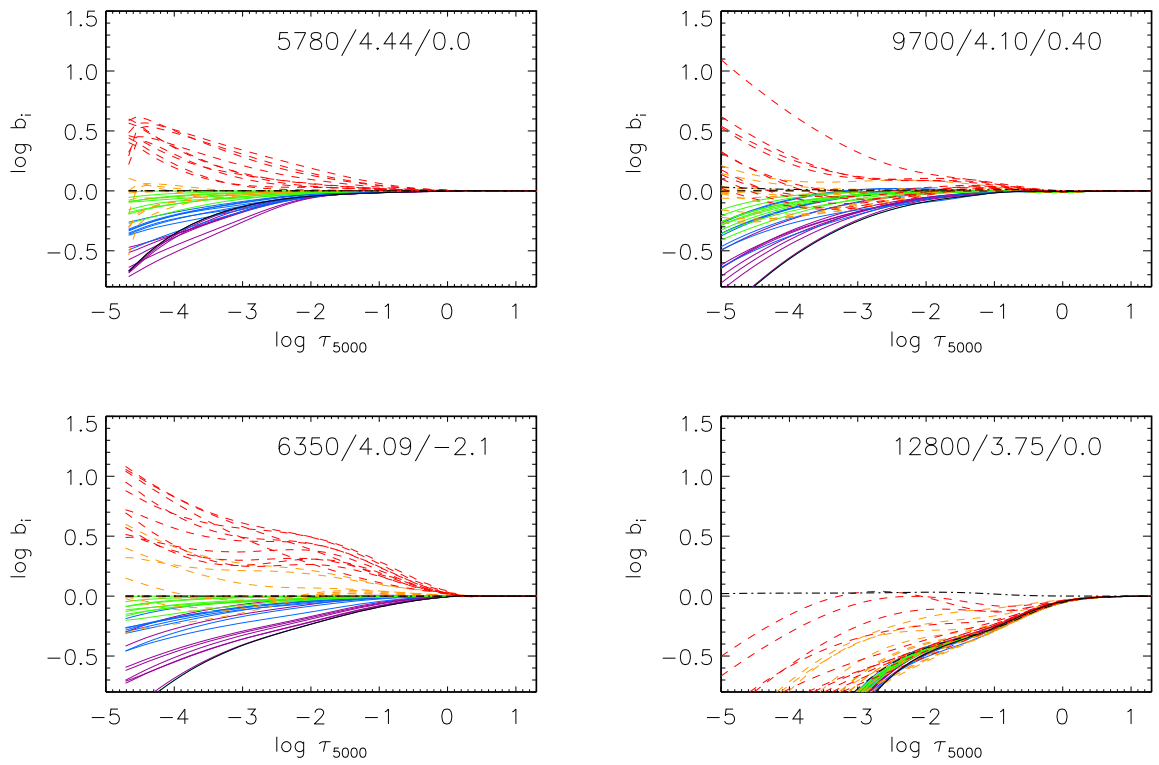


Рис. 3.5.  $b$ -факторы уровней Ti I (сплошные линии), Ti II (штриховые линии) и Ti III (штрих-пунктирная линия) в моделях атмосфер, соответствующих звёздам разных спектральных классов. Для каждой модели указаны параметры как  $T_{\text{eff}} / \log g / [\text{Fe}/\text{H}]$ .

### 3.1.3. Наблюдения и параметры звёздных атмосфер

Здесь мы описываем параметры атмосфер и наблюдения звёзд, которые использовались для тестирования методов не-ЛТР расчётов для Ti I-II и O I.

Для проверки метода не-ЛТР расчётов мы использовали Солнце, несколько FG-карликов<sup>2</sup> с дефицитом металлов,  $-1.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.6$ , HD 122563 (гигант с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.6$ ), восемь хорошо изученных нормальных A-B звёзд, которые не показывают пульсаций, химической стратификации по атмосфере и сильного магнитного поля.

Параметры атмосфер выбранных FG-карликов получены в Главе 2, они приведены в Таблице 2.4. Характеристики их наблюдаемых спектров приведены в Таблице 2.1. Параметры атмосфер остальных звёзд взяты из литературы, вместе с характеристиками наблюдений они приведены в Таблице 3.1. Для HD 122563 есть тригонометрический параллакс по данным со спутника Hipparcos, что позволяет вычислить  $\log g$  по формуле 2.3. Эффективная температура HD 122563 определена в работе [139] на основе интерферометрического измерения углового диаметра и интегрального потока. Для Сириуса,  $\pi$  Ceti, 21 Peg, HD 32115, HD 37594, HD 73666, HD 145788, параметры атмосфер определены единым методом, основанным на распределении энергии в спектре, анализе водородных линий Бальмеровской серии и линий металлов в спектрах высокого разрешения. Для HD 72660 параметры 9700/4.10/0.45/1.8 получены на основе фитирования спектральных диапазонов 4400-5200 Å и 6400-6700 Å с помощью программы SME (Spectroscopy Made Easy) [140]. Полученные таким способом параметры атмосферы для HD 72660 согласуются с результатом [141], который получил  $T_{\text{eff}}/\log g = 9770/4.0$  из фотометрии и  $\text{H}_\beta$ , и [142], который получил 9650/4.05. Для Прокциона эффективная температура получена методом инфракрасных потоков, ускорение силы тяжести по параллаксу [143]. Для Веги и Денеба эффективная температура и ускорение силы тяжести получены по крыльям бальмеровских линий и линиям Mg I, Mg II ([144], [131]).

В работе мы используем одномерные модели атмосфер, рассчитанные в ЛТР приближении. Для выборки FGK-карликов мы интерполировали модели из сетки MARCS<sup>3</sup> [83], для Солнца мы использовали модель MARCS, [83], а также MAFAGS-OS, [145], для Прокциона, рассчитанную по программе MAFAGS-OS, [145], для HD 29907 – MAFAGS-ODF,

---

<sup>2</sup> HD 24289, HD 64090, HD 74000, HD 84937, HD 94028, HD 103095, HD 108177, HD 140283, BD-4° 3208, BD-13° 3442, BD+7° 4841, BD+9° 0352, BD+24° 1676, BD+29° 2091, BD+66° 0268, G 090-003

<sup>3</sup> <http://marcs.astro.uu.se>

[146]. Для горячих атмосфер мы используем LL-модели [147], а также рассчитанные по программе ATLAS9<sup>4</sup>. Для Сириуса мы взяли модель атмосферы с сайта Р. Куруца<sup>5</sup>.

Таблица 3.1. Параметры атмосфер из литературы и характеристики наблюдаемых спектров.

Звезда	$T_{\text{eff}}$ , К	$\log g$	[Fe/H]	$\xi_t$ , км с <sup>-1</sup>	ссылка	$\lambda/\Delta\lambda$ , 10 <sup>3</sup>	$S/N >$	ссылка
HD 17081 ( $\pi$ Cet)	12800	3.75	0.0	1.0	F09	65	200	F09
HD 32115	7250	4.20	0.0	2.3	F11	60	490	F11
HD 37594	7150	4.20	-0.30	2.5	F11	60	535	F11
HD 48915 (Сириус)	9850	4.30	0.4	1.8 <sup>1</sup>	H93	70	500	F95
HD 61421 (Процион)	6590	4.00	0.0	1.8	C12	65	200	K03
HD 72660	9700	4.10	0.45	1.8	Т.А. Рябчикова	30	150	STIS <sup>2</sup> , L98
HD 73666	9380	3.78	0.10	1.8	F07, F10	65	660	F07
HD 122563	4600	1.60	-2.60	2.0	M11	80	200	UVESPOP
HD 145788	9750	3.70	0.0	1.3	F09	115	200	F09
HD 172167 (Вега)	9550	3.95	-0.5	2.0	P00	60	200	FOCES <sup>3</sup>
HD 197345 (Денеб)	8525	1.10	-0.2	8.0	SP08	42	200	ELODIE <sup>4</sup>
HD 209459 (21 Peg)	10400	3.55	0.0	0.5	F09	120	700	F09

<sup>1</sup> определено Т.А. Рябчиковой, <sup>2</sup> Д. Ландстрит, частное сообщение, <sup>3</sup> А. Корн, частное сообщение, <sup>4</sup> <http://atlas.obs-hp.fr/elodie/>, C12 = [143], F95 = [148], F07 = [149], F09 = [150], F10 = [151], F11 = [152], H93 = [153], L98 = [154], M11 = [36], P00 = [144], SP08 = [131].

HD 122563, Сириус,  $\pi$  Cet, 21 Peg, HD 32115, HD 37594, HD 72660, HD 73666, HD 145788 использовались для тестирования модели атома Ti I-II, Процион, Вега, Сириус, Денеб и HD 32115 – для O I.

### 3.1.4. Анализ линий Ti I и Ti II у горячих звезд.

Список линий, по которым определялось содержание титана у звезд, приведен в таблице А.1. Атомные данные для переходов – длина волны  $\lambda$ , сила осциллятора ( $\log gf$ ), энергия возбуждения нижнего уровня ( $E_{exc}$ ), постоянная радиативного затухания ( $\log \gamma_{rad}$ ), постоянные квадратичного штарковского ( $\log \gamma_4$ ) и ван дер ваальсовского ( $\log \gamma_6$ ) уширения в расчете на одну частицу при  $T = 10^4$  К были взяты из базы атомных данных VALD [58, 155]. Силы осцилляторов для переходов как нейтрального (Ti I [124]), так и ионизованного (Ti II [156]) титана экспериментально измерены в одной и той же лаборатории.

Мы выбрали восемь хорошо изученных звёзд с  $7170 \text{ К} < T_{\text{eff}} < 12800 \text{ К}$ , в атмосферах которых столкновения с атомами водорода слабо влияют или не влияют совсем на статистическое равновесие атомов. Мы провели расчёты с  $S_{\text{H}} = 0$  и 0.5 для атмосферы

<sup>4</sup> <http://kurucz.harvard.edu/programs/atlas9/> (Р. Куруц)

<sup>5</sup> <http://kurucz.harvard.edu/stars/SIRIUS/ap04t9850g43k0he05y.dat>

7170/4.20/−0.30, и получили максимальное отличие содержания 0.02 dex и 0.01 dex по отдельным линиям Ti I и Ti II, соответственно.

Линии двух стадий ионизации наблюдаются у HD 32115, HD 37594, HD 73666 и HD 72660. В спектре Сириуса, 21 Peg,  $\pi$  Ceti и HD 145788 наблюдаются только линии Ti II. Для каждой звезды содержание титана получено по шести линиям и больше. ЛТР и не-ЛТР содержание приведено в Таблице 3.3. Среднее не-ЛТР содержание по линиям Ti I увеличивается на 0.05 dex – 0.14 dex для разных звёзд. Для линий Ti II среднее содержание возрастает до 0.12 dex при не-ЛТР, кроме случая В звезды  $\pi$  Ceti, где не-ЛТР ведёт к ослаблению линий и более высокому содержанию по сравнению с ЛТР. В ЛТР для четырёх звёзд разница в содержании Ti I–Ti II принимает значения от −0.22 dex до −0.09 dex, в не-ЛТР она убывает по абсолютной величине и не превышает 0.07 dex.

У звёзд спектрального класса А в ЛТР сильные линии Ti II дают более высокое содержание по сравнению со слабыми линиями (Рис. 3.6 для HD 145788). Такое поведение может быть неверно интерпретировано, как недооценка микротурбулентной скорости. Например, чтобы согласовать содержание по сильным и слабым линиям Ti II в ЛТР у HD 145788, нужна  $\xi_t = 1.8 \text{ км с}^{-1}$ , в то время как  $\xi_t = 1.3 \text{ км с}^{-1}$  получена [150] по линиям Fe II. Мы получили, что разница в содержании по сильным и слабым линиям устраняется в не-ЛТР, поскольку отклонения от ЛТР сильнее для сильных линий. Например, ядра линий Ti II с  $EW \sim 100 \text{ мÅ}$  формируются на оптических глубинах до  $\log \tau_{5000} \simeq -2.5$ , а не-ЛТР поправки для них достигают −0.24 dex. Для линий Ti II с  $EW \leq 70 \text{ мÅ}$  не-ЛТР поправки к содержанию не превышают нескольких сотых по абсолютной величине. Мы не рекомендуем применять линии Ti II с  $EW \geq 70 \text{ мÅ}$  для определения содержания в ЛТР. Не-ЛТР ведёт к заметному уменьшению разброса содержания по разным линиям по сравнению с ЛТР у АВ звёзд (Таблица 3.3).

Мы проверили, как использование квантово-механических сечений фотоионизации из работ [133] и К. Батлера вместо рассчитанных в водородоподобном приближении влияет на результаты не-ЛТР расчётов. Использование квантово-механических сечений фотоионизации для Ti I ведёт к увеличению скоростей фотоионизации и отклонений от ЛТР. Например, не-ЛТР поправки к содержанию по линиям Ti I возросли на 0.01–0.02 dex в модели 9700/4.10/0.4/1.8. Для атмосфер с  $T_{\text{eff}} \leq 10500 \text{ К}$  не-ЛТР содержание по линиям Ti II меняется незначительно, при использовании точных или водородоподобных сечений, поскольку у этих звёзд механизм отклонений от ЛТР для Ti II не связан с фотоиони-



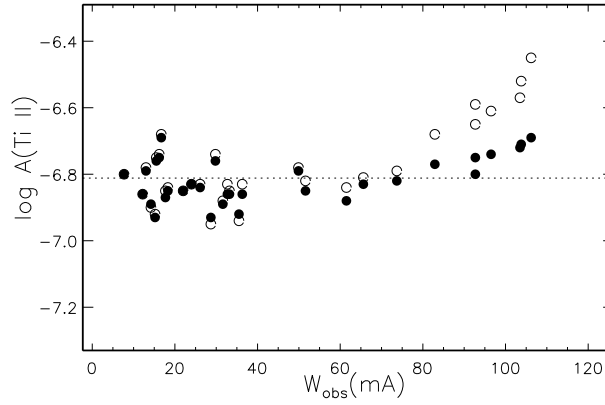


Рис. 3.6. Не-ЛТР (закрашенные кружки) и ЛТР (незакрашенные) содержание по линиям Ti II для HD 145788 показано для линий с разной эквивалентной шириной.

зацией. Для самой горячей звезды из нашей выборки HD 17081 (B7 IV), где наступает сверхионизация Ti II, мы получили, что использование квантово-механических сечений ведёт к ослаблению не-ЛТР эффектов для Ti II и на 0.06 dex меньшему не-ЛТР содержанию по сравнению с тем, что получено с использованием водородоподобных сечений. Поскольку мы используем теоретическое приближение для расчёта скоростей столкновений с электронами, мы проверяем их с помощью тестовых не-ЛТР расчётов. Расчёт для модели 7250/4.20/0.0 показал, что стократное уменьшение скоростей столкновений с электронами приводит к увеличению на 0.05 dex не-ЛТР содержания по линиям Ti I и к уменьшению до 0.06 dex не-ЛТР содержания по сильным линиям Ti II с эквивалентной шириной около 150 mÅ.

Анализ линий Ti I и Ti II у горячих звёзд свидетельствует о надёжности разработанного не-ЛТР метода для Ti I-II.

Для 22 линий Ti I и 82 линий Ti II мы рассчитали не-ЛТР поправки к содержанию для сетки моделей атмосфер с  $T_{\text{eff}}$  от 6500 K до 13000 K с шагом 250 K,  $\log g = 4$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$  и  $\xi_t = 2 \text{ km s}^{-1}$ . Для линий Ti I не-ЛТР поправки положительные и принимают значения от 0.0 dex до 0.20 dex (Рис. 3.7). Для Ti II не-ЛТР поправки отрицательные для  $T_{\text{eff}} \leq 10000 \text{ K}$  и достигают  $-0.17 \text{ dex}$ . В атмосферах с  $T_{\text{eff}} \geq 10000 \text{ K}$  линии нейтрального титана нельзя обнаружить, а не-ЛТР поправки для Ti II положительные и достигают 0.37 dex. Данные содержатся в Приложении.

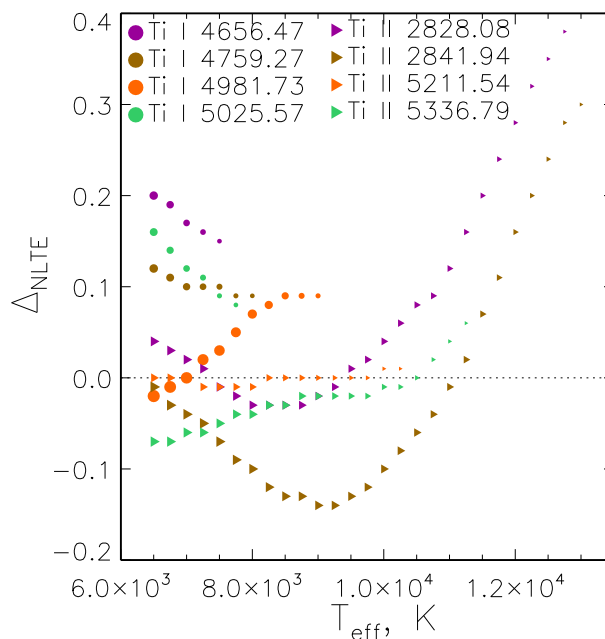


Рис. 3.7. Не-ЛТР поправки к содержанию для отдельных линий Ti I (кружки) и Ti II (треугольники). Размер символов даёт относительное представление об эквивалентной ширине линии.

### 3.1.5. Анализ линий Ti I и Ti II у звёзд поздних спектральных классов.

**Линии Ti I и Ti II у Солнца и звёзд солнечного типа.** Для определения солнечного не-ЛТР и ЛТР содержания титана мы использовали 27 линий Ti I и 12 линии Ti II. В ЛТР по линиям Ti I и Ti II мы получили содержание  $-7.11 \pm 0.06$  dex и  $-7.06 \pm 0.04$  dex, соответственно. Мы проводили не-ЛТР расчёты с  $S_H = 0; 0.1; 0.5$  и 1. Согласие содержания по линиям Ti I и Ti II в пределах 0.03 dex достигается в не-ЛТР с любым  $S_H$  (Таблица 3.7), и анализ линий у Солнца не поможет найти подходящий  $S_H$ . Полученное нами среднее по линиям Ti I и Ti II содержание ( $A_{NLTE} = -7.09 \pm 0.06$  dex ( $S_H = 1$ )) согласуется в пределах ошибок с метеоритным,  $A_{meteor} = -7.11 \pm 0.03$  dex (Лоддерс и др. [157]).

Мы также определили не-ЛТР и ЛТР содержание титана у 11 звёзд с  $5050 \leq T_{\text{eff}} \leq 6600$  K,  $3.76 \leq \log g \leq 4.47$  и  $-0.48 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.24$ , параметры которых определены в работе [64]. Для HD 49933 (6600/4.0/-0.48), с наибольшими отклонениями от ЛТР среди звёзд этой выборки, не-ЛТР ведёт к согласию содержания по Ti I и Ti II как при  $S_H = 0.5$ , так и 1. Для этой выборки не-ЛТР разница между Ti I и Ti II не превышает  $-0.06$  dex.

**Холодные звёзды с дефицитом металлов** больше подходят для калибровки  $S_H$  из-за сильных отклонений от ЛТР и меньшей роли электронных столкновений по сравне-

Таблица 3.2. Разница содержания Ti I–Ti II для холодных звёзд при разных сценариях формирования линий.

Звезда	ЛТР	не-ЛТР, $S_H$		
		1	0.5	0.1
Солнце	-0.05	-0.03	-0.02	0.00
HD 64090	-0.04	-0.01	0.00	0.06
HD 84937	0.03	0.15	0.19	0.24
HD 94028	-0.11	-0.05	-0.03	0.05
HD 122563	-0.36	-0.18	-0.13	-0.06
BD+07° 4841	-0.06	0.02	0.06	
BD+09° 0352	-0.06	0.04	0.08	
HD 140283	-0.05	0.09	0.14	
BD+29° 2091	-0.14	-0.09	-0.07	
G 090-003	-0.07	0.05	0.09	
HD 24289	0.00	0.14		
HD 74000	0.01	0.12		
HD 103095	0.06	0.07		
HD 108177	-0.07	0.02		
BD-13° 3442	0.09	0.23		
BD-04° 3208	0.02	0.15		
BD+24° 1676	0.07	0.20		

нию со звёздами солнечного типа. Для этого мы выбрали 15 звёзд с  $-2.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ . Для каждой звезды мы получили содержание титана в ЛТР и не-ЛТР с  $S_H = 1.0$ , а также с  $S_H = 0.5$  и  $0.1$  для некоторых звёзд. Разница содержания Ti I–Ti II приведена в Таблице 3.7 для разных сценариев формирования линий и показана на рисунке 4.9 в ЛТР и не-ЛТР с  $S_H = 1.0$ . Для семи звёзд не-ЛТР ведёт к согласию содержания между Ti I и Ti II в пределах ошибок определения. Например, для HD 94028 Ti I–Ti II =  $-0.11$  dex в ЛТР и уменьшается по абсолютной величине до  $-0.05$  dex в не-ЛТР ( $S_H = 1$ ). Для других восьми звёзд, наоборот, в ЛТР содержание по Ti I и Ti II согласуется лучше, чем в не-ЛТР. Более того, для этих звёзд положительная разница Ti I–Ti II получается в ЛТР, и ещё больше увеличивается в не-ЛТР. Например, для BD  $-13^\circ 3442$  мы получили самое сильное расхождение  $0.23$  dex в не-ЛТР с  $S_H = 1$ , причём в ЛТР Ti I–Ti II =  $0.09$  dex. Все эти звёзды, кроме HD 103095, относятся либо к сходящим с главной последовательности (ГП) с  $6200 \leq T_{\text{eff}} \leq 6400$  К,  $3.9 \leq \log g \leq 4.1$ ,  $-2.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.9$ , или же субгигантам с  $T_{\text{eff}} \geq 5780$  К. Поскольку меньший  $S_H$  ведёт к большим не-ЛТР эффектам, мы не проводили расчёты с  $S_H \leq 1$  для этих звёзд, кроме HD 84937. Для восьми карликов с

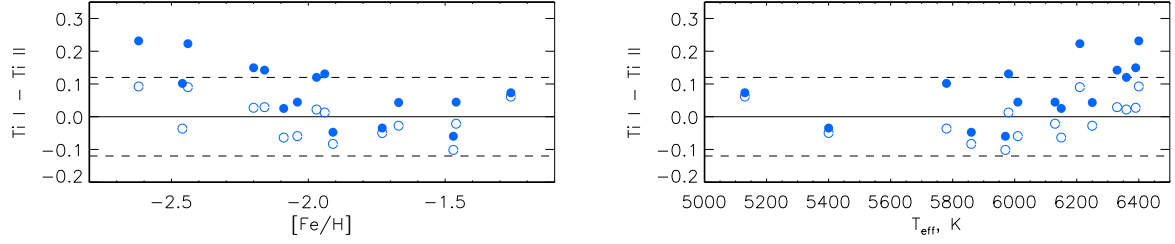


Рис. 3.8. Разница в содержании Ti I–Ti II для 15 FGK звезд в ЛТР (незакрашенные кружки) и в не-ЛТР с  $S_H = 1$  (закрашенные). Штриховые линии отмечают порог  $\pm 0.12$  dex, что соответствует ошибке  $\sqrt{\sigma_{\text{Ti I}} + \sigma_{\text{Ti II}}}$ .

отрицательной разницей Ti I–Ti II мы провели расчёты с  $S_H = 0.5$ . Минимальная разница Ti I–Ti II для наибольшего числа звёзд достигается при  $S_H = 1$ .

**HD 122563 (гигант с дефицитом металлов).** В ЛТР мы получили разницу Ti I–Ti II =  $-0.36$  dex, при не-ЛТР она уменьшается и составляет  $-0.18$  dex,  $-0.13$  dex и  $-0.06$  dex при  $S_H = 1.0$ ,  $0.5$  и  $0.1$ , соответственно. Получается, что для согласия содержания по Ti I и Ti II требуется более низкий  $S_H$ , чем для FG карликов. К такому же выводу для Fe I/Fe II пришли Машонкина и др. [36], для HD 122563 они получили Fe I–Fe II =  $-0.21$  dex в ЛТР и Fe I–Fe II =  $-0.18$  dex,  $-0.05$  dex и  $0.03$  dex в не-ЛТР с  $S_H = 1.0$ ,  $0.1$  и  $0.0$ , соответственно. Причём, согласие содержания по Fe I и Fe II у HD 84937 достигается при  $S_H = 1$ . В любом случае, не-ЛТР ведёт к лучшему согласию содержания по разным стадиям ионизации, чем ЛТР.

Для 42 линий Ti I и 54 линий Ti II мы рассчитали не-ЛТР поправки к содержанию для сетки моделей атмосфер MARCS [83] с  $4000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 5000 \text{ K}$ ,  $0.5 < \log g < 2.5$ ,  $-4 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$  и  $\xi_t = 2 \text{ км с}^{-1}$ , с  $S_H = 1.0$ . Не-ЛТР поправки к содержанию положительны для всех рассчитанных линий Ti I и растут с уменьшением  $[\text{Fe}/\text{H}]$  и  $\log g$ . Для линий Ti I  $\Delta_{\text{NLTE}}$  может достигать  $0.2$  dex уже при солнечной металличности (Рис. 3.9). Для всех линий Ti II отклонения от ЛТР пренебрежимо малы при  $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1$ . При большем низкой металличности поправки всюду положительны, и их величина растёт с уменьшением  $\log g$  и  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Для линий низкого возбуждения  $\Delta_{\text{NLTE}}$  нигде не превышает  $0.1$  dex, но поправки значительны для линий Ti II с  $E_{\text{exc}} \simeq 2$  эВ. На рис. 3.10 показаны не-ЛТР поправки к содержанию для трех линий с разной энергией возбуждения нижнего уровня:  $E_{\text{exc}} = 0.12$  эВ ( $3500 \text{ \AA}$ ),  $1.24$  эВ ( $4399 \text{ \AA}$ ) и  $2.06$  эВ ( $3456 \text{ \AA}$ ) в зависимости от  $[\text{M}/\text{H}]$  и  $\log g$  в моделях с  $T_{\text{eff}} = 4500 \text{ K}$ . Рассчитанные не-ЛТР поправки к содержанию доступны на

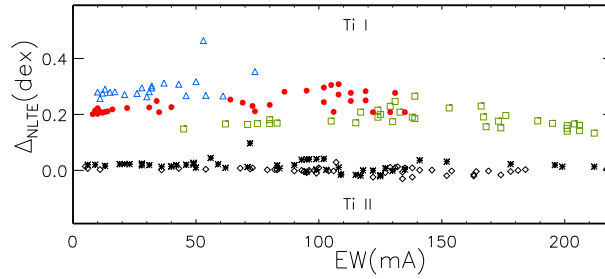


Рис. 3.9. Не-ЛТР поправки для линий Ti I и Ti II в зависимости от эквивалентной ширины  $EW$  в моделях с разным содержанием металлов. Линии Ti I показаны квадратами ( $[Fe/H] = 0$ ), кружками ( $[Fe/H] = -2$ ) и треугольниками ( $[Fe/H] = -3$ ). Линии Ti II - ромбами ( $[Fe/H] = -2$ ) и звездочками ( $[Fe/H] = -3$ ). Всюду  $T_{\text{eff}} = 4500$  К и  $\log g = 1.0$ . Линии с  $EW > 200$  мÅ не показаны.

сайте <http://spectrum.inasan.ru/nLTE/>.

### 3.1.6. Сравнение с результатами других авторов

Среди наших звёзд есть четыре, которые исследовались в работе [126], а именно, Солнце, HD 84937, HD140283 и HD 122563. Для общего списка линий Ti I и Ti II, по которым определялось солнечное содержание титана, мы пересчитали содержание по отдельным линиям, полученное в [126], с использованием сил осцилляторов, как в нашей работе. Для большинства линий разница в ЛТР содержании между нами не превышает 0.03 dex и нигде не превышает 0.05 dex. Мы также сравнили не-ЛТР поправки для линий Ti I. Бергеманн [126] использовала  $S_H = 3$  в не-ЛТР расчётах, а мы  $S_H = 1$ . Тем не менее, для большинства линий её не-ЛТР поправки больше, например, на 0.03 dex для Ti I 4981Å. Бергеманн [126] получила с  $S_H = 3$  среднюю разницу в содержании  $Ti I_{NLTE} - Ti I_{LTE} = 0.05$  dex, причём такое же значение мы получили с  $S_H = 0.5$ . В нашей работе отклонения от ЛТР слабее, чем у Бергеманн [126] из-за более полной модели атома, в которой учтены высоковозбуждённые уровни Ti I.

Разница в результатах не-ЛТР расчётов нашей работы и Бергеманн [126] больше для звёзд с дефицитом металлов. Для них мы сравнили разницу в содержании  $Ti I_{NLTE} - Ti I_{LTE}$  и  $Ti I - Ti II$ . Для HD 84937 Бергеманн [126] получила  $Ti I_{NLTE} - Ti I_{LTE} = 0.14$  dex при  $S_H = 3$  с моделью атмосферы из MAFAGS-OS [145]. С такими же параметрами атмосферы и  $S_H = 3$ , с моделью атмосферы MARCS [83] мы получили  $Ti I_{NLTE} - Ti I_{LTE} = 0.09$  dex.

Таблица 3.3. Среднее не-ЛТР и ЛТР содержание по Ti I и Ti II у звезд выборки.

Звезда	$N_{\text{Ti}}$	$\log A(\text{Ti I})$		$N_{\text{TiII}}$	$\log A(\text{Ti II})$	
		ЛТР	не-ЛТР		ЛТР	не-ЛТР
HD 72660	5	$-6.63 \pm 0.05$	$-6.57 \pm 0.08$	36	$-6.54 \pm 0.12$	$-6.59 \pm 0.08$
HD 37594	8	$-7.23 \pm 0.13$	$-7.11 \pm 0.11$	27	$-7.01 \pm 0.15$	$-7.04 \pm 0.11$
HD 32115	6	$-7.45 \pm 0.05$	$-7.31 \pm 0.05$	9	$-7.23 \pm 0.07$	$-7.26 \pm 0.05$
HD 73666	2	$-6.94 \pm 0.02$	$-6.89 \pm 0.09$	6	$-6.72 \pm 0.20$	$-6.84 \pm 0.09$
HD 145788				32	$-6.76 \pm 0.15$	$-6.81 \pm 0.07$
Sirius				6	$-6.84 \pm 0.06$	$-6.89 \pm 0.04$
21 Peg				46	$-7.24 \pm 0.05$	$-7.24 \pm 0.04$
$\pi$ Cet				11	$-7.41 \pm 0.09$	$-7.14 \pm 0.08$
Sun	27	$-7.11 \pm 0.05$	$-7.09 \pm 0.05$	12	$-7.06 \pm 0.04$	$-7.06 \pm 0.04$
BD-13° 3442	3	$-9.25 \pm 0.04$	$-9.09 \pm 0.04$	15	$-9.34 \pm 0.06$	$-9.32 \pm 0.06$
BD-04° 3208	9	$-8.90 \pm 0.05$	$-8.77 \pm 0.05$	17	$-8.92 \pm 0.06$	$-8.92 \pm 0.05$
BD+7° 4841	26	$-8.24 \pm 0.05$	$-8.17 \pm 0.05$	34	$-8.17 \pm 0.06$	$-8.19 \pm 0.05$
BD+9° 0352	9	$-8.87 \pm 0.05$	$-8.78 \pm 0.05$	22	$-8.81 \pm 0.05$	$-8.82 \pm 0.04$
BD+24° 1676	7	$-9.12 \pm 0.06$	$-8.98 \pm 0.06$	16	$-9.19 \pm 0.06$	$-9.18 \pm 0.06$
BD+29° 2091	20	$-8.76 \pm 0.06$	$-8.72 \pm 0.06$	24	$-8.62 \pm 0.08$	$-8.63 \pm 0.07$
HD 24289	16	$-8.79 \pm 0.10$	$-8.67 \pm 0.10$	27	$-8.79 \pm 0.08$	$-8.81 \pm 0.09$
HD 64090	35	$-8.73 \pm 0.07$	$-8.71 \pm 0.07$	30	$-8.69 \pm 0.06$	$-8.70 \pm 0.05$
HD 74000	15	$-8.78 \pm 0.07$	$-8.68 \pm 0.07$	26	$-8.79 \pm 0.08$	$-8.80 \pm 0.08$
HD 84937	12	$-8.84 \pm 0.04$	$-8.71 \pm 0.04$	15	$-8.87 \pm 0.08$	$-8.86 \pm 0.08$
HD 94028	26	$-8.34 \pm 0.06$	$-8.30 \pm 0.07$	26	$-8.23 \pm 0.04$	$-8.24 \pm 0.05$
HD 103095	37	$-8.06 \pm 0.09$	$-8.05 \pm 0.09$	29	$-8.12 \pm 0.07$	$-8.12 \pm 0.07$
HD 108177	14	$-8.50 \pm 0.06$	$-8.43 \pm 0.07$	12	$-8.43 \pm 0.07$	$-8.45 \pm 0.06$
HD 122563	22	$-9.82 \pm 0.07$	$-9.64 \pm 0.08$	36	$-9.46 \pm 0.06$	$-9.46 \pm 0.07$
HD 140283	19	$-9.36 \pm 0.07$	$-9.21 \pm 0.07$	25	$-9.31 \pm 0.05$	$-9.30 \pm 0.05$
G 090-03	18	$-8.85 \pm 0.07$	$-8.75 \pm 0.07$	30	$-8.78 \pm 0.07$	$-8.79 \pm 0.06$

Для холодных звезд не-ЛТР содержание получено с  $S_{\text{H}} = 1$ .

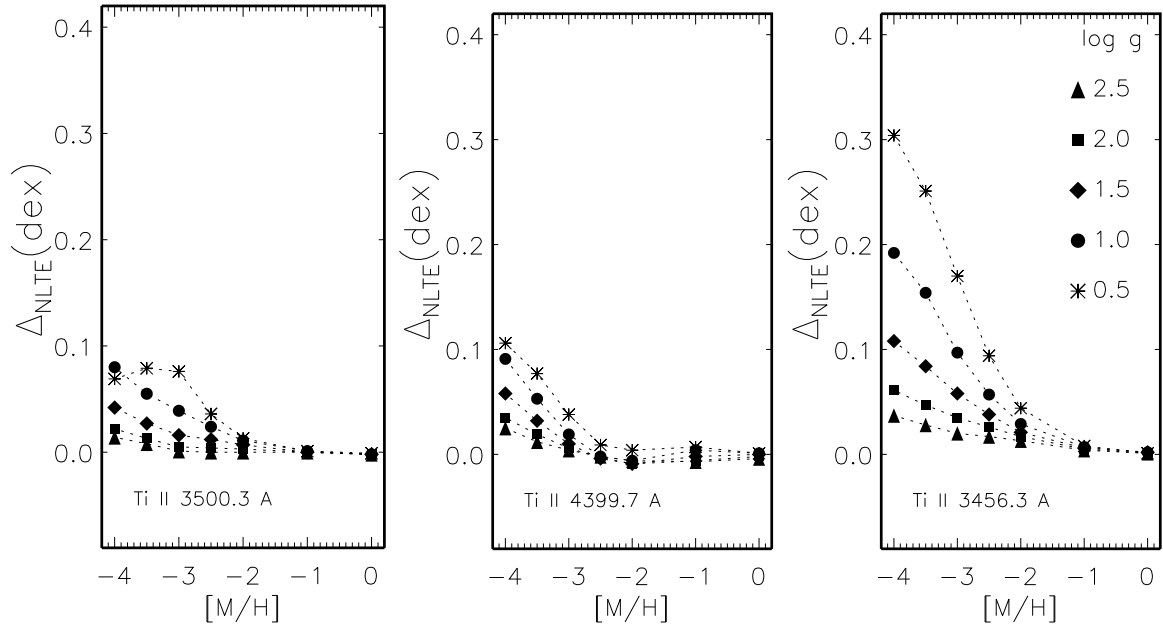


Рис. 3.10. Не-ЛТР поправки для избранных линий Ti II в моделях с разным содержанием металлов и ускорением силы тяжести:  $\log g = 0.5$  (звездочки), 1.0 (кружки), 1.5 (ромбы), 2.0 (квадраты) и 2.5 (треугольники). Всюду  $T_{\text{eff}} = 4500$  К.

Мы проверили, как использование разных методов расчёта модели атмосферы влияет на содержание. Мы определили содержание по линиям Ti I и Ti II с моделями MARCS и MAFAGS-OS и получили, что разница нигде не превышает 0.02 dex. Для HD 84937 Бергеманн [126] получила Ti I–Ti II = 0.11 dex в ЛТР, а у нас Ti I–Ti II<sub>LTE</sub> = 0.03 dex. Для HD 140283 она приводит результаты, полученные с моделью атмосферы MAFAGS-ODF, Ti I–Ti II = 0.02 dex в ЛТР и 0.16 dex в не-ЛТР ( $S_{\text{H}} = 3$ ). В наших расчётах соответствующие величины равны  $-0.05$  dex (ЛТР) и 0.09 dex (не-ЛТР,  $S_{\text{H}} = 1$ ). Для HD 122563 в наших работах получены близкий результаты. Мы получили разницу Ti I–Ti II =  $-0.36$  dex и  $-0.18$  dex в ЛТР и не-ЛТР ( $S_{\text{H}} = 1$ ), соответственно. Соответствующие величины в ЛТР и не-ЛТР ( $S_{\text{H}} = 3$ ) у Бергеманн [126] равны  $-0.40$  dex и  $-0.10$  dex. Сравнение результатов показывает, что наша модель атома ведёт к меньшим отклонениям от ЛТР по сравнению с тем, что получено Бергеманн [126].

Параметры HD 84937 хорошо определены независимыми методами, эту звезду во многих работах используют как стандарт для проверки новых данных и методов. Снеден и др. [158] определили содержание титана в ЛТР с параметрами атмосферы  $T_{\text{eff}} = 6300$  К,  $\log g = 4.0$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.15$ ,  $\xi_t = 1.5$  км с<sup>-1</sup> из сетки моделей [159]. В ЛТР они получили согласие содержания по линиям Ti I и Ti II. С параметрами атмосферы, как в их работе,

с нашим списком линий мы получили в ЛТР  $Ti\ I-Ti\ II = 0.02\ dex$ . Очень близкая величина  $Ti\ I-Ti\ II = 0.03\ dex$  получена с принятыми нами параметрами  $6350/4.09/-2.16/1.7$ , поскольку более высокие значения  $T_{eff}$  и  $\log g$  ведут к уменьшению содержания по  $Ti\ I$  и  $Ti\ II$ , соответственно, сохраняя постоянной разницу  $Ti\ I-Ti\ II$ . HD 84937 относится к звёздам, для которых не-ЛТР ведёт к положительной разнице  $Ti\ I-Ti\ II$ , о чём говорится в разделе 3.1.7.

### 3.1.7. Возможные причины расхождения содержания по линиям $Ti\ I$ и $Ti\ II$ у TO-звёзд с низкой металличностью.

Грубый учёт неупругих столкновений с H I. Для нейтрального титана сверхионизация УФ излучением служит основной причиной отклонений от ЛТР, и нет такого не-ЛТР механизма, который приводил бы к усилению линий  $Ti\ I$  и отрицательным не-ЛТР поправкам к содержанию в атмосферах FG звёзд. Неупругие столкновения с атомами водорода способствуют термализации и препятствуют сверхионизации, но не могут её полностью устранить. Мы отмечаем, что в атмосферах звёзд с дефицитом металлов ( $[Fe/H] \leq -2$ ), сходящих с главной последовательности, линии  $Ti\ I$  слабые, формируются глубже  $\log \tau_{5000} = -1$ , а их эквивалентные ширины не превышают  $20\ m\text{\AA}$ . Не-ЛТР поправки для линий  $Ti\ II$  положительные для  $6350/4.09/-2.15$ ,  $\Delta_{NLTE} \leq 0.01\ dex$  при  $S_H = 1$ , и  $\Delta_{NLTE}$  достигает  $0.08\ dex$ , без учёта столкновений с H I. Насколько неупругие столкновения могут помочь устранить разницу в содержании  $Ti\ I-Ti\ II$  остаётся неясно, пока нет точных расчётов для  $Ti\ I + H\ I$  и  $Ti\ II + H\ I$ .

Ошибки в  $T_{eff}$ . У FG карликов наблюдаются линии  $Ti\ I$  преимущественно с  $E_{exc} \leq 1.75\ эВ$ , в то время как  $E_{exc}$  наблюдаемых линий Fe I достигают  $4.5\ эВ$ . По этой причине линии  $Ti\ I$  чувствительнее к изменениям в  $T_{eff}$  по сравнению с Fe I. Например, мы получили сдвиг содержания  $0.09\ dex$  по линиям  $Ti\ I$  и  $0.05\ dex$  по Fe I, при понижении  $T_{eff}$  на  $70\ K$  для HD 103095 ( $5130/4.66/-1.26$ ). Для этой звезды понижение  $T_{eff}$  на  $70\ K$  ведёт к согласию содержания как по линиям  $Ti\ I$  и  $Ti\ II$ , так Fe I и Fe II. Однако, для более горячих звёзд, сходящих с ГП, этот эффект меньше. Например, мы получили сдвиги в содержании  $0.08\ dex$  и  $0.06\ dex$  для линий  $Ti\ I$  и Fe I, соответственно, при понижении  $T_{eff}$  на  $100\ K$  для HD 84937 ( $6350/4.09/-2.16$ ). Для этой звезды понижение  $T_{eff}$  ведёт к согласию по линиям  $Ti\ I$  и  $Ti\ II$ , но не Fe I и Fe II.

3D эффекты. Решение не-ЛТР задачи с полной моделью атома, как в этой работе, в



настоящее время возможно только с использованием классических плоско-параллельных моделей атмосфер. Пренебрежение неоднородностями атмосферы (3D эффектами) может приводить к ошибкам в результатах. На основе гидродинамического моделирования атмосфер красных гигантов Коллет и др. [71] и Добровольскас и др. [160] предсказывают отрицательные поправки к содержанию  $\Delta_{3D} = \log A_{3D} - \log A_{1D}$  для линий нейтральных атомов. В модели атмосферы звезды, сходящей с ГП, (5900/4.0) с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ ,  $\Delta_{3D}$  растёт по абсолютной величине с понижением  $E_{\text{exc}}$  и достигает  $-0.84$  dex и  $-0.20$  dex для линий на  $\lambda = 4000 \text{ \AA}$  при  $E_{\text{exc}} = 0$  и 2 эВ, соответственно [161]. Энергия нижнего уровня не превышает 1.75 эВ для линий Ti I, используемых для определения содержания у звезд с дефицитом металлов. 3D поправки к содержанию для линий Ti II могут быть как положительными, так отрицательными, но не превышают 0.07 dex по абсолютной величине. Отрицательные не-ЛТР поправки для Ti I помогли бы согласовать содержание по Ti I и Ti II. Мы выбрали две линии Ti I, на 4617  $\text{\AA}$  ( $E_{\text{exc}} = 1.75$  эВ) и 4681  $\text{\AA}$  ( $E_{\text{exc}} = 0.05$  эВ), и Ti II 5336  $\text{\AA}$  ( $E_{\text{exc}} = 1.58$  эВ), ЛТР содержание по которым согласуется в пределах 0.02 dex, и вычислили для них содержание при разных сценариях формирования линий, 3D поправки к содержанию мы взяли из [161]. Содержание по этим линиям показано на Рис.3.11. В ЛТР мы получили Ti I–Ti II = 0.05 dex и  $-0.49$  dex в 1D и 3D, соответственно. В не-ЛТР+3D мы получили  $-0.27$  dex ( $S_{\text{H}} = 1$ ) и  $-0.16$  dex ( $S_{\text{H}} = 0$ ), в то время как для нашего обычного случая (не-ЛТР ( $S_{\text{H}} = 1$ )+1D) Ti I–Ti II = 0.17 dex. Предсказанные 3D эффекты слишком сильны для линий Ti I с низкой  $E_{\text{exc}}$  и приводят к большой разнице с содержанием между линиями Ti I с разной  $E_{\text{exc}}$ , которая достигает 0.66 dex в ЛТР+3D. Мы также отмечаем, что неверно учитывать не-ЛТР и 3D эффекты путём сложения не-ЛТР и 3D поправок к содержанию, когда оба эффекта велики.

### 3.1.8. Выводы

Впервые построена многоуровневая модель атома Ti I–II с учётом всех как лабораторных, так и теоретически предсказанных высоковозбуждённых уровней титана и с применением квантово-механических сечений фотоионизации для Ti I и Ti II. Мы провели не-ЛТР расчёты с построенной моделью атома для 25 звёзд с хорошо определёнными параметрами атмосфер, которые покрывают широкий диапазон  $4600 \leq T_{\text{eff}} \leq 12800$  К,  $1.60 \leq \log g \leq 4.70$  и  $-2.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.4$ .

Не-ЛТР расчёты для Ti I–Ti II в атмосферах звёзд спектрального класса A прове-

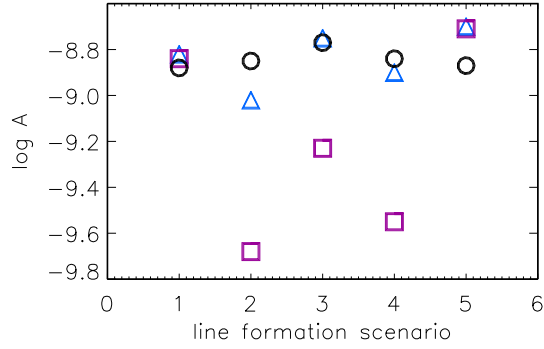


Рис. 3.11. Содержание титана у HD 84937 по индивидуальным линиям: Ti I 4617 Å (треугольники), Ti I 4681 Å (квадраты), Ti II 5336 Å (кружки) при разных сценариях формирования линий, а именно, 1 = ЛТР+1D, 2 = ЛТР+3D, 3 = не-ЛТР( $S_{\text{H}} = 0$ )+3D, 4 = не-ЛТР( $S_{\text{H}} = 1$ )+3D, 5 = не-ЛТР( $S_{\text{H}} = 1$ )+1D.

дены впервые. Для восьми A-B звёзд впервые получено не-ЛТР содержание титана. Для четырёх звёзд, у которых наблюдаются линии титана в двух стадиях ионизации, не-ЛТР ведёт к согласию содержания по линиям Ti I и Ti II в пределах 0.07 dex при том, что в ЛТР отличия достигают 0.22 dex. Для каждой стадии ионизации не-ЛТР ведёт к уменьшению разброса по разным линиям по сравнению с ЛТР. Линии Ti I и Ti II можно применять для надёжного определения содержания титана и параметров звёздных атмосфер звёзд с  $T_{\text{eff}} \geq 7000$  К. Для 22 линий Ti I и 82 линий Ti II мы рассчитали не-ЛТР поправки к содержанию для сетки моделей атмосфер  $T_{\text{eff}}$  от 6500 К до 13000 К,  $\log g = 4$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$  и  $\xi_{\text{t}} = 2 \text{ км с}^{-1}$ .

В определении не-ЛТР содержания титана у звёзд поздних спектральных классов достигнут прогресс по сравнению с результатами из литературы. Во-первых, из-за учёта верхних уровней Ti I в нашей модели атома обеспечивается связь с доминирующей стадией ионизации Ti II, что приводит к более правильному расчёту статистического равновесия Ti I–II и к лучшему согласию содержания по линиям Ti I и Ti II по сравнению с данными из литературы. Во-вторых, впервые были применены точные квантово-механические сечения фотоионизации для Ti I. Получено, что результаты не-ЛТР расчётов с использованием водородоподобных сечений фотоионизации мало отличаются от тех, где использовались точные данные. Из-за отсутствия точных данных для столкновений с H I, использование Дравиновского приближения с масштабирующим коэффициентом  $S_{\text{H}}$  вносит основной вклад в ошибку не-ЛТР результатов для Ti I. Из анализа холодных звёзд

в широком диапазоне металличности  $-2.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.0$  мы оценили  $S_{\text{H}} = 1$ . Для звёзд с дефицитом металлов, сходящих с ГП, у нас не получилось достичь согласия содержания по линиям Ti I и Ti II. Для них мы получили положительную разницу содержания Ti I–Ti II в ЛТР, которая ещё больше увеличивается в не-ЛТР. Появление точных данных для столкновений с нейтральными атомами водорода помогло бы прояснить эту ситуацию.

## 3.2. Кислород

Содержание кислорода в атмосферах звезд является важной величиной, которая необходима для проверки сценариев химической эволюции Галактики и теории строения и эволюции звезд. Содержание кислорода у холодных звезд по ряду причин трудно определять. Линии O I 7771-4 Å наблюдаются у звезд в широком диапазоне спектральных классов от В до М, и это единственный набор атомарных линий, который наблюдается в спектрах звезд с дефицитом металлов. Ранее многими авторами было показано, что разные линии O I дают разное содержание, причем инфракрасный триплет O I 7771-5 Å показывает систематически более высокое содержание, иногда, на порядок выше по сравнению с остальными линиями. Причина в том, что ИК линии O I формируются в условиях, далеких от локального термодинамического равновесия. Определение содержания кислорода у звезд при отказе от ЛТР впервые было осуществлено в работах [162, 163], для Солнца – Щукиной [164]. Позднее, более сложные модели атома кислорода были построены в работах [144, 165–169]. Учёт не-ЛТР эффектов приводит к усилению линий, и, следовательно, к уменьшению полученного по этим линиям содержания. У звезд главной последовательности спектрального класса А и F-сверхгигантов даже при учете отклонений от ЛТР инфракрасные линии O I все равно дают систематически более высокое содержание (на 0.25 dex для Веги, [144]) по сравнению с линиями в видимом диапазоне, для которых отклонения от ЛТР незначительны ( $< 0.05$  dex по абсолютной величине).

Другая ситуация для холодных звезд. Рассмотрев атомарные и молекулярные линии в солнечном спектре, Асплунд и др. [170] получили согласие содержания по разным линиям с использованием трехмерной (3D) модели атмосферы, основанной на гидродинамических расчетах. В работе [170] среднее содержание по атомарным и молекулярным линиям равно  $\log \varepsilon = 8.66^6 \pm 0.05$ , позднее тем же методом получено  $\log \varepsilon = 8.69$  [51]. Это значение оказалось меньше, чем  $\log \varepsilon = 8.93 \pm 0.04$ , полученное ранее в работе [171] по молекулярным

---

<sup>6</sup> в этой Главе мы используем обозначение  $\log \varepsilon = \log(n_{\text{elem}}/n_{\text{H}})+12$ .

линиям ОН с использованием полуэмпирической модели атмосферы НМ74 [172]. Нужно отметить, что модели внутреннего строения Солнца, построенные с химическим составом из работы [171], хорошо описывали профили скорости звука и плотности, полученные из гелиосейсмологических наблюдений. Ревизия содержания кислорода на 0.27 dex привела к расхождению теории с наблюдениями до  $15 \sigma$  [173].

В работе [174] показали, что полученные из наблюдений глубина конвективной зоны и содержание гелия позволяют установить нижний предел на поверхностное содержание кислорода  $\log \varepsilon = 8.86 \pm 0.05$ . Это на 0.17 dex (более  $3 \sigma$ ) больше, чем получено в [51], и на 0.10 dex ( $2 \sigma$ ) больше, чем у Каффау и др. [175]. Авторы предположили, что такие расхождения могут быть вызваны несовершенством моделирования звездных атмосфер и формирования спектральных линий. В своей следующей статье [176] проанализировали ошибки анализа солнечных линий кислорода и пришли к заключению, что ошибка атмосферного содержания может достигать 0.08 dex. Это больше, чем дают Асплунд и др. [51] (0.05 dex) и близко к ошибке в работе [175] - 0.07 dex.

С чем связана разница содержания, полученного в работах [170], [51] и [171]? Известно, что молекулярные линии очень чувствительны к температурному распределению в модели атмосферы. В поверхностных слоях, где формируются линии, у 3D-моделей атмосфер температура ниже, чем в классических 1D-моделях - MARCS [83] и НМ74, поэтому рассчитанные с 3D-моделью молекулярные линии получаются сильнее, а содержание по ним – ниже.

Для Солнца и холодных звезд содержание, полученное по атомарным линиям, может быть неточным из-за неопределенности расчетов статистического равновесия кислорода, связанной с незнанием эффективности возбуждения и ионизации при неупругих столкновениях с нейтральным водородом. Для кислорода Алленде Прието и др. [92] и Переира и др. [177] получили  $S_{\text{H}} = 1$  путем исследования изменения профилей линий О I в разных областях солнечного диска, в работе [178] этот же результат получен по линиям О I в солнечном спектре в потоках. Для Солнца и холодных звезд подбором масштабирующего коэффициента можно добиться согласия содержания, определяемого по разным линиям О I. В работе [175] не-ЛТР расчеты для О I проводились с  $S_{\text{H}} = 0, 1/3$  и 1. Чем выше эффективность столкновений с атомами водорода, тем меньше отклонения от ЛТР, а содержание – больше. Например, для ИК линии  $7771 \text{ \AA}$  содержание, полученное с  $S_{\text{H}} = 1$  на 0.12 dex больше, чем с  $S_{\text{H}} = 0$ . В работе [51] не учитывались водородные столкнове-

ния ( $S_{\text{H}} = 0$ ). Отметим, что при использовании одних и тех же методов (не-ЛТР,  $S_{\text{H}} = 0$ , 3D-модели атмосфер) Каффау и др. [175] и Асплунд и др. [51] дают содержание  $\log \varepsilon = 8.73$  и 8.64, соответственно. При такой разнице между разными авторами (0.09 dex) содержание кислорода на Солнце нельзя считать хорошо определенной величиной.

Точность не-ЛТР расчетов зависит не только от надежности данных для столкновений с водородом, но и от данных для столкновений с электронами. Для повышения точности не-ЛТР результатов Барклем [179] рассчитал новые сечения возбуждения переходов O I при столкновениях с электронами. Эти данные были применены в работе [180] к определению содержания и анализу отклонений от ЛТР для ИК линий у холодных звезд с дефицитом металлов с эффективной температурой  $4500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6500 \text{ K}$ . Хорошо известно (см., например, [181]), что при ЛТР наблюдается рост избытка кислорода по отношению к железу с уменьшением металличности так, что  $[\text{O}/\text{Fe}]$  достигает 0.5 dex уже при металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ . Проблема избытков кислорода была рассмотрена с применением не-ЛТР подхода в работах [169, 182, 183]. Учет отклонений от ЛТР не устраняет избыток  $[\text{O}/\text{Fe}]$ , но он уменьшается. Ниссен и др. [183] не учитывали водородные столкновения и получили линейный рост  $[\text{O}/\text{Fe}]$  от 0 до 0.3 при  $-1 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$ , который сменяется почти постоянным отношением при  $-2.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$ . Такой же результат получен Фаббианом и др. [180] с данными из [179] (B07), но с учетом водородных столкновений с  $S_{\text{H}} = 1$ . В этом случае введение водородных столкновений компенсирует уменьшение скоростей столкновений с электронами в работе B07 по сравнению с предыдущими данными. С новыми данными B07 и без учета водородных столкновений не-ЛТР эффекты увеличиваются так, что  $\Delta_{\text{NLTE}} = -1.2 \text{ dex}$  при  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.5$  ( $T_{\text{eff}} = 6500 \text{ K}$ ,  $\log g = 4$ ), а отношение  $[\text{O}/\text{Fe}]$  будет убывать с уменьшением металличности [180], что невозможно объяснить существующими моделями нуклеосинтеза.

В этой Главе мы описываем усовершенствованный метод определения содержания кислорода для звезд спектральных классов от K до A по разным линиям O I. Сначала мы проверяли, как использование новых данных из работы [179] повлияет на определение содержания кислорода у горячих звезд с  $T_{\text{eff}} > 7000 \text{ K}$ , у которых статистическое равновесие O I не зависит от столкновений с нейтральным водородом. Затем мы уточняем  $S_{\text{H}}$  из анализа линий O I у Солнца и Проциона. Мы решили выполнить независимый анализ солнечных линий O I с использованием наиболее точных из имеющихся атомных данных и методов моделирования, чтобы понять возможные причины ошибок при опре-

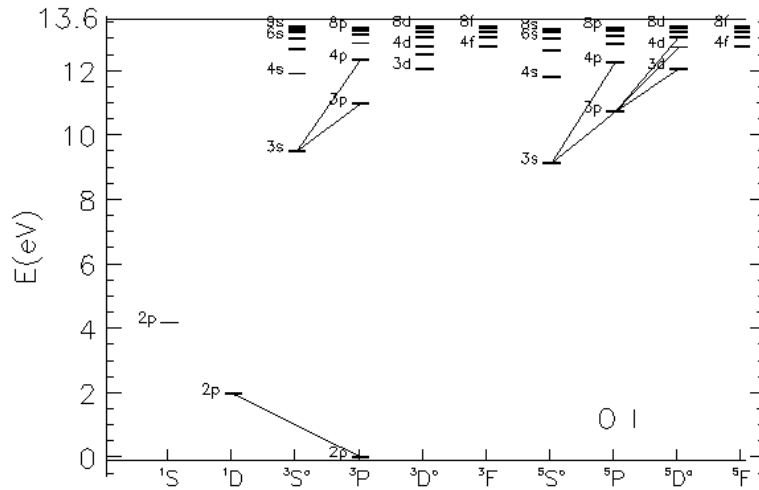


Рис. 3.12. Модель атома O I. Прямые на рисунке соответствуют переходам, в которых образуются исследуемые линии.

делении солнечного содержания кислорода и попытаться уточнить его значение. Были проанализированы спектры 6 звезд с надежно определенными параметрами. Модель атома и механизм отклонения от ЛТР описаны в части 3.2.1, наблюдения и параметры звезд – в части 3.1.3. Результаты, полученные для горячих звезд приведены в части 3.2.2, для Солнца и Проциона - в части 3.2.3. Также рассчитаны не-ЛТР поправки для сетки моделей атмосфер, они приведены в части 3.2.4.

### 3.2.1. Модель атома кислорода и статистическое равновесие

Мы используем модель атома из работы [144] (П00). Она включает 51 уровень O I и основное состояние O II (рис. 3.12). Уровни кислорода принадлежат синглетным, триплетным и квинтетным термам. Максимальное главное квантовое число в этой модели  $n = 10$ . Модель атома учитывает радиативные и столкновительные процессы в связанно-свободных и связанно-связанных переходах. Используемые атомные данные подробно описаны в работе [144]. Сами авторы модели отмечают, что неопределенность данных для столкновений с электронами вносит наиболее заметный вклад в ошибку не-ЛТР расчетов для горячих звезд. П00 оценили точность атомных данных : 10 % для радиативных переходов и 50 % для столкновительных.

Для повышения точности не-ЛТР расчетов Б07 вычислил новые сечения возбуждения переходов О I при столкновениях с электронами. В модели атома нами были сделаны изменения для 153 переходов, связанные с новыми теоретическими расчетами Б07. В модели атома П00 скорости этих переходов считались по формуле [135], или по формуле [134], или по данным из работы [184]. В таблице 3.4 сравниваются скорости некоторых переходов при температуре  $T = 8750$  К и электронной концентрации  $n_e = 1.3 \cdot 10^{15} \text{ cm}^{-3}$  в случае модели атома Пшибыллы и др. [144] (колонка – П00) и в случае нашей стандартной модели с данными из работы Б07 (колонка – Б07). Выбранные параметры соответствуют атмосфере Веги на глубине  $\log(\tau_{5000}) = -1$ . Для примера взяты несколько переходов с энергией  $\Delta E_{ij} < 2$  эВ, поскольку изменение скоростей с большим и меньшим разделением по энергии слабо влияет на статистическое равновесие О I. Для некоторых переходов скорости возросли на несколько порядков, для других уменьшились. Важнее всего то, что новые скорости уменьшились для переходов с наибольшими скоростями, которые сильнее всего влияют на статистическое равновесие О I. Изменение данных для переходов с основного уровня и для переходов между триплетными и квинтетными уровнями не влияют на результат, как ранее было показано в работах [165], [166].

Таблица 3.4. Скорости столкновительных переходов в разных моделях атома кислорода.

переход	$C_{lu}, c^{-1}cm^{-3}$ (П00)	$C_{lu}, c^{-1}cm^{-3}$ (Б07)
$2p^3P^o - 2p^1D^o$	6.794e5	2.357e4
$3s^5S^o - 3s^3S^o$	5.275e3	5.910e6
$3s^5S^o - 3p^5P$	1.041e7	7.611e6
$3s^3S^o - 3p^3P$	1.573e7	8.524e6
$3p^5P - 3p^3P$	1.255e6	1.743e6

На рисунке 3.13 показано поведение b-факторов нескольких уровней в атмосфере Веги ( $T_{\text{eff}} = 9550$  К) и Солнца ( $T_{\text{eff}} = 5780$  К). Качественное поведение b-факторов в атмосфере и их взаимное расположение похоже, разница только в том, что у Веги отклонения от ЛТР сильнее из-за большей  $T_{\text{eff}}$  и меньшего  $\log g$ . В атмосферах Солнца и Веги большинство атомов О I находятся на уровнях основной конфигурации 2p (три нижних уровня на рис. 3.12). Даже для Веги отношение населенностей основных уровней нейтрального и ионизованного кислорода  $n_{O\text{ I}}/n_{O\text{ II}} > 10$  на глубинах  $\log(\tau_{5000}) < 0.3$ . Поэтому населенно-

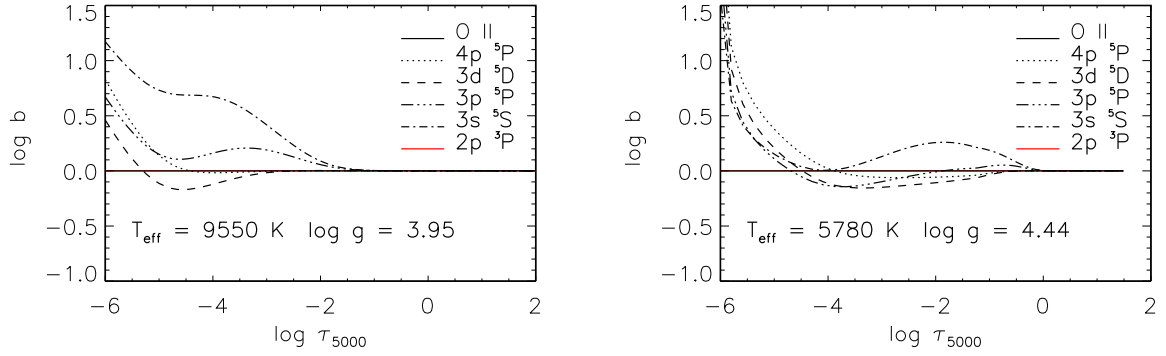


Рис. 3.13.  $b$ -факторы некоторых уровней O I в атмосфере Веги (слева) и Солнца (справа).

сти всех трех уровней не отличаются от равновесных. Основные уровни нейтрального и ионизованного кислорода связаны реакцией перезарядки  $\text{H}^+ + \text{O} \leftrightarrow \text{H} + \text{O}^+$ , поскольку потенциалы ионизации O I и H I близки (13.62 и 13.60 эВ, соответственно). За счет этого населенность уровня O II следует за населенностью основного состояния O I, и  $b$ -факторы на рисунке сливаются. Спонтанные переходы с высоковозбужденных уровней, тесно связанных с основным состоянием O II, приводят к перенаселенности более низких состояний. Метастабильные уровни  $3s\ ^3S^\circ$  и  $3s\ ^5S^\circ$  перенаселены больше всех других уровней.

У сильных инфракрасных линий O I 7771-5 Å (переход  $3s\ ^5S^\circ - 3p\ ^5P$ ), ядро которых формируется на глубине  $\log(\tau_{5000}) \simeq -2$ , наблюдаются большие отклонения от ЛТР из-за перезаселенности нижнего уровня и  $b_{3p\ ^5P}/b_{3s\ ^5S^\circ} < 1$  (рис. 3.13), что приводит к усилению линии. Линии O I в видимом диапазоне (3947, 4368, 5330, 6155-9 Å) тоже усиливаются. Но, поскольку они слабые и формируются в глубоких слоях, не-ЛТР эффекты не приводят к такому сильному изменению профиля линий. Запрещенная линия 6300 Å не подвержена отклонениям от ЛТР. Она образуется при переходе  $2p\ ^3P - 2p\ ^1D^\circ$ , населенности уровней которого не отличаются от равновесных.

### 3.2.2. Содержание кислорода у горячих звезд.

Список линий, по которым определялось содержание кислорода у звезд, приведен в таблице 3.5. Атомные данные для переходов – длина волны  $\lambda$ , сила осциллятора ( $\log gf$ ), энергия возбуждения нижнего уровня ( $E_{\text{exc}}$ ), постоянная радиативного затухания ( $\log \gamma_{\text{rad}}$ ), постоянные квадратичного штарковского ( $\log \gamma_4$ ) и ван-дер ваальсовского ( $\log \gamma_6$ ) уширения в расчете на одну частицу при  $T = 10^4$  К были взяты согласно реко-



мендациям базы атомных данных VALD [58], кроме силы осциллятора для линии 6300 Å, которая взята из [185].

Таблица 3.5. Список линий O I с атомными параметрами.

$\lambda$ , Å	$E_{exc}$ , эВ	$\log gf$	$\log \gamma_{rad}$	$\log \gamma_4$	$\log \gamma_6$	переход
3947.293	9.146	-2.096	6.660	-4.700	-7.957	$3s^5S^{\circ} - 4p^5P$
3947.483	9.146	-2.244	6.660	-4.700	-7.957	$3s^5S^{\circ} - 4p^5P$
3947.583	9.146	-2.467	6.660	-4.700	-7.957	$3s^5S^{\circ} - 4p^5P$
4368.192	9.521	-2.665	8.760	-4.680	-7.946	$3s^3S^{\circ} - 4p^3P$
4368.242	9.521	-1.964	8.760	-4.680	-7.946	$3s^3S^{\circ} - 4p^3P$
4368.262	9.521	-2.186	8.760	-4.680	-7.946	$3s^3S^{\circ} - 4p^3P$
5330.727	10.741	-2.415	7.550	-3.430	-	$3p^5P - 5d^5D^{\circ}$
5330.737	10.741	-1.570	7.550	-3.430	-	$3p^5P - 5d^5D^{\circ}$
5330.737	10.741	-0.984	7.550	-3.430	-	$3p^5P - 5d^5D^{\circ}$
6155.966	10.741	-1.363	7.600	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6155.966	10.741	-1.011	7.610	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6155.986	10.741	-1.120	7.610	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6156.736	10.741	-1.488	7.610	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6156.756	10.741	-0.899	7.610	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6156.776	10.741	-0.694	7.620	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6158.146	10.741	-1.841	7.620	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6158.176	10.741	-0.996	7.620	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6158.186	10.741	-0.409	7.610	-3.960	-6.860	$3p^5P - 4d^5D^{\circ}$
6300.304	0.000	-9.720*	-2.170	-	-	$2p^3P - 2p^1D$
7771.941	9.146	0.369	7.520	-5.550	-7.469	$3s^5S^{\circ} - 3p^5P$
7774.161	9.146	0.223	7.520	-5.550	-7.469	$3s^5S^{\circ} - 3p^5P$
7775.390	9.146	0.001	7.520	-5.550	-7.469	$3s^5S^{\circ} - 3p^5P$
8446.249	9.521	-0.463	8.770	-5.440	-	$3s^3S^{\circ} - 3p^3P$
8446.359	9.521	0.236	8.770	-5.440	-	$3s^3S^{\circ} - 3p^3P$
8446.759	9.521	0.014	8.770	-5.440	-	$3s^3S^{\circ} - 3p^3P$
9265.827	10.741	-0.719	7.900	-4.950	-	$3p^5P - 3d^5D^{\circ}$
9265.927	10.741	0.126	7.940	-4.950	-	$3p^5P - 3d^5D^{\circ}$
9266.007	10.741	0.712	7.880	-4.950	-	$3p^5P - 3d^5D^{\circ}$

\* – данные из NIST.

Для Веги были выполнены не-ЛТР расчеты со старыми (П00) и с новыми ударными скоростями (Б07). Полученные содержания приведены в таблице 3.6. Мы разделили линии на две группы: с маленькими ( $\Delta_{NLTE} \simeq -0.05$  dex) и большими ( $\Delta_{NLTE} \simeq -1$  dex) отклонениями от ЛТР. При ЛТР разница содержания между двумя группами составляет 1.23 dex. В не-ЛТР расчетах с данными П00 разница значительно уменьшается и составляет 0.33 dex. С новыми данными Б07 ситуация меняется в лучшую сторону, но все равно остается разница 0.14 dex. Отклонения от ЛТР усилились, поскольку скорости переходов, наиболее важных для статистического равновесия (с  $C_{lu} \sim 10^7$  и больше), уменьшились. Например, для перехода  $3s^5S^{\circ} - 3p^5P$ , в котором образуются линии 7771-5 Å, скорость уменьшилась в 1.4 раза. Тестовые расчеты показали, что такое изменение скорости только для одного перехода вносит наибольший вклад в изменение не-ЛТР поправки для линий

7771-5 Å. Для Веги в этом случае не-ЛТР поправка возросла по модулю на 0.10 dex, а с учетом всех данных Б07 – на 0.21 dex.

П00 оценили точность атомных данных: 10 % для радиативных переходов и 50 % для столкновительных. Поэтому мы считаем, что у Веги неопределенность не-ЛТР расчетов, вероятно, связана только с данными для столкновений с электронами. Для оценки влияния столкновительных данных на  $CP\ O\ I$  мы провели тестовые не-ЛТР расчёты с масштабирующим коэффициентом к скоростям столкновений Б07. Эмпирически было найдено, что наилучшее согласие по всем линиям достигается при уменьшении скоростей Б07 в 4 раза. В таком случае для Веги разница содержания между двумя группами линий составляет – 0.02 dex, что находится в пределах ошибки определения.

После этого аналогичные тестовые не-ЛТР расчеты были проведены для HD 32115 и Сириуса, результаты приведены в Табл. 3.6 и 3.7. Для HD 32115 в группу линий с большими не-ЛТР поправками входят не только линии 7771-5 Å, но и линии 8446 Å и 9266 Å. С данными Б07 разница содержания по разным группам линий составляет 0.09 и 0.14 dex для HD 32115 и Сириуса, соответственно. Для этих звезд получается тот же вывод, что и для Веги: с новыми данными отклонения от ЛТР усиливаются, но недостаточно. Согласие по разным линиям получается при уменьшении данных Б07 в 4 раза.

Выше мы рассматривали звезды ГП. Мы также решили рассмотреть атмосферы сверхгигантов, с ещё более сильными отклонениями от ЛТР. С этой целью определили содержание кислорода у Денеба (таблица 3.8). Мы не использовали ИК линии, поскольку они очень сильные, для линии 7771 Å наблюдаемая эквивалентная ширина составляет 550 mÅ [167]. Среднее содержание для Денеба, получено по трем линиям  $O\ I$  и составляет  $\log \epsilon = 8.76$  и  $8.57$  при ЛТР и не-ЛТР, соответственно. Для сравнения, Шиллер и Пшиблла [131] получили близкие значения  $\log \epsilon_{LTE} = 8.80 \pm 0.07$  и  $\log \epsilon_{NLTE} = 8.62 \pm 0.02$ . Скорее всего, причина небольшого различия в содержании заключается в использовании разного набора линий.

### 3.2.3. Содержание кислорода на Солнце.

Были проведены расчеты со старыми и новыми ударными данными, с учетом и без учета столкновений с нейтральным водородом. Содержание получено по линиям  $O\ I$  в видимом (6300, 6158 Å) и ИК (7771-5, 8446 Å) диапазоне, оно приведено в таблице 3.9. Между линиями в видимом диапазоне нет согласия: при ЛТР разница содержания, полу-

Таблица 3.6. Содержание кислорода у Веги и HD 32115.

$\lambda$ Å	$\log \varepsilon_{LTE}$	$\log \varepsilon_{NLTE}$ П00	$\Delta_{NLTE}$ П00	$\log \varepsilon_{NLTE}$ B07	$\Delta_{NLTE}$ B07	$\log \varepsilon_{NLTE}$ 1/4(B07)	$\Delta_{NLTE}$ 1/4(B07)
Вега							
5330	8.61	8.60	-0.01	8.59	-0.02	8.59	-0.02
6155	8.64	8.62	-0.02	8.61	-0.03	8.61	-0.03
6156	8.64	8.62	-0.02	8.60	-0.04	8.60	-0.04
6158	8.64	8.62	-0.02	8.60	-0.04	8.60	-0.04
среднее	8.63	8.62		8.60		8.60	
7771	9.84	8.96	-0.88	8.74	-1.09	8.58	-1.26
7774	9.83	8.94	-0.89	8.73	-1.10	8.57	-1.26
7775	9.80	8.95	-0.85	8.74	-1.05	8.59	-1.21
среднее	9.86	8.95		8.74		8.58	
HD 32115							
3947	8.77	8.76	-0.01	8.77	0.00	8.77	0.00
4368	8.77	8.77	-0.01	8.77	0.00	8.77	0.00
6155	8.76	8.74	-0.02	8.73	-0.03	8.73	-0.03
6158	8.83	8.80	-0.03	8.79	-0.04	8.79	-0.04
среднее	8.78	8.77		8.76		8.76	
7771	9.60	9.10	-0.50	8.96	-0.64	8.92	-0.68
7774	9.59	9.09	-0.50	8.93	-0.66	8.89	-0.70
7775	9.47	8.99	-0.48	8.94	-0.63	8.81	-0.66
8446	9.34	8.86	-0.48	8.73	-0.61	8.64	-0.70
9266	9.02	8.79	-0.23	8.71	-0.31	8.71	-0.30
среднее	9.40	8.97		8.85		8.80	

Таблица 3.7. Содержание кислорода у Сириуса.

$\lambda$ Å	$\log \varepsilon_{LTE}$	$\log \varepsilon_{NLTE}$ B07	$\Delta_{NLTE}$ B07	$\log \varepsilon_{NLTE}$ 1/4(B07)	$\Delta_{NLTE}$ 1/4(B07)
5330	8.49	8.47	-0.02	8.47	-0.02
6155	8.44	8.42	-0.02	8.41	-0.03
6156	8.44	8.41	-0.03	8.41	-0.03
6158	8.44	8.42	-0.02	8.42	-0.02
среднее	8.45	8.43		8.43	
7771	9.46	8.62	-0.82	8.45	-1.01
7774	9.38	8.57	-0.78	8.41	-0.96
7775	9.21	8.53	-0.66	8.38	-0.83
среднее	9.35	8.57		8.41	

Таблица 3.8. Содержание кислорода у Денеба.

$\lambda$ , Å	EW, m Å	$\log \varepsilon_{LTE}$	$\log \varepsilon_{NLTE}$	$\Delta_{NLTE}$
5330	31.4	8.73	8.58	-0.15
6155-6	117.1	8.76	8.57	-0.19
6158	92.9	8.79	8.59	-0.20
среднее		8.76	8.57	

ченного по линии 6300 Å и по 6158 Å очень велика и составляет 0.17 dex. С учетом не-ЛТР эффектов разница сокращается совсем незначительно до 0.15 dex. Содержание по линии 6158 Å мы считаем надежным, поскольку она не блендирована и гораздо сильнее запрещенной линии. Есть несколько причин, связанных с линией 6300 Å, которые приводят к этому расхождению. На рисунке 3.14 показан профиль этой линии в спектре Солнца из Атласа Куруца и др. [82]. Содержание, полученное по этой линии, нельзя назвать надежным, поскольку она очень слаба и блендирована линией Ni I 6300.336 Å. Кроме того, есть неопределенность в силе осциллятора: VALD и NIST дают разные значения  $\log gf = -9.82$  и  $-9.72$ . Мы используем последнее из имеющихся значение  $\log gf = -9.72$ , полученное теоретически [185]. Надо отметить, что с силой осциллятора из VALD разница содержания между линиями 6300 Å и 6158 Å гораздо меньше и составляет 0.05 dex. В нашей работе мы используем классические 1D-модели атмосфер, но, возможно, что на формирование этих линий оказывают влияние неоднородности среды. Из работы [175] мы взяли 3D-поправки, которые авторы рекомендуют прибавлять к содержанию, полученному с 1D-моделями атмосфер. В этом случае разница содержания по линиям в видимом диапазоне сокращается до 0.05 dex.

При ЛТР ИК линии дают содержание выше на 0.14 dex по сравнению с линиями в видимом диапазоне. При не-ЛТР с учетом водородных столкновений эта разница ( $\Delta \log \varepsilon(\text{IR} - \text{vis})$ ) уменьшается до 0.04 dex в случае модели атома П00 и полностью исчезает в случае модели атома Б07. Без учета водородных столкновений содержание по ИК линиям получается, в среднем, даже ниже, чем по слабым линиям. Разница  $\Delta \log \varepsilon(\text{IR} - \text{vis}) = -0.05$  и  $-0.13$  dex в случае модели атома П00 и Б07, соответственно.

У нас получается, что с моделью атома Б07 и с учетом водородных столкновений  $\Delta \log \varepsilon(\text{IR} - \text{vis}) = 0$ , то есть содержание, усредненное отдельно по ИК линиям и линиям в видимом диапазоне, одинаково  $\log \varepsilon = 8.74 \pm 0.05$ . Но в этом случае нет согласия

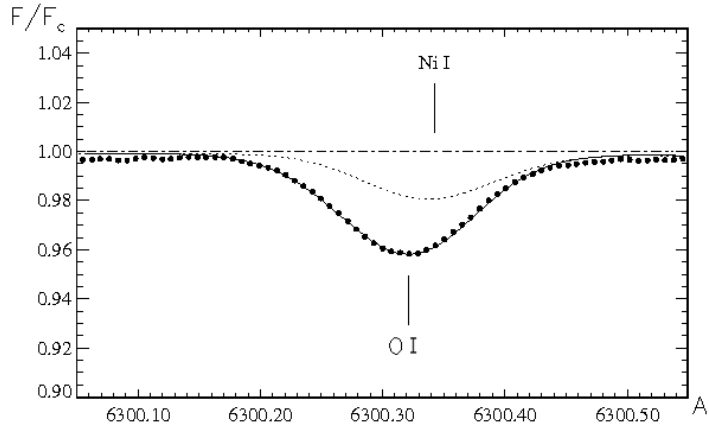


Рис. 3.14. Линия [O I] 6300 Å в солнечном спектре. Кружки - наблюдаемый спектр, пунктирная линия - синтетический спектр, рассчитанный без кислорода, сплошная линия - синтетический спектр с содержанием кислорода  $\log \varepsilon = 8.67$ .

Таблица 3.9. Содержание кислорода на Солнце.

$\lambda$ Å	ЛТР	не-ЛТР П00	$\Delta_{NLTE}$ П00	не-ЛТР Б07	$\Delta_{NLTE}$ Б07	не-ЛТР + 3D	не-ЛТР П00	$\Delta_{NLTE}$ П00	не-ЛТР Б07	$\Delta_{NLTE}$ Б07
6300	8.67	8.67	0.00	8.67	0.00	8.72	8.67	0.00	8.67	0.00
6158	8.84	8.82	-0.02	8.82	-0.02	8.79	8.81	-0.03	8.79	-0.05
7771	8.92	8.78	-0.14	8.74	-0.18	8.80	8.69	-0.23	8.58	-0.34
7774	8.91	8.78	-0.13	8.75	-0.16	8.79	8.70	-0.21	8.59	-0.32
7775	8.89	8.78	-0.11	8.75	-0.14	8.78	8.71	-0.18	8.61	-0.28
8446	8.86	8.76	-0.10	8.74	-0.12	8.77	8.67	-0.19	8.61	-0.25

между линиями 6300 Å и 6158 Å. Если учесть 3D-поправки, то  $\Delta \log \varepsilon(\text{IR} - \text{vis}) = 0.02$ , что тоже немного. Тем более, что разница содержания между линиями в видимом диапазоне сокращается, и среднеквадратичная ошибка становится меньше. В этом случае  $\log \varepsilon = 8.78 \pm 0.03$ .

В таблице 3.10 приведено сравнение содержания по отдельным линиям с результатами из работы Каффау и др. [175] (K08). Колонка K08(1D) содержит ЛТР-содержание, полученное в K08 с одномерной моделью атмосферы 1D<sub>LHD</sub>. Согласие содержаний по разным линиям в пределах 0.05 dex, кроме линии 6158 Å, для которой разница составляет 0.17 dex. Не только в нашей работе по этой линии получается расхождение, разница содержания по этой линии между K08 и Асплундом и др. [170] составляет 0.13 dex. Две колонки K08(НМ) содержат не-ЛТР поправки, полученные с моделью атмосферы НМ74

Таблица 3.10. Сравнение полученных результатов с данными из работы Каффау и др. [175].

$\lambda$ Å	$\log \varepsilon$ ЛТР	$\log \varepsilon$ ЛТР K08(1D)	$\Delta_{\text{NLTE}}$ $S_{\text{H}} = 1$	$\Delta_{\text{NLTE}}$ $S_{\text{H}} = 1$ K08(HM)	$\Delta_{\text{NLTE}}$ $S_{\text{H}} = 0$	$\Delta_{\text{NLTE}}$ $S_{\text{H}} = 0$ K08(HM)
6300	8.67	8.64	0.00	0.00	0.00	0.00
6158	8.84	8.67	-0.02	0.00	-0.03	0.00
7771	8.92	8.97	-0.14	-0.16	-0.23	-0.28
7774	8.91	8.94	-0.13	-0.14	-0.21	-0.25
7775	8.89	8.92	-0.11	-0.12	-0.18	-0.21
8446	8.86	8.80	-0.10	-0.08	-0.19	-0.15

Таблица 3.11. Сравнение результатов этой работы с данными из работы Асплунда и др. [170], полученными с 1D моделью атмосферы MARCS.

$\lambda$ Å	ЛТР	ЛТР A04	не-ЛТР	$\Delta_{\text{NLTE}}$	не-ЛТР A04	$\Delta_{\text{NLTE}}$ A04
6300	8.67	8.73	8.67	0.00	8.73	0.00
6158	8.84	8.80	8.81	-0.03	8.77	-0.03
7771	8.92	8.95	8.69	-0.23	8.71	-0.24
7774	8.91	8.94	8.70	-0.21	8.71	-0.23
7775	8.89	8.91	8.71	-0.18	8.71	-0.20
8446	8.86	8.88	8.67	-0.19	8.67	-0.21

с учетом и без учета столкновений с атомами водорода. Не-ЛТР поправки согласуются в пределах 0.05 dex, наибольшее отличие имеет место для самой сильной линии 7771 Å при  $S_{\text{H}} = 0$ , для которой  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.23$  dex. В таблице 3.11 приведено сравнение содержания по отдельным линиям с результатами из работы Асплунда и др. [170] (A04), которые получены с одномерной моделью атмосферы MARCS. В случае ЛТР и не-ЛТР получается согласие в пределах 0.04 dex для всех линий за исключением 6300 Å, для которой разница составляет 0.06 dex. При использовании одного и того же солнечного спектра, одинаковых атомных данных и одинаковой модели атмосферы (HM74) в работах A04 и K08 содержание по запрещенной линии отличается на 0.09 dex. Скорее всего, это связано с проведением непрерывного спектра.

Если к не-ЛТР содержанию, полученному нами с данными Б07, прибавить 3D поправки из работы [175], то разброс по разным линиям составляет 0.05 dex с  $S_{\text{H}} = 1$  и 0.09 dex с  $S_{\text{H}} = 0$ . Из-за перечисленных выше неопределенностей нельзя, используя только сол-

Таблица 3.12. Содержание кислорода у Проциона.

$\lambda$ Å	$\log \varepsilon_{LTE}$	$\log \varepsilon_{NLTE}$ $S_H = 1$	$\Delta_{NLTE}$ $S_H = 1$	$\log \varepsilon_{NLTE}$ $S_H = 0$	$\Delta_{NLTE}$ $S_H = 0$
6155	8.80	8.76	-0.04	8.74	-0.06
6156	8.72	8.69	-0.03	8.67	-0.05
6158	8.79	8.74	-0.05	8.72	-0.07
среднее	8.77	8.73		8.71	
7771	9.28	8.76	-0.52	8.59	-0.69
7774	9.26	8.76	-0.50	8.59	-0.67
7775	9.18	8.73	-0.45	8.57	-0.61
8446	9.00	8.70	-0.30	8.58	-0.42
8446	9.04	8.71	-0.33	8.58	-0.46
среднее	9.15	8.73		8.58	

нечный спектр, сделать вывод о том, что для кислорода  $S_H = 1$ . Поэтому были сделаны аналогичные расчеты для Проциона (Табл. 3.12). Поскольку температура Проциона выше, то 3D поправки, вероятно, меньше, чем для Солнца. 3D-расчеты для линий O I в спектре Проциона еще никем не проведены. У Проциона мы снова поделили линии на две группы в зависимости от величины не-ЛТР поправки. Для слабых линий в видимом диапазоне  $\Delta_{NLTE}$  не превышает по модулю 0.07 dex, для ИК линий  $\Delta_{NLTE} > 0.30$  dex. Содержание по двум группам линий совпадает при  $S_H = 1$ , а при  $S_H = 0$  разница между ними составляет 0.13 dex. В случае Проциона однозначно можно сделать вывод о необходимости учета столкновений с атомами водорода с  $S_H = 1$ .

Для холодных звезд, где столкновения с нейтральным водородом определяют величину отклонений от ЛТР, масштабирование скоростей переходов при столкновении с электронами практически не влияет на результат. Для Солнца при уменьшении скоростей столкновений с электронами в 4 раза не-ЛТР поправка для линии 7771 Å изменяется лишь на 0.01 dex. Для Проциона аналогичная величина составляет 0.02 dex.

### 3.2.4. Не-ЛТР поправки для моделей атмосфер с разными параметрами.

В работе был сделан расчёт не-ЛТР поправок для линий O I для классических моделей атмосфер Куруца с параметрами :  $T_{\text{eff}} = 5000 \text{ K} - 10000 \text{ K}$  с шагом 1000 K,  $\log g = 2$  (сверхгиганты) и 4 (звезды главной последовательности), солнечный химсостав, содержание кислорода 8.83, микротурбулентная скорость  $\xi_t = 2 \text{ km s}^{-1}$ . Параметр столкновений с

Таблица 3.13. Не-ЛТР поправки для линий O I 7771 Å и 6158 Å для сетки моделей атмосфер. В скобках указана эквивалентная ширина в mÅ.

$T_{eff}, K$	7771 Å				6158 Å
	log g = 4		log g = 2		B07, 1/4(B07)
	B07	1/4(B07)	B07	1/4(B07)	
10000	-1.07 (246)	-1.26 (272)	-1.87 (291)	-1.96 (302)	-0.26 (103)
9000	-0.95 (260)	-1.10 (281)	-1.64 (301)	-1.70 (311)	-0.18 (120)
8000	-0.81 (261)	-0.90 (275)	-1.40 (310)	-1.46 (318)	-0.13 (127)
7000	-0.65 (221)	-0.69 (226)	-1.28 (296)	-1.31 (301)	-0.12 ( 98)
6000	-0.34 (133)	-0.36 (135)	-1.07 (233)	-1.09 (235)	-0.08 ( 41)
5000	-0.10 ( 38)	-0.10 ( 38)	-0.49 (100)	-0.50 (101)	-0.05 ( 8)

атомами водорода  $S_H = 1$ . Расчеты проведены со стандартной моделью атома с ударными скоростями из работы Барклема [179] и со значениями, уменьшенными в 4 раза. Не-ЛТР поправка и эквивалентная ширина для линии 7771 Å приведены в таблице 3.13 и на рисунке 3.15. Не-ЛТР поправки для остальных линий этого мультиплета немного меньше по модулю, ведут себя аналогично. Здесь не-ЛТР поправку надо понимать как разность не-ЛТР и ЛТР содержаний, соответствующих эквивалентной ширине, рассчитанной при не-ЛТР с модельным содержанием.

Из таблицы 3.13 видно, что, как и ожидалось, отклонения от ЛТР усиливаются с ростом  $T_{eff}$  и с уменьшением log g, достигая в некоторых случаях почти двух порядков. Не-ЛТР поправки для линий с большими отклонениями от ЛТР очень чувствительны к изменению температуры, ускорения силы тяжести и эквивалентной ширины (содержанию кислорода). Отметим, что использовать вычисленную не-ЛТР поправку для получения не-ЛТР содержания можно только в том случае, если не только параметры звезды, но и эквивалентные ширины линий близки к значениям из таблицы 3.13. Если в атмосферах звезд главной последовательности не-ЛТР поправки для линий в видимом диапазоне невелики ( $< -0.05$  dex), то для сверхгигантов ими нельзя пренебрегать (Табл. 3.13). Например,  $\Delta_{NLTE} = -0.12$  dex для линии 6158 Å при  $T_{eff} = 7000$  К. Для сверхгигантов уменьшение ударных скоростей в 4 раза слабо влияет на величину не-ЛТР поправки для всех линий, поскольку роль столкновений мала. При  $T_{eff} < 7000$  К у звезд ГП величину не-ЛТР поправки определяют водородные столкновения, а при более высокой  $T_{eff}$  — электронные, поэтому кривые на рисунке 3.15 расходятся при  $T_{eff} \simeq 7000$  К.



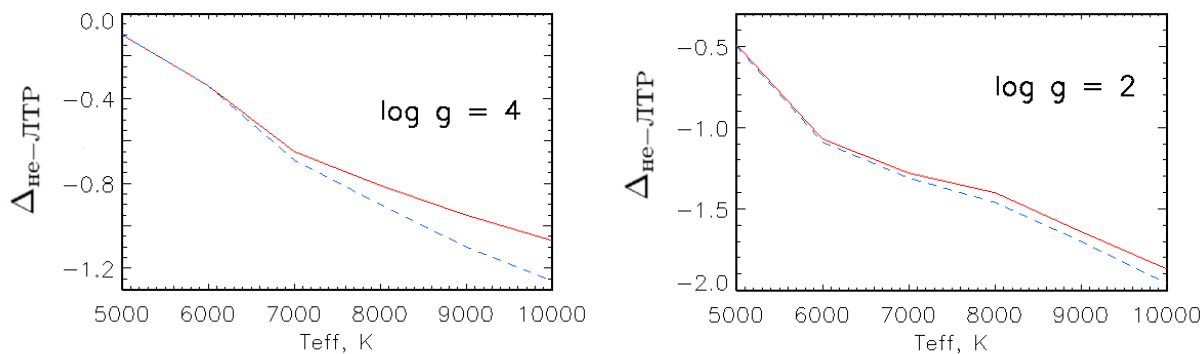


Рис. 3.15. Зависимость не-ЛТР поправки для линии 7771 Å от  $T_{\text{eff}}$  для звезд ГП (слева) и СГ (справа). Сплошная линия - расчет с оригинальными данными из работы B07, штриховая - со скоростями, уменьшенными в 4 раза.

### 3.2.5. Выводы

Проведены не-ЛТР расчёты для O I с новыми столкновительными данными B07, и определено содержание кислорода для 6 звёзд. Показано, что уточнение атомных параметров ведет к уменьшению разницы между содержанием, полученным по инфракрасным линиям и по линиям в видимом диапазоне. Для HD 32115, Веги и Сириуса она составляет  $\Delta \log \varepsilon(\text{IR} - \text{vis}) = 0.09, 0.14, 0.14$  dex, соответственно. Чтобы согласовать содержания по разным линиям, были проведены тестовые расчёты с масштабирующим коэффициентом к скоростям столкновений с электронами. Для всех трех звезд он равен 1/4. Окончательно, среднее содержание по всем линиям составляет  $\log \varepsilon = 8.78 \pm 0.09, 8.59 \pm 0.01, \text{ и } 8.42 \pm 0.03$  для HD 32115, Веги и Сириуса, соответственно.

Для холодных звезд (Солнце и Процион), у которых основная неопределенность не-ЛТР расчетов связана с учетом водородных столкновений, показано, что разброс содержания по разным линиям минимален, если применять формулу Дравина [90], [91] в неизменном виде ( $S_{\text{H}} = 1$ ). Содержание кислорода на Солнце в этом случае составляет  $\log \varepsilon = 8.74 \pm 0.05$ , а с учетом 3D поправок из работы [175]  $\log \varepsilon_{+3D} = 8.78 \pm 0.03$ . Масштабирование скоростей столкновений с электронами слабо влияет на содержание, не-ЛТР поправка изменяется не больше, чем на 0.02 dex. Внутренняя ошибка определения содержания по солнечным линиям O I составляет всего 0.03 dex, меньше, чем в работе [170]. Консервативная оценка ошибки должна учитывать изменение содержания вследствие использования разного наблюдательного материала ( $\sigma = 0.01$ ), различного проведения

непрерывного спектра ( $\sigma = 0.08$ ), разных моделей атмосферы ( $\sigma = 0.06$ ) и разных атомных данных ( $\sigma = 0.02$ ). Мы оцениваем полную ошибку в 0.11 dex. Отметим, что полученное нами солнечное содержание кислорода на 0.02 dex больше того значения, что рекомендуют Каффау и др. [175], и на 0.09 dex превышает значение из [51]. Оно все еще меньше (на 0.08 dex) того, которое нужно для согласования теоретических и наблюдаемых профилей плотности и скорости звука. Недавнее моделирование [186] показало, что для достижения согласия между теорией и наблюдениями важно не только значение содержания кислорода, но и относительное содержание тяжелых элементов. С тем химическим составом солнечной атмосферы, который дают Каффау и др. [187], разница между теорией и наблюдениями минимизируется, если увеличить содержание неона в 1.4 раза.

Рассчитаны не-ЛТР поправки для линий O I 7771 Å и 6158 Å для сетки моделей атмосфер с  $T_{\text{eff}} = 5000 \text{ K} - 10000 \text{ K}$  с шагом 1000 K,  $\log g = 2$  (сверхгиганты) и 4 (звезды главной последовательности), солнечный хим. состав, содержание кислорода 8.83, микротурбулентная скорость  $\xi_t = 2 \text{ km s}^{-1}$ . Для ИК линии в атмосферах сверхгигантов  $\Delta_{\text{NLTE}}$  достигает почти двух порядков величины. Не-ЛТР поправки для линий в видимом диапазоне у сверхгигантов достигают 0.27 dex по абсолютной величине, в отличие от звезд ГП, у которых не-ЛТР поправки для этих линий не превышают 0.05 dex. Применять их для получения не-ЛТР содержания можно только в случае, если не только параметры атмосферы, но и эквивалентные ширины линий близки к табличным.

Результаты этой главы отражены в публикациях:

- **Sitnova, T.**, Mashonkina L., Ryabchikova T., A non-LTE line formation for neutral and singly-ionised titanium in model atmospheres of the reference A-K stars, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2016;
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Pakhomov, Yu., Tsymbal, V., Titarenko, A., **Sitnova, T.**, Alexeeva, S., Fossati, L., Mashonkina, L., Accuracy of atmospheric parameters of FGK dwarfs determined by spectrum fitting, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 456, 1221-1234, 2015;
- Машонкина Л. И., **Ситнова Т. М.**, Пахомов Ю. В., Влияние отклонений от ЛТР на определение содержания кальция, титана и железа у холодных гигантов разной металличности, Письма в Астрономический Журнал, том 42, в печати, 2016;
- **Ситнова, Т.М.**, Машонкина Л. И., Рябчикова Т. А., Влияние отклонений от ЛТР

на определение содержания кислорода в атмосферах звезд спектральных классов А-К, Письма в астрономический журнал, 39, 126-140, 2013.

## Получение наблюдательных ограничений на модели химической эволюции Галактики

Атмосферы маломассивных звезд-карликов лучше всего для получения наблюдательных ограничений на модели химической эволюции Галактики, поскольку они остаются почти неизменными в течение жизни звезды на главной последовательности и отражают химический состав газа в эпоху формирования звезды. В этой главе мы применяем основные и разработанные методы определения содержания разных элементов. В разделе 4.1 мы определили содержание 22 элементов нейтронных захватов у звезды гало HD 29907 с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ . В разделе 4.2 мы определили содержание титана и кислорода у 50 звезды выборки с  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ , параметры которых были определены в Главе 2.

### 4.1. Детальный анализ содержания элементов от Sr до Pb у звезды гало HD 29907

Со времени классической работы Бербидж и др. [188] принято считать, что тяжелые элементы, расположенные в таблице Менделеева за группой железа, ( $Z > 30$ ) синтезируются в ядерных реакциях нейтронных захватов, которые подразделяются на медленный процесс (*slow*, *s*-процесс) и быстрый процесс (*rapid*, *r*-процесс) захвата нейтронов в зависимости от плотности их потока. Благоприятные для протекания *s*-процесса температура ( $T \simeq 10^8$  K) и концентрация нейтронов ( $N_n \simeq 10^8 \text{ см}^{-3}$ ) (Клейтон и Рассбах [189]) имеют место на стадиях звездной эволюции, связанных с гидростатическим горением гелия. Для *r*-процесса концентрация нейтронов должна быть более, чем на 10 порядков, выше -  $N_n = 10^{22} - 10^{28} \text{ см}^{-3}$  (см. например, Кратц и др. [190]), что возможно только в условиях взрыва. Вклад *s*- и *r*-процессов в солнечное содержание различен не только для отдельных элементов, но и для изотопов одного элемента. Анализ содержания *s*-ядер от железа до висмута в веществе солнечной системы привел к пониманию того, что существуют 3 компонента *s*-процесса (Сигер и др. [191]; Клейтон и Рассбах [189]; Капеллер и др. [192, 193]). В классической модели *s*-процесса произведение сечения нейтронных захватов  $\sigma$  и содержания элемента  $N$  является универсальной функцией, так называемой

кривой  $\sigma N$ . Наблюдаемая кривая  $\sigma N$  согласуется с теоретической для большинства солнечных изотопов с доминирующим вкладом  $s$ -процесса, что свидетельствует об их общем происхождении в процессе, который назвали основным (*main*) компонентом. Он протекает на стадии двойного слоевого источника у звезд асимптотической ветви гигантов (АВГ), и, как показали теоретические исследования, подтвержденные наблюдениями (см. обзор Буссо и др. [194]), наибольший вклад в галактическое содержание  $s$ -ядер дали звезды с начальными массами  $1-4 M_{\odot}$ . Избыток легких  $s$ -ядер с атомной массой  $A \leq 90$  относительно кривой  $\sigma N$  связывают со слабым (*weak*) компонентом, который протекает в массивных звездах ( $> 10 M_{\odot}$ ) на стадии горения гелия в ядре (Ламб и др. [195]; Каппелер и др. [193]). И наконец, сильный (*strong*) компонент был введен, чтобы описать солнечное содержание изотопа  $^{208}\text{Pb}$ . Но позднее Галлино и др. [196] высказали идею, а Травальо и др. [197] подтвердили расчетами, что выход свинца в основном компоненте  $s$ -процесса зависит от металличности и большая часть солнечного изотопа  $^{208}\text{Pb}$  была произведена маломассивными звездами АВГ в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1$ . Необходимость в сильном компоненте отпала. В зависимости от того, какой процесс,  $s$  или  $r$ , доминирует в солнечном содержании элемента, его относят либо к  $s$ -, либо к  $r$ -элементам. Например, 81 % солнечного бария был синтезирован в  $s$ -процессе, а большая часть европия (94 %) в  $r$ -процессе (Арландини и др. [198]). Поэтому Ba, а также Sr, Y, Zr называют элементами  $s$ -процесса, а Eu, Gd, Dy элементами  $r$ -процесса.

До сих пор нет единого мнения о том, с какими типами звезд связан  $r$ -процесс. Предлагались модели слияния нейтронных звезд, взрывов маломассивных сверхновых, гравитационного коллапса, вызванного аккрецией и др. (см. обзор Снеден и др. [199]). Наиболее перспективной представляется модель, предложенная Вусли и др. [200], в которой  $r$ -процесс протекает в ветре, вызванным потоком нейтрино сразу после взрыва сверхновой II типа (СН II), хотя и она сталкивается со многими нерешенными теоретическими проблемами. Но какой бы ни оказалась, в конце концов, модель  $r$ -процесса, он ассоциируется со звездами, более массивными, чем те, где идет нуклеосинтез в основном компоненте  $s$ -процесса. А это означает, что на ранних стадиях эволюции Галактики, еще до того, как первые звезды с массами  $4 M_{\odot}$  дошли в своей эволюции до стадии АВГ и начали обогащать межзвездный газ  $s$ -ядрами, единственным механизмом синтеза тяжелых элементов, по крайней мере, с  $A > 90$ , был  $r$ -процесс. Наблюдательные свидетельства и теоретические аргументы в пользу доминирования  $r$ -процесса в эпоху формирования

звездного населения гало были приведены еще в конце 1970-х (Спайт и Спайт [201]; Труран [202]).

Очень важную информацию о характеристиках  $r$ -процесса дают звезды с высоким относительным избытком элементов  $r$ -процесса. По классификации Бирса и Кристлиба [203], звезды с  $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 1$  и  $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$  относятся к типу r-II. Первые две такие звезды были открыты Снеденом и др. [204] и Кэрелем и др. [205]. Сейчас их известно 12, и для восьми выполнен детальный анализ химического состава (Хилл и др. [206]; Снеден и др. [207]; Фребель и др. [208]; Франсуа и др. [209]; Лаи и др. [210]; Хайек и др. [211]; Машонкина и др. [212]). У всех наблюдается большой дефицит металлов с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -3$ . Рекордсменом в этой группе является недавно обнаруженная звезда SDSS J2357-0052 с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.4$  и  $[\text{Eu}/\text{Fe}] = 1.9$  (Аоки и др. [213]). Большие избытки элементов  $r$ -процесса у этих звезд интерпретируются как следствие локальной неоднородности вещества в ранней Галактике. Вероятно, каждая из звезд r-II сформировалась поблизости от места синтеза  $r$ -ядер и еще до того, как концентрация выброшенных продуктов синтеза уменьшилась за счет перемешивания с окружающим газом. В таком случае, распределение содержания тяжелых элементов у звезды представляет собой эмпирическую кривую относительного выхода элементов в  $r$ -процессе. Высокое содержание тяжелых элементов в сочетании с низким содержанием металлов, а значит, слабым блендированием позволило обнаружить у звезд r-II большое число элементов в диапазоне от Ga ( $Z = 31$ ) до U ( $Z = 92$ ). Например, 36 элементов наблюдаются у звезды CS 22892-052 (Снеден и др. [214]).

Уже в первых работах было показано, что звезды r-II имеют одинаковое распределение содержания тяжелых элементов, по крайней мере, в диапазоне от Ba до Hf, и оно совпадает в пределах ошибок определения с кривой так называемого солнечного  $r$ -процесса при соответствующем масштабировании (Хилл и др. [206], Снеден и др. [215] и ссылки в этой работе). Поскольку теория пока не может рассчитать эволюцию галактического содержания  $r$ -ядер, то для каждого элемента вклад  $r$ -процесса в его солнечное содержание получают путем вычитания вклада  $s$ -процесса, который вычисляется, из полного содержания. Эту разность и называют солнечным  $r$ -процессом. Совпадение распределения содержания тяжелых элементов у очень старых звезд с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -3$  с кривой вклада  $r$ -процесса в солнечное содержание означает, что относительный выход элементов в  $r$ -процессе не менялся на протяжении всей жизни Галактики. Это – вывод фундаментальной важности для понимания  $r$ -процесса. Накопление и уточнение данных для звезд

$r$ -II позволило Машонкиной и др. [212] сделать вывод, что распределение содержания у них одинаково для более широкого набора элементов от Sr до Hf. Это неудивительно, с точки зрения происхождения этих звезд. Для более тяжелых элементов имеются лишь единичные измерения, и нельзя сделать какие-то определенные выводы.

Для понимания химической эволюции Галактики важно знать, в какую эпоху, при какой металличности началось обогащение галактического газа  $s$ -ядрами, синтезированными в основном компоненте. Теория предсказывает начало нуклеосинтеза в звездах АВГ при достижении  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$  (см. например, Травальо и др. [216]). Из наблюдений эту величину оценивают, анализируя отношение содержания элементов  $s$ - и  $r$ -процессов, например, Ba/Eu или La/Eu у выборки звезд разной металличности. Если в нуклеосинтезе доминирует  $r$ -процесс, то у всех звезд, сформировавшихся в ту эпоху, следует ожидать постоянного отношения содержания между элементами. Но с началом действия  $s$ -процесса содержание  $s$ -элементов в межзвездной среде растет более высокими темпами, чем для  $r$ -элементов, и зависимость  $s/r - [\text{Fe}/\text{H}]$  меняет свое поведение. Из анализа отношений между Ba, La, Nd, Eu и Dy Баррис и др. [217] сделали вывод, что вклад основного компонента  $s$ -процесса становится заметным у звезд, начиная с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.3$ . Симмерер и др. [218] понизили эту границу до  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.6$ , анализируя отношения La/Eu. Однако, из анализа содержания 26 элементов нейтронных захватов у HD 140283 с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.6$  Сикера Мелло и др. [219] сделали вывод об их синтезе в  $r$ -процессе. Индикатором начала  $s$ -процесса может служить также содержание свинца, производство которого в маломассивных звездах АВГ начинается не ранее эпохи с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.5$  и который эффективно синтезируется при  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1$  (Галлино и др. [196]; Травальо и др. [197]). Из анализа отношения Pb/Eu у звезд разной металличности Родерер и др. [220] делают вывод, что синтез  $s$ -ядер в основном компоненте начался в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.4$ .

В этой работе мы пытаемся найти следы обогащения галактического вещества  $s$ -ядрами, синтезированными в звездах АВГ, в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.5$ , но применяем другой подход по сравнению с описанными выше. Для звезды гало HD 29907 с содержанием железа  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$  определено содержание всех элементов от Sr до Pb, линии которых могут быть измерены в диапазоне 3350-6650 Å в спектре, полученном с высоким спектральным разрешением и высоким отношением сигнала к шуму на 8-м телескопе VLT2 в Европейской Южной обсерватории (Чили). Полученное распределение содержания сравнивается с аналогичным у звезд  $r$ -II, которые служат эталоном относительного выхода

элементов в  $r$ -процессе. Если звезда HD 29907 сформировалась до начала действия основного компонента  $s$ -процесса, то распределение содержания тяжелых элементов у нее должно быть таким же, как и у звезд  $r$ -II. Если нет, то элементы с большим вкладом  $s$ -процесса в солнечное содержание, такие как Ba (81%), La (62%), должны демонстрировать избыток относительно соответствующего содержания у звезд  $r$ -II. Статья построена следующим образом. Наблюдения и параметры атмосферы описаны в части 4.1.1. В части 4.7 приводится список исследованных линий и полученное содержание элементов. Результаты обсуждаются в части 4.2.1, и выводы даются в 4.1.5.

#### 4.1.1. Наблюдения и параметры атмосферы звезды

Спектральные наблюдения звезды HD 29907 получены в апреле 2001 года в Европейской Южной обсерватории (Чили) на 8-м телескопе VLT2 с использованием эшелле-спектрометра UVES (номер проекта 67.D-0086A). Они охватывают спектральные диапазоны 3350-4450 Å, 4600-5550 Å и 5650-6650 Å, имеют спектральное разрешение  $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 60000$  и отношение сигнала к шуму  $S/N > 200$ .

Параметры атмосферы звезды взяты из литературы (Машонкина и др. [116]): эффективная температура  $T_{\text{eff}} = 5500 \pm 60$  К, ускорение силы тяжести  $\log g = 4.64 \pm 0.06$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55 \pm 0.1$ , содержание магния с  $[\text{Mg}/\text{Fe}] = 0.29 \pm 0.1$  как показатель содержания элементов  $\alpha$ -процесса и микротурбулентная скорость  $\xi_t = 0.6 \pm 0.1$  км с<sup>-1</sup>. Эффективная температура получена из анализа крыльев бальмеровских линий  $H_\alpha$  и  $H_\beta$ , ускорение силы тяжести с использованием тригонометрических параллаксов из каталога HIPPARCOS ([96], 1997). Содержание железа и микротурбулентная скорость получены по линиям Fe II при ЛТР. Точность определения эффективной температуры оценивалась в работе Машонкиной и др. [116] для всей выборки звезд путем сравнения результатов по двум линиям, а также сравнения спектроскопических и фотометрических температур. Ошибка  $\log g$  определяется ошибкой параллакса звезды HD 29907. Ошибка  $[\text{Fe}/\text{H}]$  и  $\xi_t$  оценивалась как суммарная ошибка, обусловленная разбросом данных по разным линиям Fe II и неопределенностью параметров звезды.

Содержание определяется при предположении ЛТР. Для всех элементов, кроме Mo, Ru, Rh и Pb, используются линии первых ионов, которые при  $T_{\text{eff}} = 5500$  К доминируют в полном содержании элемента вследствие невысокой энергии ионизации ( $\leq 7$  эВ) нейтральных атомов. В таком случае отклонения от ЛТР могут быть обусловлены только



радиативными связанно-связанными переходами и, как правило, невелики. Не-ЛТР эффекты еще слабее для элементных отношений.

#### 4.1.2. Определение содержания химических элементов

##### Список исследуемых линий и атомные данные

При выборе спектральных линий были использованы списки линий из статей Иванс и др. [221] и Машонкиной и др. [212]. Первичный анализ этих линий в спектре HD 29907 показал, что многие из них сильно блендированы из-за более высокого содержания металлов ( $[Fe/H] = -1.55$ ) по сравнению со звездами HD 221170 ( $[Fe/H] = -2.19$ ) и HE 2327-5642 ( $[Fe/H] = -2.78$ ), исследованными в цитированных работах. После тщательного отбора осталось 69 линий 22 химических элементов от стронция до свинца. Это – линии, либо полностью свободные от бленд, как линия Zr II 4208 Å (Рис. 4.1), либо со слабыми блендирующими линиями, лишь незначительно влияющими на определение содержания исследуемого элемента, как линии Eu II 4129 Å и Ho II 3456 Å (Рис. 4.2). Исключением является единственная наблюдаемая линия свинца Pb I 4057.807 Å, которая расположена в крыле более сильной линии CH 4057.718 Å (Рис. 4.3). Список линий вместе с используемыми атомными параметрами приведен в Табл. 4.1.

Таблица 4.1. Атомные параметры линий и содержание элемента у звезды HD 29907 для индивидуальных линий.

$Z$	Атом/ мол.	$\lambda$ (Å)	$E_{exc}$ (эВ)	$\log gf$	Ссылка	$\log \varepsilon$	Комментарий
6	CH	4310.0 - 4312.5			BCB05	6.54	
6	CH	4362.4 - 4364.6			BCB05	6.56	
7	NH	3358 - 3361			K94	5.50	
38	Sr II	4077.72	0.00	0.15	RCW80	1.28	HFS+IS (BBH83)
38	Sr II	4215.53	0.00	-0.17	RCW80	1.26	HFS+IS (BBH83)
39	Y II	3549.01	0.13	-0.28	HLG82	0.55	
39	Y II	3600.74	0.18	0.28	HLG82	0.55	
39	Y II	3611.04	0.13	0.01	HLG82	0.60	
39	Y II	3950.35	0.10	-0.49	HLG82	0.55	
39	Y II	4883.68	1.08	0.07	HLG82	0.55	
39	Y II	5087.43	1.08	-0.17	HLG82	0.53	
39	Y II	5205.73	1.03	-0.34	HLG82	0.65	
40	Zr II	3430.53	0.47	-0.16	LNA06	1.35	
40	Zr II	3457.56	0.56	-0.47	MBM06	1.37	
40	Zr II	3479.03	0.53	-0.69	LNA06	1.23	
40	Zr II	3479.39	0.71	0.18	LNA06	1.23	
40	Zr II	3505.67	0.16	-0.39	LNA06	1.40	
40	Zr II	3551.95	0.09	-0.36	LNA06	1.45	
40	Zr II	3998.97	0.56	-0.52	LNA06	1.45	
40	Zr II	4208.98	0.71	-0.51	LNA06	1.45	

*продолжается дальше*

$Z$	Атом/ мол.	$\lambda$ ( $\text{\AA}$ )	$E_{exc}$ (эВ)	$\log gf$	Ссылка	$\log \varepsilon$	Комментарий
42	Mo I	3864.11	0.00	-0.01	WB88	0.83	
44	Ru I	3498.94	0.00	0.31	WSL94	0.92	
45	Rh I	3492.36	0.00	0.17	FW96	0.11	
46	Pd I	3404.58	0.81	0.33	XSD06	0.51	
47	Ag I	3382.89	0.00	-0.38	VALD	< -0.02	
56	Ba II	5853.67	0.60	-1.00	RCW80	0.68	
56	Ba II	6496.90	0.60	-0.38	RCW80	0.65	
57	La II	3949.10	0.40	0.49	LBS01	-0.27	HFS (LBS01)
57	La II	3988.51	0.40	0.21	LBS01	-0.17	HFS (LBS01)
57	La II	3995.74	0.17	-0.06	LBS01	-0.14	HFS (LBS01)
57	La II	4086.71	0.00	-0.07	LBS01	-0.15	HFS (LBS01)
57	La II	4196.55	0.32	-0.30	LBS01	-0.27	HFS (LBS01)
57	La II	4920.98	0.13	-0.58	LBS01	-0.22	HFS (LBS01)
58	Ce II	3942.15	0.00	-0.22	LSC09	0.16	
58	Ce II	3992.38	0.45	-0.22	LSC09	0.51	
58	Ce II	3999.24	0.30	0.06	LSC09	0.21	
58	Ce II	4083.22	0.70	0.27	LSC09	0.19	
58	Ce II	4137.64	0.52	0.40	LSC09	0.21	
58	Ce II	4222.60	0.12	-0.15	LSC09	0.26	
59	Pr II	4143.12	0.37	0.61	ILW01	-0.27	HFS (G89)
59	Pr II	4408.82	0.00	0.18	ILW01	-0.37	HFS (G89)
60	Nd II	3900.22	0.47	0.10	DLS03	0.04	
60	Nd II	3990.10	0.47	0.13	DLS03	0.21	
60	Nd II	4156.08	0.18	0.16	DLS03	0.11	
62	Sm II	3741.28	0.19	-0.59	LDS06	0.02	
62	Sm II	4424.34	0.48	0.14	LDS06	0.00	
62	Sm II	4434.32	0.38	-0.07	LDS06	0.00	
62	Sm II	4467.34	0.66	0.15	LDS06	-0.10	
63	Eu II	3907.11	0.21	0.17	LWD01	-0.58	HFS+IS (LWD01)
63	Eu II	3971.97	0.21	0.27	LWD01	-0.47	HFS+IS (LWD01)
63	Eu II	4129.72	0.00	0.22	LWD01	-0.44	HFS+IS (LWD01)
63	Eu II	4205.02	0.00	0.21	LWD01	-0.53	HFS+IS (LWD01)
64	Gd II	3768.40	0.08	0.21	DLS06	0.01	
64	Gd II	3796.38	0.03	0.02	DLS06	0.14	
66	Dy II	3506.81	0.10	-0.60	WLN00	0.38	
66	Dy II	3531.71	0.00	0.77	WLN00	0.38	
66	Dy II	3550.22	0.59	0.27	WLN00	0.34	
66	Dy II	3694.81	0.10	-0.11	WLN00	0.05	
66	Dy II	3996.69	0.59	-0.26	WLN00	0.28	
66	Dy II	4077.96	0.10	-0.04	WLN00	0.20	
67	Ho II	3416.44	0.08	0.26	LSC04	-0.21	HFS (LSC04)
67	Ho II	3454.32	0.10	-0.14	LSC04	-0.26	HFS (LSC04)
67	Ho II	3456.00	0.00	0.76	LSC04	-0.46	HFS (LSC04)
67	Ho II	3460.97	0.00	-0.07	LSC04	-0.36	HFS (LSC04)
68	Er II	3499.10	0.06	0.29	LSC08	0.00	
68	Er II	3692.65	0.06	0.28	LSC08	0.05	
68	Er II	3729.52	0.00	-0.59	LSC08	0.00	
68	Er II	3786.84	0.00	-0.52	LSC08	0.00	
69	Tm II	3700.26	0.03	-0.38	WL97	-0.82	
69	Tm II	3795.76	0.03	-0.23	WL97	-0.54	
70	Yb II	3694.19	0.00	-0.30	BDM98	-0.33	HFS+IS (MGH94)
82	Pb I	4057.81	1.32	-0.17	NIST	0.70	

BCB05: Барклем и др. [222], BDM98: Бимонт и др. [223]; DLS03: Ден Хартог и др. [214]; DLS06: Ден

Хартог и др. [224]; FW96: Фур и Виз [225]; WB88: Ваилинг и Браулт [226]; G89: Жинибре [227]; HLG82: Ханнафорд и др. [228]; ILW01: Иварссон и др. [229]; K94: Куруц [230]; LBS01: Лоулер и др. [231]; LDS06: Лоулер и др. [232]; LSC04: Лоулер и др. [233]; LSC08 Лоулер и др. [199]; LSC09: Лоулер и др. [234]; LNA06: Лунг и др. [235]; LWD01: Лоулер и др. [236]; MBM06: Мальчева и др. [237]; MGH94: Мартенссон-Пендрилл и др. [238]; NIST: Ральченко и др. [132]; RCW80: Ридер и др. [239]; VALD: Купка и др. [58]; WL94: Виклифф и др. [240]; WL97: Виклифф и Лоулер [241]; WLN00: Виклифф и др. [242]; XSD06: Шу и др. [243].

Для большинства тяжелых элементов силы осцилляторов были вновь получены или переопределены в последнее десятилетие на основе лабораторных измерений. Для каждой индивидуальной линии ссылка на источник  $gf$  дается в Табл. 4.1. Ван дер Ваальсовское уширение учитывается с постоянными, предоставляемыми базой атомных данных VALD (Купка и др. [58]). При их отсутствии мы полагали  $\log C_6 = -32$ . Подавляющее большинство исследованных линий - слабые, с эквивалентной шириной  $W_\lambda < 50 \text{ m}\text{\AA}$  (см. Рис. 4.1 – 4.3), и принятое значение  $\log C_6$  практически не влияет на величину определяемого содержания. Исключение составляют резонансные линии Sr II 4077 и 4215  $\text{\AA}$  и линии Ba II 5853 и 6496  $\text{\AA}$ , для которых использовались  $\log C_6 = -31.80$  и  $-31.28$ , соответственно, полученные Барклемом и О'Марой [244] в рамках теории возмущений.

Тяжелые элементы представлены в природе, как правило, несколькими изотопами. У изотопов с нечетным числом нуклонов в ядре уровни подвержены сверхтонкому расщеплению из-за взаимодействия спинов ядра и электронной оболочки. Поэтому спектральные линии тяжелых элементов имеют, как правило, сложную структуру и состоят из набора изотопических компонентов (IS) и компонентов сверхтонкого расщепления (HFS). Например, у европия два распространенных изотопа -  $^{151}\text{Eu}$  и  $^{153}\text{Eu}$  - с примерно одинаковым содержанием (Лоддерс [245]), и у каждого изотопа резонансная линия Eu II 4129  $\text{m}\text{\AA}$  имеет 16 HFS компонентов. Т.е., всего, линия Eu II 4129  $\text{m}\text{\AA}$  состоит из 32 компонентов с максимальным расстоянием между ними 0.181  $\text{\AA}$ . Гольмий более, чем на 99 %, представлен изотопом  $^{165}\text{Ho}$ . Сверхтонкое расщепление его уровней приводит к образованию 21 компонента в линии Ho II 3456  $\text{m}\text{\AA}$  с максимальным расстоянием между ними 0.25  $\text{\AA}$ . Многокомпонентность линии учитывается всюду, где есть данные об изотопических сдвигах и константах сверхтонкого расщепления (см. Табл. 4.1, колонка Комментарий). Для иттербия отношение содержания изотопов принято равным  $^{171}\text{Yb} : ^{172}\text{Yb} : ^{173}\text{Yb} : ^{174}\text{Yb} : ^{176}\text{Yb} = 18.3 : 22.7 : 18.9 : 23.8 : 16.3$ , что соответствует нуклеосинтезу в  $r$ -процессе, согласно расчетам Арландини и др. ('звездная модель', [198]). Для стронция и европия

рассматривается такая же смесь изотопов, как и в веществе Солнечной системы (Лоддерс [245]). Это объясняется тем, что солнечный европий на 94 % состоит из  $r$ -ядер (см., например, Арландини и др. [198]), а механизмы синтеза стронция, наблюдаемого у звезды HD 29907, пока не изучены (см. раздел 4.2.1).

Многие линии тяжелых элементов расположены в голубой части спектра, где велико поглощение в молекулярных линиях CH, CN и NH даже у звезды с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$ . Поэтому было определено содержание углерода и азота с использованием полос  $A - X$  молекулы CH на длинах волн 4310–4313 Å (Рис. 4.4) и 4362–4367 Å и полосы  $A - X$  молекулы NH на длинах волн 3358–3361 Å. Атомные данные взяты из работ Барклема и др. [222] и Куруца [230]. Для определения изотопного отношения  $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$  был использован участок спектра 4210–4212.5 Å, где расположены линии молекул  $^{13}\text{CH}$  и  $^{12}\text{CH}$ . Данные для линий молекулы  $^{13}\text{CH}$  предоставлены Ванессой Хилл (Хилл и др. [206]).

### 4.1.3. Результаты

Рисунки 4.1 - 4.4 иллюстрируют качество описания наблюдаемого спектра HD 29907. Для типичной линии Ду II 3694 mÅ приводятся также теоретические профили для уменьшенного и увеличенного на 0.1 dex содержания диспрозия. Это позволяет оценить ошибку содержания, обусловленную неопределенностью фитирования. Благодаря высокому  $S/N$ , такая ошибка мала - не более, чем 0.03 dex, во всех случаях, кроме линии Pb I 4057 Å. Для последней ошибка оценивается как 0.1 dex (см. Рис. 4.3, где приведены два теоретических спектра, рассчитанных с разницей 0.2 dex в содержании свинца). Результаты определения содержания по индивидуальным линиям приведены в Табл. 4.1, а средние значения в Табл. 4.2. Для элементов с числом измеренных линий  $N \geq 2$  дается среднеквадратичная ошибка одного измерения  $\sigma_{\log \varepsilon} = \sqrt{\sum(\bar{x} - x_i)^2 / (N - 1)}$ .

Углерод и азот. У звезды HD 29907 оба элемента наблюдаются в дефиците относительно железа с  $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.29$  и  $[\text{N}/\text{Fe}] = -0.75$ . Полученные значения прекрасно согласуются с моделью Тиммса и др. [246] эволюции содержания углерода и азота в Галактике. В их модели синтез обоих элементов, а также железа происходит в массивных ( $M \geq 8 M_{\odot}$ ) звездах, и к эпохе, когда металличность галактического вещества достигает значения  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ , устанавливаются отношения  $[\text{C}/\text{Fe}] \simeq -0.2$  и  $[\text{N}/\text{Fe}] \simeq -0.8$ . В спектре HD 29907 полоса молекулы  $^{13}\text{CH}$  4211.5 Å трудно обнаружима на уровне шумов, что свидетельствует о низком содержании изотопа  $^{13}\text{C}$  - не более нескольких процентов от

полного содержания углерода. Это согласуется с эволюционным статусом звезды. Согласно эволюционным расчетам для звезд с дефицитом металлов (Станклифф и др. [247]), заметное увеличение содержания изотопа  $^{13}\text{C}$  в атмосфере происходит лишь на стадии гиганта ( $\log g < 3$ ) при выносе продуктов ядерных реакций. Таким образом, HD 29907 - типичная звезда гало в отношении углерода и азота.

Стронций - серебро,  $Z = 38 - 47$ . Определено содержание семи элементов в этом интервале, а также верхний предел для серебра. Единственная линия серебра в нашем спектре - Ag I 3382.889 Å имеет глубину более 15 % и легко обнаруживается, но между ней и соседней сильной линией Cr II 3382.682 Å наблюдается поглощение неизвестного происхождения, которое может давать вклад и на длинах волн линии серебра. Именно поэтому полученное содержание серебра рассматривается как его верхний предел. Содержание Mo, Ru, Rh и Pd определено по единственной линии (см. Табл. 4.1), но вполне надежно, как видно из Рис. 4.1.

Барий - иттербий,  $Z = 56 - 70$ . Определено содержание для тринадцати элементов в области второго пика  $r$ -процесса. Как правило, использовались две и более спектральных линии. Исключение составляет иттербий, наблюдаемый в единственной линии Yb II 3694 Å. Линия - сильная, неблендированная и хорошо фитируется, поэтому мы оцениваем точность полученного содержания иттербия не ниже, чем для других элементов этой группы. Большой разброс данных по индивидуальным линиям получается для церия ( $\log \varepsilon_{Ce} = 0.16-0.51$ ), диспрозия ( $\log \varepsilon_{Dy} = 0.05-0.38$ ) и туллия (две линии с  $\log \varepsilon_{Tm} = -0.82$  и  $-0.54$ ). Анализ линий Ce II, Dy II и Tm II был проведен повторно с тщательной проверкой проведения уровня континуума и возможных блендов, но нам не удалось улучшить результаты.

C  $[\text{Eu}/\text{Fe}] = 0.53$  и  $[\text{Ba}/\text{Eu}] = -0.49$  исследуемая звезда относится к группе r-I по классификации Бирса и Кристлиба [222]. Происхождение шести измеренных элементов - Eu, Gd, Dy, Ho, Er и Tm связано преимущественно с  $r$ -процессом независимо от рассматриваемой эпохи в жизни Галактики, так как вклад  $r$ -процесса в их солнечное содержание превышает 83 %. Для HD 29907 средний избыток этих элементов относительно железа равен  $[r/\text{Fe}] = 0.62 \pm 0.10$ .

Среди самых тяжелых элементов содержание получено только для свинца. Единственная линия Pb I 4057.807 Å очень слаба (Рис. 4.3) и расположена в крыле линии молекулы CN 4057.718 Å ( $\log gf = -2.224$ ). Параметры молекулярной линии взяты из работы Пле-

Таблица 4.2. Содержание химических элементов у HD 29907.

$Z$	Ион/ молекула	$\log \varepsilon_{\odot}^*$	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\log \varepsilon}$	$N$	[X/Fe]
6	CH	8.39	6.55	0.01	2	-0.29
7	NH	7.86	5.50	-	1	-0.75
38	Sr II	2.92	1.27	0.01	2	-0.10
39	Y II	2.21	0.57	0.03	7	-0.09
40	Zr II	2.58	1.37	0.09	8	0.34
42	Mo I	1.92	0.83	-	1	0.46
44	Ru I	1.84	0.92	-	1	0.63
45	Rh I	1.12	0.11	-	1	0.54
46	Pd I	1.66	0.51	-	1	0.40
47	Ag I	0.94	< -0.02	-	1	< 0.59
56	Ba II	2.17	0.66	0.02	2	0.04
57	La II	1.14	-0.20	0.06	6	0.21
58	Ce II	1.61	0.26	0.12	6	0.20
59	Pr II	0.76	-0.32	0.07	2	0.47
60	Nd II	1.45	0.12	0.08	3	0.22
62	Sm II	1.00	-0.02	0.05	4	0.53
63	Eu II	0.52	-0.50	0.05	4	0.53
64	Gd II	1.11	0.07	0.08	2	0.51
66	Dy II	1.13	0.27	0.13	6	0.69
67	Ho II	0.51	-0.32	0.11	4	0.72
68	Er II	0.96	0.01	0.03	4	0.60
69	Tm II	0.14	-0.68	0.20	2	0.73
70	Yb II	0.86	-0.33	-	1	0.36
82	Pb I	2.00	0.70	-	1	0.25

\* Солнечное содержание взято из Лоддерс и др. [157].

за и др. [248]. Для того, чтобы добиться удовлетворительного описания бленды, содержание углерода пришлось увеличить на 0.2 dex по сравнению с приведенным в Табл. 4.2. На Рис. 4.3 показаны также теоретические спектры с нулевым содержанием свинца и увеличенным на 0.2 dex по сравнению с окончательно принятым значением. Очевидно, что существует только одна пара содержания углерода и свинца с неопределенностью  $\Delta \log \varepsilon C = 0.05$  dex и  $\Delta \log \varepsilon Pb = 0.1$  dex, которая обеспечивает удовлетворительное описание бленды. К сожалению, из-за сильного блендирования не удалось зарегистрировать линии радиоактивного тория.

Несколько элементов (Sr, Y, Zr, Ba, Nd и Eu) у звезды HD 29907 изучались в предыдущих исследованиях [116, 249, 250]. В этой работе содержание всех элементов определялось на основе расширенного списка линий и современных атомных данных. Но для общих линий и при использовании одних и тех же атомных параметров результаты этой и предыдущих работ согласуются.

### Ошибки, обусловленные неопределенностью параметров атмосферы

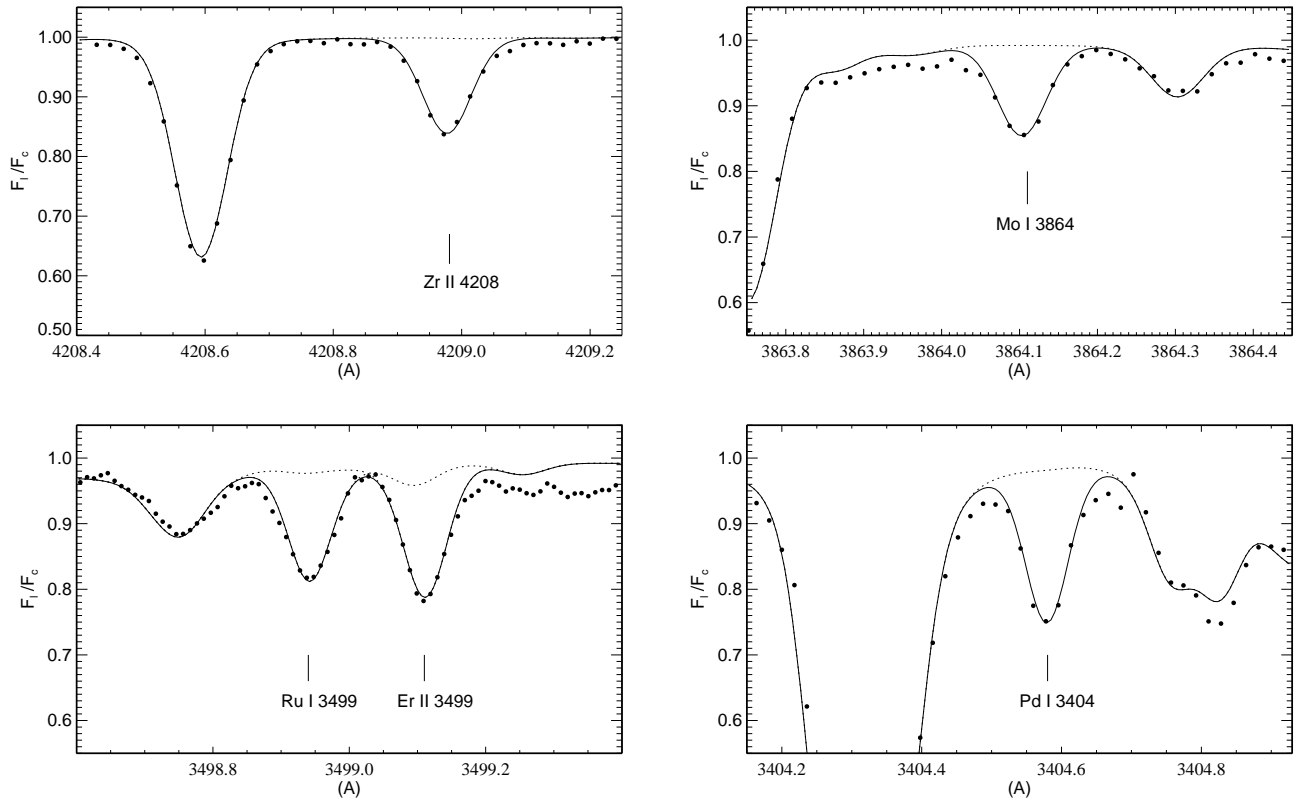


Рис. 4.1. Наблюдаемые линии Zr II 4208 Å, Mo I 3864 Å, Ru I 3498 Å, Er II 3498 Å и Pd I 3404 Å в спектре HD 29907 (кружки) в сравнении с теоретическими. Сплошная кривая на каждой панели соответствует содержанию, приведенному в Табл. 4.1 для соответствующей линии. Пунктирной кривой показаны синтетические спектры, рассчитанные с нулевым содержанием элемента, ответственного за образование представленной линии.

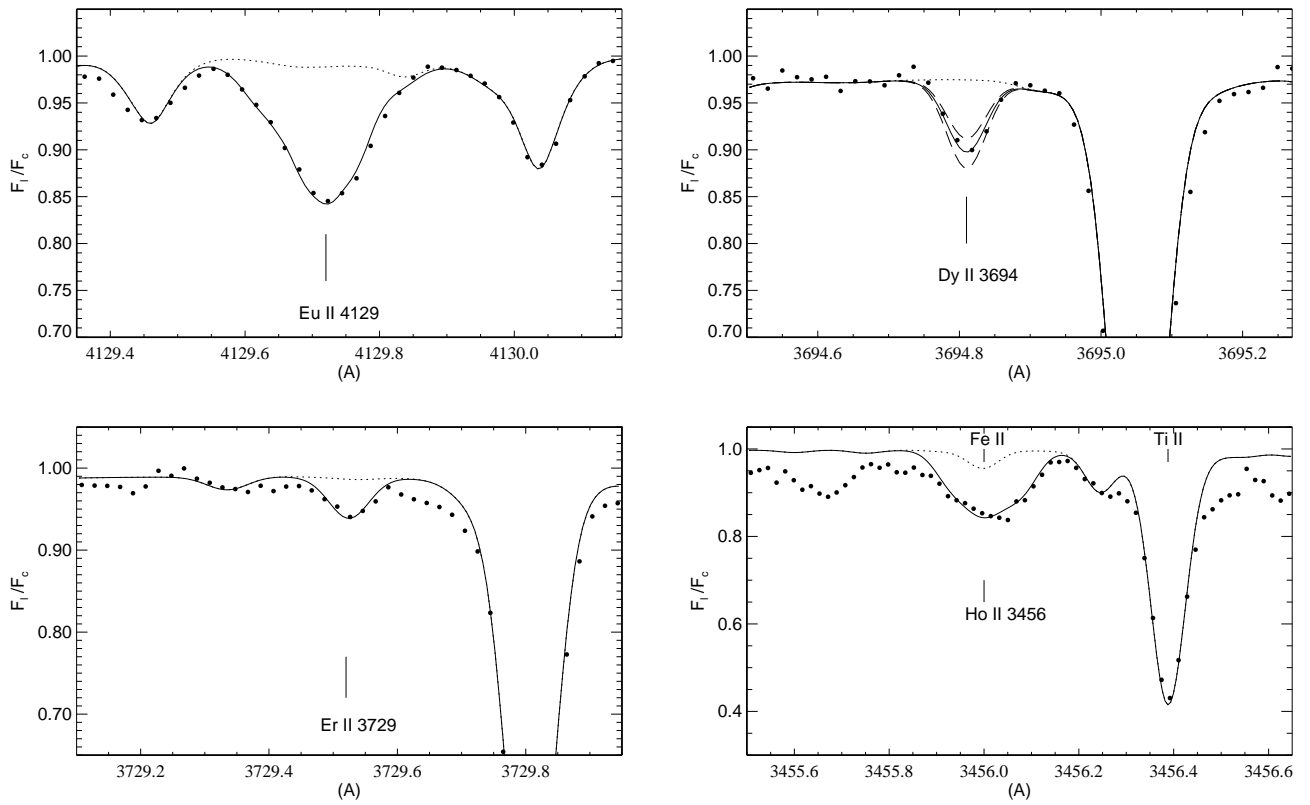


Рис. 4.2. То же самое, что на Рис. 4.1 для линий  $\text{Eu II } 4129 \text{ \AA}$ ,  $\text{Dy II } 3694 \text{ \AA}$ ,  $\text{Er II } 3729 \text{ \AA}$  и  $\text{Ho II } 3456 \text{ \AA}$ . На верхней правой панели штриховые кривые показывают профили линии  $\text{Dy II } 3694 \text{ \AA}$  с уменьшенным и увеличенным на 0.1 dex содержанием диспрозия. Линия  $\text{Ho II } 3456 \text{ \AA}$  блендирует с линией  $\text{Fe II } 3456.001 \text{ \AA}$  (пунктирная кривая).

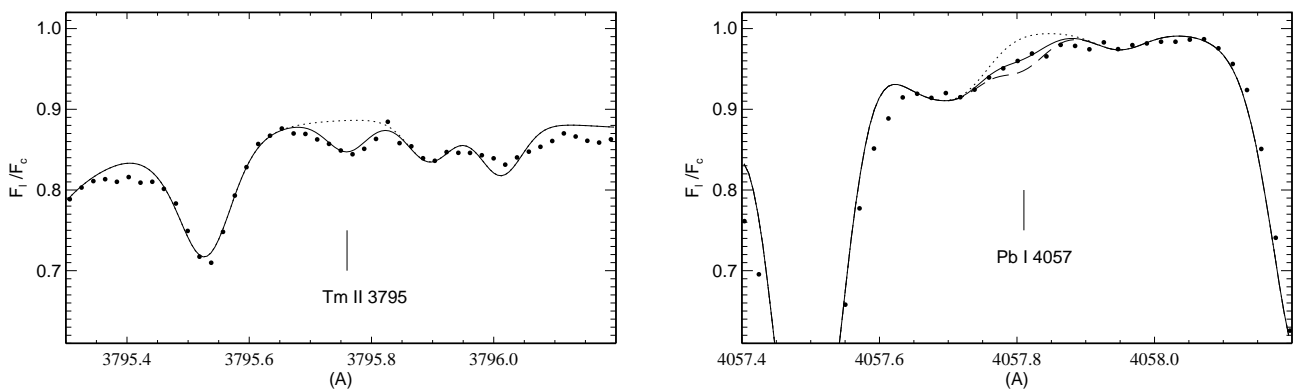


Рис. 4.3. То же самое, что на Рис. 4.1 для линий  $\text{Tm II } 3795 \text{ \AA}$  и  $\text{Pb I } 4057 \text{ \AA}$ . На правой панели штриховая кривая показывает профиль линии  $\text{Pb I } 4057 \text{ \AA}$  с увеличенным на 0.2 dex содержанием свинца.



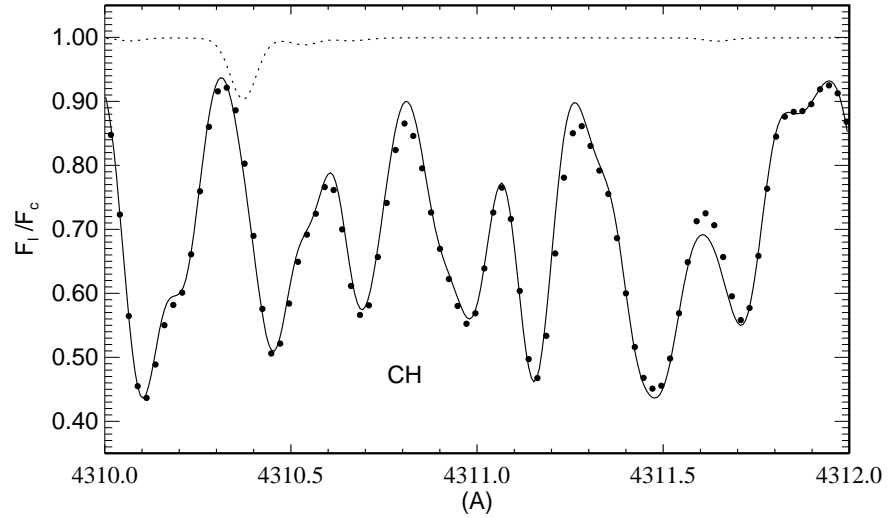


Рис. 4.4. Наблюдаемый спектр HD 29907 (кружки) в районе молекулярной полосы CH 4310 - 4312.5 Å в сравнении с теоретическими спектрами, рассчитанными с  $\log \varepsilon C = 6.54$  (сплошная кривая) и с нулевым содержанием углерода (пунктирная кривая).

Таблица 4.3 демонстрирует чувствительность определяемого содержания к варьированию эффективной температуры, ускорения силы тяжести и микротурбулентной скорости звезды в пределах ошибки их определения:  $\Delta T_{\text{eff}} = 60$  K,  $\Delta \log g = 0.06$  и  $\Delta \xi_t = 0.1$  км с<sup>-1</sup>. Для одной-двух типичных линий каждого из измеренных элементов были проведены тестовые расчеты с моделями атмосферы  $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}] = 5500/4.58/-1.55$  и  $5440/4.64/-1.55$  при  $\xi_t = 0.6$  км с<sup>-1</sup>, а также с нашей основной моделью  $5500/4.64/-1.55$  при  $\xi_t = 0.7$  км с<sup>-1</sup>.

В атмосфере исследуемой звезды все измеренные тяжелые элементы находятся преимущественно в однократно ионизованном состоянии. Поэтому наибольшую чувствительность к варьированию  $T_{\text{eff}}$  демонстрирует содержание элементов, наблюдаемых в линиях нейтральных атомов – Mo I, Ru I и др. Для этих же элементов минимальны ошибки, связанные с неопределенностью  $\log g$ . Суммарная ошибка вычислена путем сложения квадратов ошибок, обусловленных неопределенностью  $T_{\text{eff}}$  ( $\sigma_T$ ),  $\log g$  ( $\sigma_g$ ) и  $\xi_t$  ( $\sigma$ ), как  $\sigma_{\text{tot}} = \sqrt{\sigma_T^2 + \sigma_g^2 + \sigma^2}$ . Как видно из Табл. 4.3, она нигде не превышает 0.08 dex.

#### 4.1.4. Сравнение с результатами других авторов

##### Сравнение с моделями $r$ -процесса

Для того, чтобы понять происхождение тяжелых элементов у звезды HD 29907, мы,

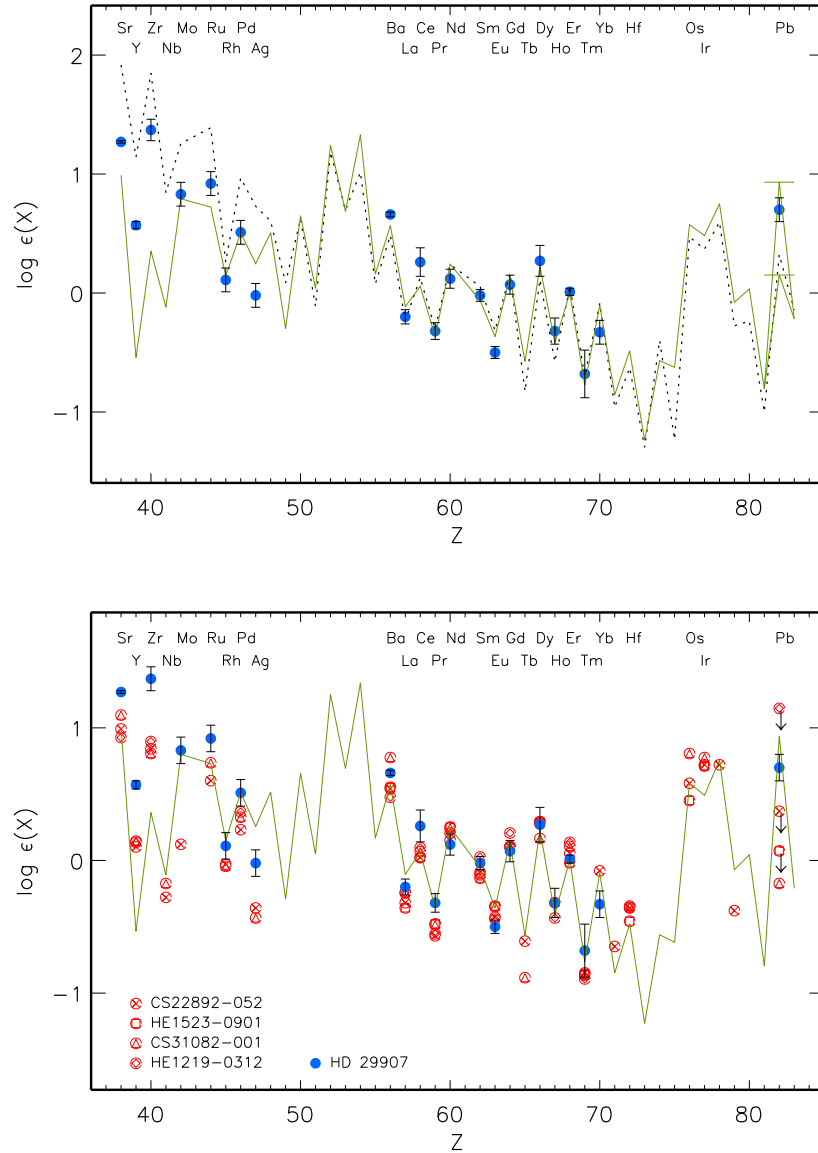


Рис. 4.5. Содержание тяжелых элементов у звезды HD 29907 (черные кружки) как функция атомного номера  $Z$  в сравнении с масштабированным вкладом  $r$ -процесса в солнечное содержание (сплошная кривая) по данным Арландини и др. ('звездная модель', [198]). Для свинца показан также более низкий вклад  $r$ -процесса, вычисленный Травальо и др. [197]. Для элементов с единственной измеренной линией ошибка определения содержания принята равной  $\sigma = 0.1$  dex. На верхней панели представлен также выход элементов в модели  $r$ -процесса HEW (пунктирная кривая) по расчетам Фаруки и др. [251], а на нижней панели масштабированное содержание у четырех звезд  $r$ -II с  $[r/Fe] \geq 1.5$ . Стрелка, обращенная вниз, означает, что имеется лишь верхний предел содержания (только для свинца). Источники данных приведены в Табл. 4.4.

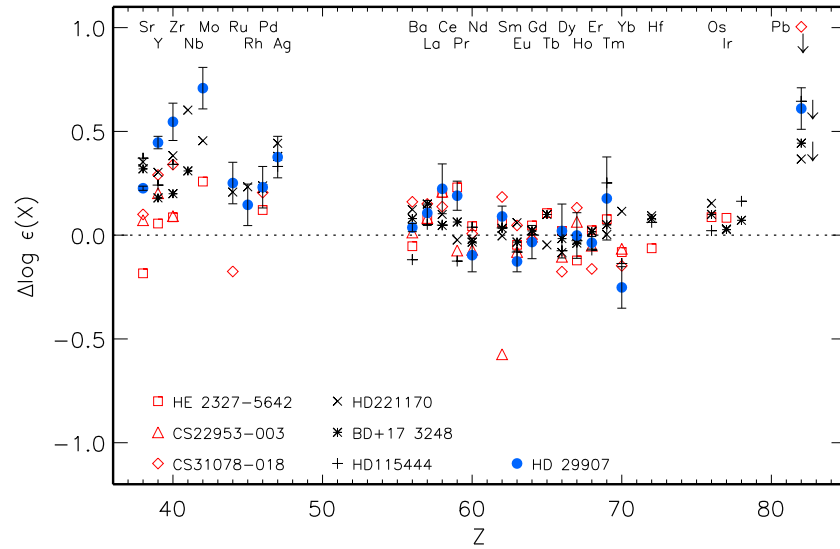


Рис. 4.6. Разность между содержанием элемента у HD 29907 (черные кружки) и средним по четырем звездам с  $[r/Fe] \geq 1.5$  как функция атомного номера  $Z$ . Для свинца среднее содержание получено без звезды HE 1219-0312. Для сравнения аналогичная разница показана для шести звезд с  $0.71 \leq [r/Fe] \leq 1.16$ .

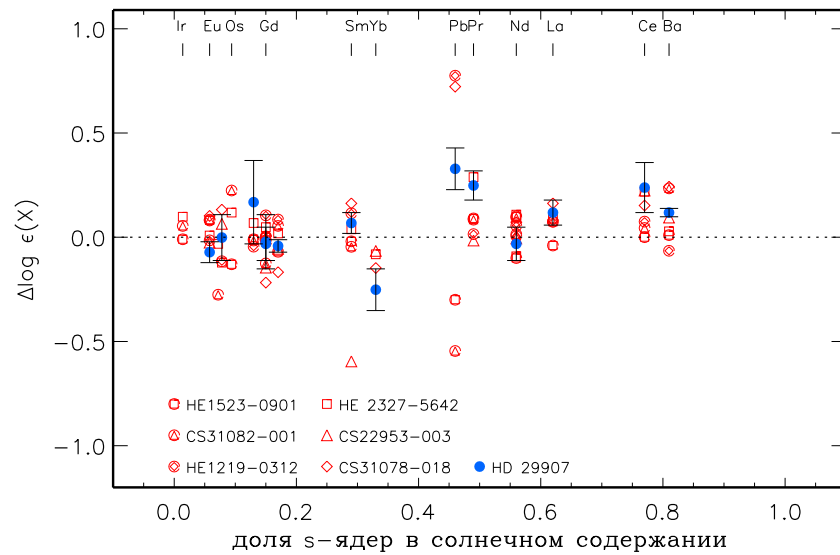


Рис. 4.7. Разница в содержании между HD 29907 и CS 22892-052 для элементов от Ba до Pb как функция доли  $s$ -ядер в их солнечном содержании. Для сравнения аналогичная разница показана для шести звезд r-II с  $[r/Fe] \geq 1$ . Доля  $s$ -ядер в солнечном содержании берется, согласно Арландини и др. ('звездная модель', [198]).

Таблица 4.3. Ошибки содержания, обусловленные неопределенностью параметров атмосферы HD 29907.

Элем.	$\Delta \log g$	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \xi_t$	$\sigma_{tot}$	Элем.	$\Delta \log g$	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \xi_t$	$\sigma_{tot}$
	-0.06, dex	-60, K	+0.1, км с <sup>-1</sup>			-0.06, dex	-60, K	+0.1, км с <sup>-1</sup>	
Sr II	0.00	-0.04	-0.02	0.04	Pr II	-0.02	-0.03	0.00	0.04
Y II	-0.02	-0.01	0.00	0.02	Nd II	-0.02	-0.02	0.00	0.03
Zr II	-0.02	-0.03	-0.02	0.04	Sm II	-0.03	-0.02	-0.01	0.04
Mo I	0.00	-0.08	-0.01	0.08	Eu II	-0.02	-0.02	-0.01	0.03
Ru I	0.00	-0.08	-0.01	0.08	Gd II	-0.02	-0.02	-0.01	0.03
Rh I	-0.01	-0.08	-0.01	0.08	Dy II	-0.01	-0.04	-0.02	0.05
Pd I	0.00	-0.07	0.00	0.07	Ho II	-0.02	-0.03	-0.02	0.04
Ag I	0.00	-0.07	-0.01	0.07	Er II	-0.03	-0.03	-0.01	0.04
Ba II	-0.01	-0.03	-0.02	0.04	Tm II	-0.02	-0.02	0.00	0.03
La II	-0.02	-0.03	-0.01	0.04	Yb II	+0.01	-0.04	-0.03	0.05
Ce II	-0.03	-0.03	-0.01	0.04	Pb I	0.00	-0.06	0.00	0.06

с одной стороны, проверили предположение о доминирующем вкладе  $r$ -процесса, а, с другой, попытались обнаружить присутствие  $s$ -ядер, синтезированных в звездах АВГ. В поиске ответа на вопрос, был ли  $r$ -процесс доминирующим в производстве тяжелых элементов в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$ , содержание элементов у HD 29907 сравнивалось с относительным выходом элементов в  $r$ -процессе, полученным тремя различными способами.

1. Солнечный  $r$ -процесс. Для каждого элемента вклад  $r$ -процесса в солнечное содержание (для краткости, будем далее использовать аббревиатуру SSr от английского словосочетания *Solar System r-process*) получен как разность солнечного фотосферного содержания, рекомендованного Лоддерс и др. [157], и вклада основного компонента  $s$ -процесса, рассчитанного Арландини и др. ('звездная' модель, [198]).

2. Модель  $r$ -процесса, связанного с ветром высокой энтропии от только что вспыхнувшей СНИ. Не будучи ограниченными какими-либо численными моделями взрыва СНИ, которые пока не воспроизводят условия, необходимые для нуклеосинтеза в  $r$ -процессе, Фаруки и др. [252], [251] исследовали выход элементов для набора параметров – энтропии  $S$  и содержания электронов  $Y_e$ . Поскольку энтропия растет и  $Y_e$  падает со временем, то выброс вещества от СНИ можно рассматривать как смесь компонентов с разными  $S$  и  $Y_e$ . Было показано, что солнечный  $r$ -процесс для ядер с  $Z \geq 48$  воспроизводится суперпозицией выходов для всего диапазона энтропии  $5 \leq S \leq 300$  при  $Y_e = 0.482$  и скорости расширения  $7500 \text{ км с}^{-1}$ . Именно эту модель (следуя за авторами, будем называть ее HEW

от *High Entropy Wind*) мы будем использовать для сравнения с наблюдаемым содержанием тяжелых элементов.

3. Эмпирическая распределение выхода элементов в  $r$ -процессе, полученное по звездам  $r$ -II. Параметры звезд и ссылки на источники данных приведены в Табл. 4.4. Заметим, что для всех звезд, включая исследуемую HD 29907, содержание всех элементов приведено к единой системе  $gf$ -величин (см. ссылки в Табл. 4.1). Исключение составляет церий. Для HE 2327-5642 (Машонкина и др. [212]) и HD 29907 мы использовали недавно опубликованные силы осцилляторов линий Ce II (Лоулер и др. [234]). Для шести линий, представленных в Табл. 4.1, новые  $gf$ , в среднем, на  $-0.07$  dex ниже по сравнению с ранее применявшимися данными Палмери и др. [253]. Систематическая разница в содержании церия между исследуемой и всеми остальными звездами (кроме HE 2327-5642), возникающая из-за использования разных  $gf$ -величин, должна быть учтена при анализе полученных результатов. Как обсуждалось Машонкиной и др. [212], все определения содержания гольмия и иридия, сделанные с использованием либо самой программы MOOG (Снеден [254]), либо заимствованных у нее сумм по состояниям, имеют систематическую ошибку из-за имевшейся до середины 2010 года ошибки при вычислении суммы по состояниям для  $\text{Ho II}$  и  $\text{Ir II}$ . Это касается всех звезд из Табл. 4.4, кроме HE 2327-5642. По нашим оценкам, ошибка содержания составляет  $-0.08$  dex и  $-0.20$  dex для гольмия и иридия, соответственно, для звезды с  $T_{\text{eff}} = 5000$  К. Поскольку у всех звезд сравнения температуры заключены в узком интервале около  $T_{\text{eff}} = 5000$  К, мы внесли одинаковую для всех звезд (кроме HE 2327-5642) поправку в измеренное у них содержание гольмия и иридия.

Всюду далее, говоря о содержании элементов у звезд сравнения и в моделях  $r$ -процесса, мы будем иметь ввиду масштабированное содержание. Для каждого объекта масштабирующий коэффициент вычислен как средняя разность логарифмов содержания (HD 29907 – модель или звезда) для 6 элементов от Eu до Tm с вкладом  $r$ -процесса в солнечное содержание более 83%, согласно Арландини и др. [198].

### **Сравнение с солнечным $r$ -процессом и моделью HEW**

Содержание элементов у HD 29907 сравнивается с солнечным  $r$ -процессом и моделью HEW на Рис. 4.5 (верхняя панель). В области 2-ого пика элементов  $r$ -процесса от Ba до Yb обе модели дают очень близкие результаты, и наблюдаемое распределение совпадает с ними в пределах ошибки определения. Среднеквадратичное отклонение для разности (HD 29907 – SSr) в этой области составляет 0.12 dex, что сопоставимо с ошибкой опреде-

ления содержания (см. Табл. 4.2 и 4.3). Для сравнения, у CS 22892-052, которая является эталонной звездой г-II, аналогичное отклонение равно 0.10 dex.

Для более легких элементов от Sr до Ag представленная модель HEW неприменима. Как показали Фаруки и др. [251], солнечные  $r$ -ядра Sr–Zr, Mo и Ru, Rh–Ag описываются моделями с  $Y_e = 0.498, 0.496$  и  $0.490$ , соответственно. Мы не приводим здесь эти модели, поскольку в области малых SSr солнечный  $r$ -процесс не может служить объектом сравнения из-за больших неопределенностей, связанных с точностью расчета вклада  $s$ -процесса и определения полного солнечного содержания. Например, для Sr, Y и Zr с долей  $r$ -ядер в солнечном веществе менее 15, 9 и 17 % неопределенность SSr составляет 0.7, 1.2 и 0.6 dex, соответственно (Машонкина и др. [212]). Это сопоставимо с разницей (HD 29907 – SSr) для Sr, Y и Zr. Поведение Mo–Ag ( $Z = 42$ –47) у звезды HD 29907 по отношению к солнечному  $r$ -процессу ближе к поведению элементов 2-ого пика ( $Z = 56$ –70), чем более близких по атомному номеру Sr, Y и Zr ( $Z = 38$ –40). Это объясняется тем, что вклад  $r$ -процесса в их солнечное содержание превышает 50 %, согласно Арландини и др. [198]. Например, родий, у которого этот вклад составляет 86 %, можно отнести к элементам  $r$ -процесса, и для него наблюдаемое у HD 29907 содержание согласуется с обеими моделями  $r$ -процесса.

Для свинца SSr, полученный по данным Арландини и др. [198], вероятно, завышен. Их расчеты эволюции содержания  $s$ -ядер основаны на использовании среднего по времени выхода элементов, и в качестве такого среднего взят выход элементов в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ . Но как показали Галлино и др. [196] и Травальо и др. [197], производство свинца в звездах АВГ зависит от их металличности, и наибольший вклад в галактическое содержание  $s$ -ядер свинца дали звезды с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1$ . Согласно Травальо и др. [197], 91 % солнечного свинца, а не 46 %, как у Арландини и др. [198], был синтезирован в звездах АВГ. Их значение SSr близко к модели HEW (Рис. 4.5). Содержание свинца у HD 29907 почти на полпорядка величины больше, чем в моделях  $r$ -процесса.

### Сравнение со звездами г-II

На нижней панели Рис. 4.5 сравниваются данные для исследуемой звезды и четырех экстремальных звезд г-II, т.е. звезд с максимальным избытком элементов  $r$ -процесса –  $[r/\text{Fe}] \geq 1.5$ . Здесь и далее  $[r/\text{Fe}]$  определено так же, как ранее это было сделано для HD 29907 с использованием шести элементов от Eu до Tm. Как было отмечено Машонкиной и др. [212] и видно на Рис. 4.5, звезды г-II имеют одинаковое распределение не только для 2-ого пика элементов  $r$ -процесса, но во всем диапазоне от Sr до Hf (возможно,

до Ir). Среднее по этим четырём звездам будем рассматривать как стандарт  $r$ -процесса ( $r$ -стандарт). Очевидно, что поведение HD 29907 относительно звезд г-II существенно различно в областях Sr–Ag и Ba–Yb. Поэтому рассмотрим их, а также свинец отдельно.

Ba–Yb: в этой области звезда HD 29907 имеет, в пределах  $1\sigma$ , такое же распределение, как и звезды г-II. Исключение составляют Pr и Yb с разностью (HD 29907 –  $r$ -стандарт), превышающей чуть более  $2\sigma$ . Заметим, что содержание Yb определено лишь у одной из четырех звезд г-II. Средняя разность (HD 29907 –  $r$ -стандарт) =  $0.02 \pm 0.13$  dex. В отношении Ba–Yb звезда HD 29907 ничем не отличается от других, изученных ранее звезд с большим дефицитом металлов ( $[Fe/H] \leq -2$ ), у которых происхождение этих элементов связывают исключительно с  $r$ -процессом. В подтверждение приведем Рис. 4.6, где дается разность содержания между HD 29907 и стандартом  $r$ -процесса и для сравнения аналогичная разность для шести звезд из Табл. 4.4 с  $0.71 \leq [r/Fe] \leq 1.16$ . Три из них с  $[r/Fe] = 0.99$ – $1.16$  классифицируются как звезды г-II, а остальные как звезды г-I. Для каждой звезды расхождение со стандартом  $r$ -процесса, в среднем, мало, но отметим значительный разброс данных между отдельными звездами почти для всех элементов в этой области, причем разница между звездами не зависит ни от металличности, ни от  $[r/Fe]$ , ни от вклада  $r$ -процесса в солнечное содержание. Например, и для бария с SSr, составляющим 19%, и для диспрозия с 85% разброс в содержании достигает 0.28 dex. Причем для Dy такая разница наблюдается между звездами CS 31078-018 (Лаи и др. [210]) и CS 22953-003 (Франсуа и др. [209]) с одинаковой металличностью и очень близкими значениями  $[r/Fe] = 1.16$  и 1.07.

Похожий анализ содержания Ba–Hf у звезд г-II и г-I был выполнен Родерером и др. ([220] их Рис. 11). Они полагают, что разброс в содержании имеет естественное происхождение и может быть обусловлен зависимостью выхода отдельных элементов от условий протекания  $r$ -процесса, которые различны у разных сверхновых. Т.е., по их мнению, кривая выхода  $r$ -процесса может не быть универсальной функцией. Мы считаем, что расхождение между отдельными звездами на Рис. 4.6 в области Ba–Yb обусловлено ошибками определения содержания, и пока нет оснований считать, что каждая сверхновая (или другой объект, ответственный за  $r$ -процесс) имеет свою индивидуальную кривую выхода  $r$ -процесса. Например, очевидна ошибка в содержании Sm у звезды CS 22953-003, где расхождение со стандартом  $r$ -процесса составляет  $-0.61$  dex. На всех рисунках мы приводим статистическую ошибку содержания только для исследуемой звезды. Звезды

сравнения имеют такие же или даже бóльшие ошибки. Например, для упоминавшихся выше Ba и Dy  $\sigma = 0.17$  и  $0.13$  dex у CS 31082-001 (Хилл и др. [206]),  $\sigma = 0.31$  и  $0.15$  dex у CS 31078-018 (Лаи и др. [210]) и  $\sigma = 0.09$  и  $0.10$  dex у HD 115444 (Вестин и др. [255]).

Несмотря на то, что, в среднем, распределение Ba–Yb у HD 29907 хорошо согласуется с аналогичным распределением у звезд, сформировавшихся в эпоху доминирования  $r$ -процесса, посмотрим, как ведет себя разность (HD 29907 –  $r$ -стандарт) в зависимости от доли  $s$ -ядер в солнечном содержании соответствующего элемента (для краткости, будем далее использовать обозначение SSs). Такие элементы, как Ba и Ce, должны, в первую очередь, продемонстрировать присутствие  $s$ -ядер, если исследуемая звезда сформировалась уже после начала нуклеосинтеза в звездах ABГ. В этом анализе роль  $r$ -стандарта будет выполнять звезда CS 22892-052. Это дает возможность сравнить HD 29907 со звездами г-II, как экстремальными с  $[r/Fe] \geq 1.5$ , так и с меньшим избытком элементов  $r$ -процесса. Как видно на Рис. 4.7, разность (HD 29907 – CS 22892-052) положительна для четырех элементов из пяти с  $SSs \geq 0.49$ , но нет закономерности в ее поведении. Разность максимальна (0.25 dex) для празеодима с  $SSs = 0.49$ , но отсутствует или меньше для элементов с большей долей  $s$ -ядер в солнечном содержании:  $-0.03$  dex для Nd и  $0.12$  dex для La и Ba. Напомним, что для церия разность должна быть уменьшена на  $0.07$  dex и должна составлять  $0.17$  dex, если привести содержание у обеих звезд к одной системе сил осцилляторов. Для каждого из пяти элементов с  $SSs \geq 0.49$  разность (HD 29907 – CS 22892-052) не превышает аналогичную разность для звезд г-II.

Таким образом, наши результаты показывают, что происхождение Ba–Yb у звезды HD 29907 связано с  $r$ -процессом и  $s$ -ядра не обнаруживаются, в пределах ошибки определения содержания. Следовательно, эпоха доминирования  $r$ -процесса в синтезе элементов 2-ого пика не могла завершиться ранее, чем содержание железа в Галактике достигло значения  $[Fe/H] = -1.55$ .

Sr–Ag: как видно на Рис. 4.5 (нижняя панель), HD 29907 имеет более высокое содержание элементов в этой области по сравнению со звездами г-II. Разница (HD 29907 –  $r$ -стандарт) больше и составляет  $0.25$ – $0.51$  dex для Sr–Zr с малым ( $\leq 17\%$ ) вкладом  $r$ -процесса в солнечное содержание и меньше,  $0.15$ – $0.23$  dex, для Ru, Rh и Pd с вкладом 68, 86 и 54%. Большая разница между HD 29907 и единственной звездой г-II наблюдается в содержании молибдена. Как уже обсуждалось, для содержания серебра нами измерен лишь верхний предел. Маловероятно, что избыток Sr–Ag у исследуемой звезды связан с



Таблица 4.4. Параметры звезд с изученным распределением тяжелых элементов из литературы.

Звезда	$T_{\text{eff}}, \text{K}$	$\log g$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$[r/\text{Fe}]$	Источник
HD 29907	5500	4.64	-1.55	0.63 <sup>1</sup>	Машонкина и др. (2003)
r-II					
CS 22892-052	4800	1.50	-3.1	1.63	Снеден и др. (2003) <sup>2,3</sup>
CS 22953-003	5100	2.30	-2.84	1.07	Франсуа и др. (2007)
CS 29491-069	5300	2.8	-2.51	1.1	Хайек и др. (2009)
CS 31078-018	5257	2.75	-2.85	1.16	Лай и др. (2008) <sup>3</sup>
CS 31082-001	4825	1.5	-2.9	1.63	Хилл и др. (2002) <sup>2,4</sup>
HE 1219-0312	5060	2.3	-2.96	1.5	Хайек и др. (2009) <sup>3</sup>
HE 1523-0901	4630	1.00	-2.95	1.74	Снеден и др. (2008) <sup>3</sup>
HE 2327-5642	5050	2.34	-2.78	0.99	Машонкина и др. (2010)
r-I					
HD 115444	4650	1.50	-2.99	0.86	Вестин и др. (2000) <sup>2,3</sup>
HD 221170	4510	1.0	-2.19	0.71	Иванс и др. (2006) <sup>2</sup>
BD+17 3248	5200	1.80	-2.0	0.82	Кован и др. (2002) <sup>2,3</sup>

<sup>1</sup> получено в этой работе, <sup>2</sup> Снеден и др. [215] ввели поправку в содержание для элементов с вновь измеренными  $gf$ -величинами, <sup>3</sup> содержание свинца из работы Родерера и др. [220], <sup>4</sup> содержание свинца из работы Плез и др. [248].

вкладом основного или/и слабого компонентов  $s$ -процесса, так как в первом случае избыток наблюдался бы у бария с его малым  $\text{SSr}$  (19%), а во втором случае избыток был бы больше для стронция и меньше для  $\text{Y}$  и  $\text{Zr}$ . Еще один аргумент дает Рис. 4.6. Другие три звезды r-I также демонстрируют избыток элементов в области  $\text{Sr}-\text{Ag}$ , независимо от их металличности. Но для звезды HD 115444 с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$  (Вестин и др. [255]) присутствие  $s$ -ядер можно уверенно исключить. Результат, полученный для  $\text{Sr}-\text{Zr}$ , не является новым, а лишь подтверждает более ранние выводы. Аоки и др. [256], Машонкина и др. [250], Франсуа и др. [209] показали, что отношение  $\text{Sr}, \text{Y}, \text{Zr}/\text{Ba}$  у звезд гало растет с уменьшением содержания бария вплоть до  $[\text{Ba}/\text{H}] \simeq -4.5$ , что невозможно объяснить, предполагая общее происхождение  $\text{Sr}-\text{Zr}$  и  $\text{Ba}$  в  $r$ -процессе. Отношение  $\text{Sr}/\text{Eu}$  различается у звезд r-I и r-II, в среднем, на 0.36 dex (Машонкина и др. [212]). Анализ наблюдательной ситуации привел Трурана и др. [257] и Травальо и др. [258] к идее существования в ранней Галактике еще одного, помимо  $r$ -процесса, механизма синтеза легких элементов  $\text{Sr}-\text{Zr}$ , в котором более тяжелые элементы  $\text{Ba}-\text{Hf}$  производились с гораздо меньшей эффективностью или не производились совсем. В литературе широко используется его обозначение LEPP (от *Lighter-Element Primary Process*), но до сих пор неясно, что это за механизм и

где он работает. Чин и Вассербург [259] предложили как идею, а Фаруки и др. [252], [251] разрабатывают возможность синтеза Sr–Zr в реакциях захвата заряженных частиц. Этот же механизм может быть ответственным за избыток Mo–Ag у звезд г-I по сравнению со звездами г-II. Но требуется больше и более точных измерений этих элементов у звезд гало.

Таким образом, элементы Sr–Ag у звезд гало не могут служить индикаторами ни  $r$ –, ни  $s$ –процессов и не могут помочь ответить на вопрос, был ли  $r$ –процесс доминирующим в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$ .

Свинец. Для большинства звезд сравнения из Табл. 4.4, кроме CS 31082-001 и HD 221170, содержание свинца заимствовано из работы Родерера и др. [220], которые дают лишь верхний предел из-за сильного блендирования линии Pb I 4057 Å. Для двух звезд - HD 115444 и CS 22892-052 - имеются более ранние определения содержания свинца (Снеден и др. [215]), и разница между ними и верхними пределами Родерера и др. [220] не превышает ошибки определения:  $-0.05$  dex и  $-0.12$  dex соответственно. Как видно на Рис. 4.5 (нижняя панель), у четырех звезд с близкими избытками элементов  $r$ –процесса  $[r/\text{Fe}] = 1.5$ – $1.74$  разброс содержания свинца превышает порядок величины. Например, у HE 1219-0312 отношение  $r/\text{Fe}$  меньше на  $0.13$  dex, чем у CS 31082-001, а Pb/Fe выше на порядок величины. Содержание свинца не следует за содержанием элементов  $r$ –процесса, и это ставит вопрос либо о сильной зависимости выхода свинца от условий протекания  $r$ –процесса, либо о множественности механизмов его синтеза в ранней Галактике. У HD 29907 содержание свинца выше, чем у трех экстремальных звезд г-II, но существенно ниже, чем верхний предел у HE 1219-0312. Причем звезда HE 1219-0312 имеет самое высокое не только масштабированное, но и абсолютное содержание свинца среди всех звезд сравнения  $-\log \varepsilon_{\text{Pb}} < 0.53$ , которое почти равно наблюдаемому у HD 29907, хотя содержание железа у нее на полтора порядка величины ниже. Возможно, для свинца не существует  $r$ –стандарта. Тем не менее, мы вычислили формально среднее содержание по трем экстремальным звездам г-II (исключена HE 1219-0312) и на Рис. 4.6 сравниваем HD 29907 с тремя звездами г-II, имеющими  $[r/\text{Fe}] = 1$ – $1.16$ , а также с тремя звездами г-I. Здесь важна не величина (HD 29907 –  $r$ –стандарт), а разброс между отдельными звездами. Как видим, звезды HD 115444 (г-I) и CS 31078-018 (г-II) с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.99$  и  $-2.85$ , сформировавшиеся в ту эпоху, когда нуклеосинтез в звездах АВГ еще не начался, имеют содержание свинца (масштабированное!), более высокое, чем исследуемая звезда. Звезды HE 1219-0312 (Хайек и др. [211]) и CS 31078-018 (Лаи и др. [210]) имеют также высокое содержание радиоактив-

ного тория, так что с наблюдаемым отношением Th/Eu и начальным отношением, взятым из солнечного  $r$ -процесса, возраст звезды получается отрицательным. Такие звезды называются звездами с повышенным содержанием актинидов. Это еще одно указание на то, что  $r$ -процесс, в котором синтезируются самые тяжелые ядра, отличается от  $r$ -процесса, ответственного за элементы 2-ого пика.

Проанализировав отношение Pb/Eu у большой выборки звезд с  $-4.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ , Родерер и др. [220] делают вывод, что у звезд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.4$  вещество не обогащено  $s$ -ядрами свинца, если  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) \leq +0.9$ . У исследуемой нами звезды наблюдаемое отношение больше  $-\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = +1.20$ . Такое же отношение  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = +1.19$  (HD 115444) или даже существенно бóльшее  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = +1.42$  и  $+1.55$  (CS 31078-018 и HE 1219-0312) получено Родерером и др. [220] для звезд низкой металличности без признаков обогащения их вещества продуктами нуклеосинтеза в звездах АВГ, правда, как верхний предел.

Таким образом, высокое содержание свинца у HD 29907 само по себе не может служить твердым доказательством присутствия  $s$ -ядер в ее веществе.

#### 4.1.5. Выводы

Для понимания химической эволюции Галактики важно выяснить, какие механизмы доминировали в производстве тяжелых элементов на разных ее этапах, когда начался синтез  $s$ -ядер в звездах асимптотической ветви гигантов. В своем ответе на второй вопрос теория указывает эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.5$ , а различные наблюдательные данные дают широкий диапазон  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-2.6$  до  $-1.4$ . В этой работе мы выбрали непроэволюционировавшую звезду гало с металличностью, близкой к пограничной, HD 29907 ( $T_{\text{eff}} = 5500$  К,  $\log g = 4.64$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$ ), чтобы из анализа содержания тяжелых элементов в ее атмосфере ответить на вопрос, был ли  $r$ -процесс доминирующим в эпоху ее формирования или вклад основного компонента  $s$ -процесса стал уже ощутимым.

С использованием высококачественных спектров ( $R \simeq 60000$ ,  $S/N \geq 200$ ), полученных на 8-м телескопе VLT2 (ЕЮО, Чили) с эшелле-спектрометром UVES, определено содержание 22 тяжелых элементов от Sr до Pb, а также углерода и азота. Для C и N наблюдается дефицит относительно железа, и в этом отношении HD 29907 является типичной звездой гало без признаков обогащения продуктами нуклеосинтеза в звездах АВГ. Показано, что исследуемая звезда имеет умеренный избыток элементов  $r$ -процесса Eu–Tm отно-

сительно железа с  $[r/Fe] = 0.63$ . По классификации Бирса и Кристлиба [203], она относится к типу r-I, имея  $[Eu/Fe] = 0.53$  и  $[Ba/Eu] = -0.49$ . Сравнение полученных результатов с данными для 7 звезд r-II и трех звезд r-I с  $[Fe/H] < -2$ , а также с так называемым солнечным  $r$ -процессом (Арландини и др. [198] и Травальо и др. [216]) и моделью  $r$ -процесса HEW (Фаруки и др. [251]) позволило сделать следующие выводы.

1. В области от Ba до Yb распределение содержания у исследуемой звезды согласуется в пределах ошибок с аналогичными для звезд сравнения и для вклада  $r$ -процесса в солнечное содержание. Модель  $r$ -процесса HEW удовлетворительно воспроизводит наблюдаемое распределение. Элементы с максимальным вкладом  $s$ -процесса в солнечное содержание ( $\geq 49\%$  для Ba, Ce, La, Nd и Pr) демонстрируют такое же поведение относительно стандарта  $r$ -процесса, построенного с использованием четырех экстремальных звезд r-II с  $[r/Fe] \geq 1.5$ , как и  $r$ -элементы. Таким образом, происхождение Ba–Yb у звезды HD 29907 связано с  $r$ -процессом, и  $s$ -ядра не обнаруживаются, в пределах ошибки определения содержания. Наши результаты подтверждают выводы других авторов (Снеден и др. [215] и ссылки в этой статье) о неизменности относительного выхода Ba–Yb в  $r$ -процессе на протяжении всей истории Галактики.

2. Все восемь звезд r-II с детально изученным содержанием тяжелых элементов (CS 29491-069 из Табл. 4.4 не представлена на наших рисунках) имеют одинаковое распределение в области Sr–Hf. Это может быть аргументом в пользу общего происхождения всех элементов от Sr до Hf у звезд, сильно обогащенных этими элементами, в универсальном  $r$ -процессе. Молибден, для которого есть определения всего лишь для двух звезд с разницей 0.25 dex (см. Рис. 4.5 и 4.6), вероятно, не является исключением, но требует более надежных измерений.

3. HD 29907 демонстрирует более высокое содержание Sr, Y и Zr по сравнению с  $r$ -стандартом, как и другие звезды r-I. Это не связано с присутствием  $s$ -ядер в ее веществе и согласуется с предположением Трурана и др. [257] и Травальо и др. [258] о разных механизмах синтеза Sr–Zr и элементов 2-ого пика (Ba–Hf) в ранней Галактике, до начала нуклеосинтеза в звездах АВГ. Содержание Sr–Zr у исследуемой звезды не может служить индикатором ни  $r$ -, ни  $s$ -процессов.

4. Из-за немногочисленности данных очень остро стоит вопрос о механизмах синтеза Mo–Ag в ранней Галактике. Мы нашли избыток этих элементов у HD 29907 и трех других звезд r-I по сравнению с звездами r-II. Его происхождение, возможно, связано с тем же

гипотетическим механизмом, который был предложен для Sr–Zr.

5. Несмотря на то, что у большинства звезд сравнения измерен лишь верхний предел содержания свинца, можно сделать вывод о большом разбросе отношения Pb/Eu у звезд без признаков обогащения продуктами основного компонента  $s$ –процесса:  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu})$  варьируется от +0.17 (CS 31082-001) до  $< +1.55$  (HE 1219-0312). Это ставит вопрос либо о сильной зависимости выхода свинца от условий протекания  $r$ –процесса, либо о множественности механизмов его синтеза в ранней Галактике. В такой ситуации содержание свинца может служить индикатором присутствия  $s$ –ядер в веществе звезды только при очень большом  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) \gg 1.55$ . Исследуемая звезда HD 29907 имеет  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = 1.20$ .

Суммируя все вышесказанное, мы делаем вывод, что в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$  звезды АВГ если и начали обогащать межзвездную среду тяжелыми элементами, то их вклад в галактическое содержание был незначительным, на уровне ошибки определения.

## 4.2. Эволюция содержания титана и кислорода по наблюдениям FGK карликов в широком диапазоне металличности.

К настоящему моменту нет сомнений в том, что кислород синтезируется в  $\alpha$ –процессе на поздних стадиях эволюции массивных звёзд. Из анализа химического состава атмосфер звёзд известно, что звёзды с  $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$  показывают избыток  $[\text{O}/\text{Fe}]$ , который увеличивается с понижением металличности примерно до  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1$ , а затем остаётся почти постоянным при  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ . Качественно и количественно отношение  $[\text{O}/\text{Fe}]$  в зависимости от  $[\text{Fe}/\text{H}]$  хорошо понято, и, в общем, модели химической эволюции Галактики описывают наблюдательные данные для  $[\text{O}/\text{Fe}]$ . Почти одинаковое отношение  $[\text{O}/\text{Fe}]$  у звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$  связано с тем, что в эпоху их формирования обогащение межзвёздного газа металлами осуществлялось массивными звёздами, взорвавшимися как сверхновые второго типа или гиперновые. К эпохе формирования звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1$  вклад в обогащение среды тяжёлыми элементами начали вносить сверхновые Ia, где эффективность производства железа выше по сравнению со взрывами массивных звёзд, что привело к снижению  $[\text{O}/\text{Fe}]$ . Существует огромное количество работ, в которых определено содержание кислорода у выборок звёзд. Здесь мы упоминаем некоторые из недавних. В настоящее время пытаются установить более тонкие детали в поведении  $[\text{O}/\text{Fe}]$ , например, каков

реальный разброс в  $[O/Fe]$  у звёзд с близкой металличностью, из чего можно сделать вывод о перемешивании вещества в Галактике. Такую попытку предприняли Бертран и др. [41] определив содержание кислорода по линиям OH в инфракрасной области спектра у красных гигантов с металличностью  $-0.65 < [Fe/H] < 0.25$ . Рамирез и др. [42] определили содержание кислорода с учетом отклонений от ЛТР по линиям O I 7771-5 Å у выборки сотен FGK карликов с  $-1.2 < [Fe/H] < 0.4$ . Бенсби и др. [11] провели детальный анализ 13 элементов от кислорода до бария у сотен близких звёзд-карликов с  $-2.6 < [Fe/H] < 0.4$ . Содержание кислорода получено по O I 7771-5 Å линиям в не-ЛТР. В обеих работах особое внимание уделяется особенностям химического состава звёзд различных подсистем Галактики (тонкий и толстый диск, гало, поток Геркулеса и Арктур). Амарши и др. [43] собрали данные из литературы по определению содержания кислорода за 2000-2015 гг. у звёзд-карликов с  $-3.3 < [Fe/H] < 0.5$ , переопределили эффективную температуру методом инфракрасного потока, и скорректировали полученное содержание с помощью поправок, полученных с учётом гидродинамических и не-ЛТР эффектов. Амарши и др. [43] получили линейный рост  $[O/Fe]$  от  $-0.3$  до  $0.6$  с понижением  $[Fe/H]$  от  $0.5$  до  $-0.7$ , затем постоянное  $[O/Fe]$  до  $[Fe/H] \simeq -2.5$ , а потом  $[O/Fe] \simeq 0.8$ .

С происхождением титана всё не так однозначно. С одной стороны, он принадлежит к элементам железного пика, а значит, синтезируется в сверхновых Ia вместе с железом. Однако, из анализа атмосфер звезд с дефицитом металлов известно, что содержание титана не следует за содержанием железа. У звёзд с металличностью  $[Fe/H] < -1$ , сформировавшихся в эпоху, когда обогащение межзвёздного газа металлами осуществлялось массивными звёздами, существует избыток титана относительно железа. О его существовании известно ещё со времён работы Валлерштейна (1962) [44], где из анализа спектрограмм в жёлтом диапазоне он обнаружил избытки Mg, Ca, Si, Ti относительно Fe для 35 звезд-карликов с  $[Fe/H]$  до  $-2$ . Позднее, на больших выборках звёзд и с использованием спектров более высокого качества этот результат был подтверждён, и получено количественное значение  $[Ti/Fe]$ . Магейн [45] получил  $[Ti/Fe] = 0.40 \pm 0.09$  из анализа линий Ti I у карликов с  $-3.0 < [Fe/H] < -1.5$ . Граттон и Снеден [46] получили  $[Ti/Fe] = 0.28 \pm 0.10$  по карликам и гигантам с  $-2.7 < [Fe/H] < -1.1$ , в этой работе авторы использовали линии основной стадии ионизации титана (Ti II) для определения содержания, чтобы минимизировать влияние не-ЛТР эффектов. Эдвардссон и др. [47] получили  $[Ti/Fe] = 0.15$  из ЛТР анализа линий Ti I у карликов с  $-1.0 < [Fe/H] < -0.2$ . Причём, нашли избытки  $[\alpha/Fe]$  уже у звёзд с метал-

личностью  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ , что не согласуется с результатами других авторов. В диапазоне  $-3.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  Бонифацио и др. [48] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.45$  для звёзд, сходящих с главной последовательности, и на 0.20 dex более низкое отношение для гигантов, сделав вывод о том, что содержание титана у гигантов надёжнее из-за меньшего влияния гидродинамических эффектов на формирование спектральных линий. Бенсби и др. [11] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.26$  для звёзд-карликов с  $-2.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$ . Полученные избытки  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  означают, что титана было примерно вдвое больше, чем железа (относительно солнечного химического состава) в эпоху, когда обогащение среды тяжёлыми элементами шло в основном за счёт взрыва СН II и гиперновых. Для изучения химической эволюции Галактики важно знать поведение  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  в зависимости от  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . В таблице 4.5 приведены данные из литературы для избытков  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ , металличности, начиная с которой виден вклад СН Ia в содержание железа ( $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{knee}}$ ), а также данные о выборке звёзд, по которой получен результат. Несмотря на то, что об избытке титана относительно железа у звёзд с низкой  $[\text{Fe}/\text{H}]$  известно уже более полувека, современные модели химической эволюции Галактики не воспроизводят поведение  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  от  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Например, Кобаяши и др. [18] получили  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = -0.1$  в диапазоне металличности  $-4.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ , используя самые современные на тот момент вклады от звёзд разных масс. То же самое нашли и Романо и др. [17], сравнив и проанализировав 15 различных наборов данных для вкладов от звёзд разных масс. Разногласие моделей и наблюдений вызвано используемыми вкладами в обогащение межзвёздной среды от взрывов массивных звёзд. Например, модель Вусли и Уивера [260] предсказывает производство титана на три порядка ниже, чем железа, при взрыве СН II с любой массой (от 11 до 25  $M_{\odot}$ ). Более высокого производства титана достигли Маеда и Номото [261] в результате 2D расчёта взрыва биполярной гиперновой с начальной массой 40  $M_{\odot}$ . В этой модели получен сопоставимый выход титана и железа, достигающий максимального значения  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.11$  dex при  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.1$  в варианте 40SHa. Недостаток производства титана в моделях взрывов массивных звёзд подтверждается анализом химического состава не только звёзд, но и, например, остатка СН 1987A. По рентгеновским наблюдениям СН 1987A Гребенев и др. [262] напрямую определили массу  $^{44}\text{Ti}$  как  $3.1 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$ , что согласуется по порядку величины с результатом Чугая и др. [263] ( $1\text{-}2 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$ ), полученным независимым методом. Эти данные на порядок превышают массу  $^{44}\text{Ti}$ , предсказанную в модели Вусли и Уивера [260].

Несмотря на большое количество данных в литературе, в этой работе мы снова

Таблица 4.5. Данные из литературы по  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ .

$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{min}}, [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{max}}$	$[\text{Ti}/\text{Fe}]_{\text{plato}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{knee}}$	ион Ti	класс светим.	источник
-2, 0	-	-	Ti I	V	Валлерштейн (1962)
-2.7, -0.5	0.33	-	Ti I, Ti II	V	Петерсон (1981)
-3.0, 0.1	0.15	-0.7	Ti II	III	Лак и Бонд (1985)
-2.5, 0.2	0.17	-1	Ti II	V	Гартман и Герен (1988)
-3.0, -1.5	0.40	-	Ti I	V	Магейн (1989)
-2.7, -0.2	0.28	-1.1	Ti II	III, V	Граттон и Снеден (1991)
-1.0, 0.2	0.15	-0.2	Ti I	V	Эдвардссон и др. (1993)
-4.1, -2.7	-0.23	-	Ti I, Ti II	III, V	Керель и др. (2004)
-1.6, 0.4	0.2	-0.3	Ti I	V	Редди и др. (2006)
-2.0, 0.4	0.26	-0.4	Ti II	V	Бенсби и др. (2014)

ставим задачу по определению содержания кислорода и титана у выборки звёзд, чтобы уточнить поведение  $[\text{O}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  в зависимости от  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Преимуществом наших результатов является их высокая однородность и точность, которая достигнута благодаря использованию:

-спектров высокого разрешения;

-однородной выборки звёзд, охватывающей широкий диапазон металличности,  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ ;

-точных параметров атмосфер, определенных едиными методами, включающими анализ линий Fe I и Fe II с учётом отклонений от ЛТР;

-не-ЛТР подхода для расчёта линий O I, Ti I и Ti II.

Описание выборки звёзд, наблюдений и параметров атмосфер дано в Главе 1, частях 2.1 и 2.7, соответственно. Методы определения не-ЛТР содержания титана и кислорода описаны в частях 3.1 и 3.2 Главы 3. Полученные соотношения  $[\text{O}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  и их сравнение с другими наблюдательными и теоретическими данными представлены в части 4.2.1 этой главы.

В работе используется дифференциальный подход относительно Солнца. Методы определения содержания титана и кислорода описаны в Главах 3.1 и 3.2, соответственно. Здесь мы приводим только не-ЛТР содержание титана, полученное по индивидуальным линиям с моделью атмосферы MARCS [83] (таблица 4.6).



Таблица 4.6. Атомные параметры линий и полученное не-ЛТР содержание титана для Солнца.

$\lambda$ , Å	$E_{\text{exc}}$ , эВ	log gf	log $A_{\odot}$	$\lambda$ , Å	$E_{\text{exc}}$ , эВ	log gf	log $A_{\odot}$
Ti I				5662.150	2.32	-0.14	-7.02
4534.776	0.83	0.35	-7.11	5689.460	2.29	-0.36	-7.13
4548.764	0.82	-0.28	-7.09	5866.451	1.07	-0.79	-7.06
4555.483	0.85	-0.40	-7.13	6258.102	1.44	-0.39	-7.03
4617.269	1.75	0.44	-7.14	6261.099	1.43	-0.53	-6.99
4639.939	1.73	-0.16	-7.14	6336.099	1.44	-1.69	-7.03
4681.909	0.05	-1.03	-7.09	Ti II			
4722.606	1.05	-1.47	-7.01	4395.839	1.24	-1.93	-7.06
4981.731	0.85	0.57	-7.14	4464.449	1.16	-1.81	-6.96
4997.097	0.00	-2.07	-7.11	4470.853	1.16	-2.02	-7.08
5016.161	0.85	-0.48	-7.12	4488.324	3.12	-0.50	-7.06
5039.957	0.02	-1.08	-7.10	4493.513	1.08	-2.78	-7.16
5043.584	0.84	-1.59	-7.13	4583.409	1.16	-2.84	-7.05
5064.653	0.05	-0.94	-7.12	4657.201	1.24	-2.29	-7.08
5113.440	1.44	-0.70	-7.18	4708.663	1.24	-2.35	-7.05
5152.184	0.02	-1.95	-7.14	5005.157	1.57	-2.73	-7.00
5186.330	2.12	-0.77	-7.16	5185.902	1.89	-1.41	-7.06
5192.969	0.02	-0.95	-7.12	5211.530	2.59	-1.41	-7.13
5194.040	2.10	-0.65	-6.96	5268.615	2.60	-1.61	-7.06
5219.701	0.02	-2.22	-7.10	5336.786	1.58	-1.60	-7.04
5247.290	2.10	-0.64	-7.20	5381.022	1.57	-1.97	-7.04
5426.250	0.02	-3.01	-7.04	5396.247	1.58	-3.18	-7.02
5512.524	1.46	-0.40	-7.10	5418.768	1.58	-2.13	-7.05

#### 4.2.1. Содержание титана и кислорода у звёзд выборки

В Таблице 4.7 приведено полученное не-ЛТР и ЛТР содержание титана и кислорода относительно солнечного. У 45 из 50 звезды выборки удалось получить содержание кислорода хотя бы по одной линии О I. При определении содержания титана у каждой звезды использовалось не менее двух и трёх линий Ti I и Ti II, соответственно.

Таблица 4.7. Не-ЛТР и ЛТР содержание кислорода и титана по линиям О I, Ti I и Ti II у звёзд выборки.

HD, BD	$N_{OI}$	[O I/H]		$N_{TiI}$	[Ti I/H]		$N_{TiII}$	[Ti II/H]		[Fe/H]
		не-ЛТР	ЛТР		не-ЛТР	ЛТР		не-ЛТР	ЛТР	
19373	4	-0.06±0.04	0.01±0.01	14	0.10±0.03	0.10±0.03	10	0.07±0.03	0.07±0.03	0.10
22484	4	-0.07±0.05	0.01±0.06	14	-0.05±0.04	-0.05±0.04	8	-0.03±0.04	-0.03±0.04	0.01
22879	3	-0.29±0.04	-0.31±0.04	23	-0.63±0.04	-0.63±0.04	12	-0.56±0.02	-0.56±0.02	-0.84
24289	0			7	-1.58±0.07	-1.69±0.07	10	-1.72±0.06	-1.78±0.12	-1.94
30562	4	0.02±0.06	0.08±0.03	14	0.18±0.05	0.18±0.05	7	0.15±0.06	0.15±0.06	0.17
30743	4	-0.43±0.06	-0.30±0.11	12	-0.36±0.05	-0.38±0.05	10	-0.37±0.06	-0.36±0.05	-0.44
34411	4	-0.06±0.04	-0.04±0.06	18	-0.01±0.05	-0.01±0.05	10	-0.00±0.04	-0.00±0.04	0.01
43318	5	-0.18±0.04	-0.00±0.09	11	-0.19±0.04	-0.21±0.04	10	-0.16±0.04	-0.16±0.04	-0.19
45067	4	-0.18±0.02	-0.07±0.10	12	-0.21±0.04	-0.22±0.04	7	-0.12±0.03	-0.12±0.03	-0.16
45205	3	-0.26±0.09	-0.25±0.11	17	-0.69±0.04	-0.70±0.04	15	-0.57±0.04	-0.57±0.04	-0.87
49933	4	-0.37±0.04	-0.15±0.11	10	-0.44±0.03	-0.47±0.03	6	-0.43±0.03	-0.43±0.03	-0.47
52711	5	-0.20±0.07	-0.20±0.07	19	-0.15±0.05	-0.15±0.05	10	-0.19±0.03	-0.19±0.03	-0.21
58855	3	-0.34±0.01	-0.20±0.05	9	-0.27±0.04	-0.28±0.04	10	-0.22±0.06	-0.22±0.06	-0.29
59374	4	-0.31±0.04	-0.35±0.04	22	-0.66±0.05	-0.67±0.04	12	-0.59±0.04	-0.59±0.04	-0.88
59984	4	-0.38±0.05	-0.40±0.10	14	-0.61±0.05	-0.62±0.04	6	-0.57±0.03	-0.57±0.03	-0.69
62301	4	-0.30±0.06	-0.27±0.09	18	-0.62±0.05	-0.63±0.05	14	-0.52±0.05	-0.52±0.05	-0.70
64090	1	-1.09±0.00	-1.23±0.00	18	-1.50±0.04	-1.49±0.04	9	-1.48±0.03	-1.49±0.03	-1.73
69897	5	-0.23±0.04	-0.15±0.08	15	-0.31±0.04	-0.32±0.04	11	-0.24±0.04	-0.24±0.03	-0.25
74000	0			8	-1.59±0.09	-1.67±0.10	7	-1.73±0.09	-1.79±0.14	-1.97
76932	4	-0.39±0.02	-0.40±0.02	17	-0.67±0.05	-0.69±0.05	15	-0.65±0.04	-0.65±0.04	-0.98
82943	5	0.08±0.05	0.12±0.06	18	0.18±0.04	0.18±0.04	12	0.16±0.03	0.17±0.03	0.19
84937	2	-1.47±0.00	-1.52±0.01	6	-1.62±0.06	-1.73±0.06	6	-1.77±0.06	-1.79±0.06	-2.12
89744	4	-0.03±0.01	0.13±0.09	12	0.10±0.05	0.09±0.05	10	0.13±0.08	0.14±0.07	0.13
90839	5	-0.16±0.05	-0.11±0.04	18	-0.14±0.06	-0.15±0.06	13	-0.18±0.05	-0.18±0.05	-0.18
92855	3	-0.12±0.05	-0.09±0.08	11	-0.18±0.05	-0.18±0.05	7	-0.15±0.06	-0.15±0.06	-0.12
94028	3	-0.85±0.13	-0.92±0.15	14	-1.21±0.05	-1.23±0.05	8	-1.16±0.03	-1.16±0.03	-1.47
99984	5	-0.33±0.03	-0.16±0.08	15	-0.31±0.06	-0.33±0.05	13	-0.31±0.06	-0.31±0.06	-0.38
100563	3	-0.06±0.01	0.09±0.06	8	0.02±0.07	0.01±0.07	7	0.08±0.11	0.08±0.11	0.06
102870	5	-0.05±0.03	0.04±0.05	20	0.12±0.05	0.11±0.05	10	0.12±0.03	0.12±0.03	0.11
103095	2	-0.82±0.01	-0.96±0.02	24	-0.96±0.05	-0.95±0.05	10	-1.03±0.04	-1.04±0.04	-1.26
105755	4	-0.25±0.03	-0.24±0.04	19	-0.49±0.04	-0.50±0.04	13	-0.46±0.05	-0.46±0.05	-0.73
106516	3	-0.28±0.03	-0.20±0.05	10	-0.46±0.05	-0.47±0.05	13	-0.44±0.05	-0.44±0.05	-0.73
108177	1	-1.09±0.00	-1.15±0.00	7	-1.32±0.07	-1.38±0.07	4	-1.35±0.05	-1.35±0.05	-1.67
110897	1	-0.53±0.00	-0.56±0.00	19	-0.43±0.05	-0.43±0.05	12	-0.44±0.04	-0.44±0.04	-0.57
114710	4	-0.12±0.04	-0.10±0.04	21	0.06±0.05	0.06±0.05	9	0.06±0.03	0.06±0.03	0.06
115617	4	0.02±0.01	-0.02±0.01	22	-0.13±0.04	-0.14±0.05	8	-0.10±0.04	-0.10±0.04	-0.10
134088	3	-0.35±0.03	-0.41±0.03	16	-0.53±0.07	-0.53±0.07	13	-0.53±0.05	-0.53±0.05	-0.80
134169	2	-0.35±0.01	-0.30±0.01	14	-0.54±0.04	-0.55±0.03	7	-0.55±0.03	-0.55±0.03	-0.78
138776	1	0.14±0.00	0.17±0.00	19	0.22±0.08	0.22±0.08	8	0.20±0.03	0.20±0.03	0.24
140283	3	-1.82±0.08	-1.92±0.07	10	-2.09±0.07	-2.22±0.08	8	-2.20±0.05	-2.22±0.06	-2.46
142373	4	-0.35±0.09	-0.34±0.06	20	-0.46±0.05	-0.47±0.04	13	-0.43±0.03	-0.43±0.03	-0.54

*продолжается дальше*

-13° 3442	3	-2.09±0.17	-2.19±0.18	2	-1.98±0.04	-2.13±0.05	16	-2.29±0.06	-2.29±0.06	-2.62
-4° 3208	0			5	-1.66±0.04	-1.78±0.03	6	-1.85±0.02	-1.91±0.08	-2.20
+7° 4841	4	-0.87±0.03	-0.90±0.03	14	-1.07±0.03	-1.11±0.03	14	-1.11±0.04	-1.11±0.04	-1.46
+9° 0352	3	-1.47±0.06	-1.56±0.06	5	-1.67±0.04	-1.75±0.04	6	-1.72±0.05	-1.73±0.05	-2.09
+24° 1676	2	-1.75±0.01	-1.81±0.03	4	-1.87±0.03	-2.01±0.03	3	-2.15±0.05	-2.17±0.04	-2.44
+29° 2091	2	-1.31±0.25	-1.47±0.27	10	-1.61±0.06	-1.62±0.06	7	-1.58±0.08	-1.59±0.08	-1.91
+37° 1458	2	-1.27±0.01	-1.40±0.01	14	-1.71±0.05	-1.76±0.06	12	-1.66±0.06	-1.66±0.06	-1.95
+66° 0268	0			13	-1.79±0.07	-1.79±0.08	5	-1.80±0.08	-1.86±0.13	-2.06
G90003	0			9	-1.63±0.05	-1.72±0.05	12	-1.68±0.07	-1.74±0.12	-2.04

#### 4.2.2. Влияние не-ЛТР эффектов на определение содержания кислорода и титана

В случае кислорода учёт отклонений от ЛТР сильно влияет на элементное соотношение  $[O/H]$ . В зависимости от величины отклонений от ЛТР по сравнению с Солнцем  $[O/H]$  может как возрастать, так и убывать. На рис. 4.8 показано не-ЛТР и ЛТР содержание кислорода относительно железа от металличности для 45 звёзд выборки. Для большинства звёзд с  $[Fe/H] > -0.6$  отклонения от ЛТР для O I больше, чем у Солнца, и не-ЛТР ведёт к понижению  $[O/Fe]$ . Для звёзд с  $[Fe/H] < -0.6$ , где линии O I слабые и формируются в глубоких слоях атмосферы, не-ЛТР поправки меньше солнечных по абсолютной величине, и не-ЛТР ведёт к увеличению  $[O/Fe]$ . При не-ЛТР наблюдается более резкое падение  $[O/Fe]$  при  $[Fe/H] > -0.8$ .

На рис. 4.8 видно, что звезда гало HD 103095 с  $[Fe/H] = -1.3$  показывает более низкое  $[O/Fe]$  по сравнению со звёздами с близкой металличностью. Из определения химического состава HD 103095 мы знаем, что эта звезда показывает недостаток не только кислорода, но и других  $\alpha$ -элементов (Mg, Si, Ti, Жао и др. [50]).

У трёх звёзд (HD 115617, HD 30562 и HD 82943 с  $[Fe/H] = -0.10, 0.17$  и  $0.19$ , соответственно)  $[O/Fe]$  выше, чем у звёзд с близкими  $[Fe/H]$  (Рис. 4.8). Эти три звезды отличаются от остальной выборки наличием у них планет. Однако, ещё у одной звезды выборки (HD 89744) есть планета, но эта звезда не выделяется ни по  $[O/Fe]$ , ни по другим элементным отношениям. Здесь мы хотим отметить, что Адиебян и др. [264] нашли более высокое содержание  $\alpha$ -элементов у звёзд с планетами по сравнению со звёздами, у которых планеты не обнаружены. Также мы получили  $[O/Fe] \simeq -0.1$  для звёзд с  $[Fe/H] \simeq 0$ , что не противоречит результатам Адиебяна и др. [264].

Для большинства звёзд в исследуемом диапазоне  $[Fe/H]$  отклонения от ЛТР для Ti I сильнее, чем у Солнца, и не-ЛТР ведёт к более высокому  $[Ti/Fe]$  по сравнению с ЛТР

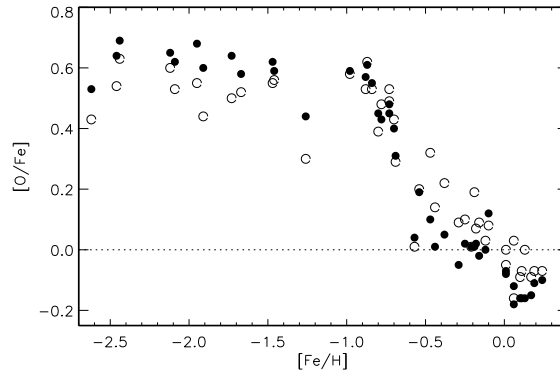


Рис. 4.8. Не-ЛТР (закрашенные кружки) и ЛТР (незакрашенные кружки) содержание кислорода относительно железа для 45 звёзд выборки.

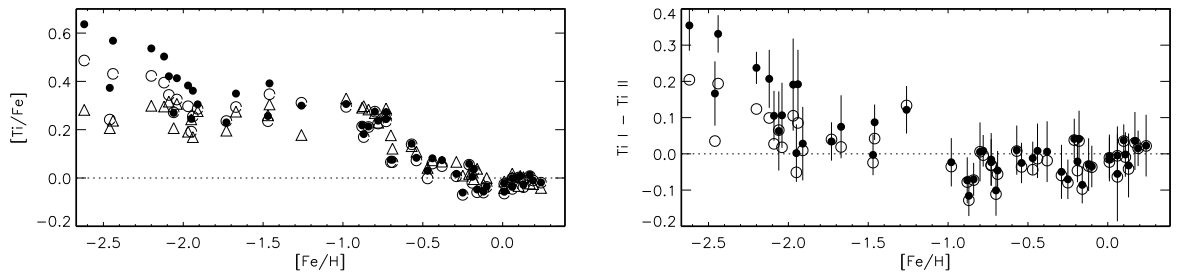


Рис. 4.9. Левый рисунок: содержание титана относительно железа по линиям Ti I в ЛТР и не-ЛТР (незакрашенные и закрашенные кружки, соответственно) и по линиям Ti II в не-ЛТР (треугольники) в зависимости от металличности. Правый рисунок: разница в содержании Ti I-Ti II при ЛТР и не-ЛТР показана незакрашенными и закрашенными кружками, соответственно.

(Рис. 4.9). Для Ti II отклонения от ЛТР малы, и разница между не-ЛТР и ЛТР содержанием не превышает 0.02 dex. Для надёжного определения содержания титана можно использовать линии Ti I и Ti II у звёзд карликов до  $[Fe/H] \simeq -2$ . Для звёзд с большим дефицитом металлов, относящихся к субгигантам или сходящих с главной последовательности, то есть, с  $3.7 < \log g < 4.1$  мы получили расхождение по линиям Ti I и Ti II в не-ЛТР. На Рис. 4.9 показана разница в среднем содержании по линиям Ti I и Ti II ( $\log A_{TiI} - \log A_{TiII}$ ) в ЛТР и не-ЛТР случае. Это расхождение может быть вызвано несовершенствами как плоско-параллельных моделей атмосфер, так и не-ЛТР расчётов для Ti I. Причины подробно обсуждаются в Главе 3.1.7. В этом случае мы считаем более надёжным не-ЛТР содержание по линиям Ti II.

### 4.2.3. Влияние изотопических компонент на определение содержания титана.

Титан представлен пятью стабильными изотопами:  $^{48}\text{Ti}$ ,  $^{46}\text{Ti}$ ,  $^{47}\text{Ti}$ ,  $^{49}\text{Ti}$ ,  $^{50}\text{Ti}$  (перечислены в порядке убывания распространённости). В веществе солнечной системы более 70 % приходится на  $^{48}\text{Ti}$ . Существуют расчёты изотопических сдвигов для некоторых линий Ti I и Ti II (Беренгут и др. [265], Нури и др. [266]), в том числе для трёх линий Ti II из нашего списка. Мы проверили влияние учёта изотопических компонент на определение содержания титана по линии Ti II 4464 Å в спектре Солнца. Изотопические сдвиги и содержание изотопов мы взяли с сайта Р. Куруца<sup>1</sup>. С учётом изотопов содержание получается на 0.05 dex меньше, чем без учёта, при эквивалентной ширине 75 mÅ. Для линии Ti II 4488 Å в спектре Солнца Бергеманн [126] получила разницу в содержании 0.06 dex с учётом и без учёта изотопических компонент. Для звёзд, где поглощение в линиях титана примерно такое же, как у Солнца, пренебрежение этим эффектом компенсируется при дифференциальном подходе. Для звёзд с меньшими эквивалентными ширинами получается систематически заниженное отношение [Ti/H]. Если не учитывать изотопическую структуру линий, то с понижением [Fe/H] от 0.2 до -0.8 отношение [Ti/Fe] растёт до 0.3, а затем понижается, образуя плато с [Ti/Fe] = 0.25. Если же учесть разницу 0.05 dex из-за учёта изотопических компонент для Солнца, то описанного падения [Ti/Fe] с понижением [Fe/H] не наблюдается. У звезд с дефицитом металлов [Fe/H] < -1 титан, вероятно, полностью представлен изотопом  $^{48}\text{Ti}$ , поскольку только он может эффективно синтезироваться в  $\alpha$ -процессе (Бёрбидж и др. [188]). Поэтому при получении абсолютного содержания титана у таких звёзд правильным будет учитывать только линию, соответствующую изотопу титана  $^{48}\text{Ti}$ . Поскольку нет данных об изотопических компонентах для всех используемых линий Ti II в солнечном спектре, для звёзд с [Fe/H] < -1 мы предлагаем скорректировать [Ti/H] путём прибавления 0.05 dex. Для звёзд с [Fe/H] < -0.7 мы получили [Ti/Fe] = 0.30±0.05

### 4.2.4. Галактические тренды [O/Fe] и [Ti/Fe]

Для звёзд с дефицитом металлов  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$  мы получили медленное убывание [O/Fe] от -0.65 до -0.55. При  $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{knee}} = -0.8$  наблюдается резкое падение [O/Fe], достигающее [O/Fe] = 0 при [Fe/H] = -0.4. Постоянное отношение [O/Fe] = 0 сохраняется в диапазоне  $-0.4 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.1$ , затем убывает, достигая -0.15 при [Fe/H] = 0.2. При

<sup>1</sup> <http://kurucz.harvard.edu/atoms/2201/isoshifts2201.dat>

описании поведения  $[O/Fe]$  мы не учитывали звёзды с планетами HD 115617, HD 30562 и HD 82943, о которых говорится в разделе 4.1.

Качественно поведение  $[Ti/Fe]$  похоже на  $[O/Fe]$ : содержание по отношению к железу почти не меняется у звёзд Гало, затем резко падает после того, как началось обогащение среды железом в результате взрывов сверхновых Ia типа. Это свидетельствует в пользу того, что как кислород, так и титан синтезируются в  $\alpha$ -процессе. Количественное поведение отличается, во-первых, поскольку в СН II типа эффективность синтеза кислорода выше, чем титана. Это приводит к тому, что у звёзд Гало  $[O/Fe] = 0.61 \pm 0.05$ , а  $[Ti/Fe] = 0.30 \pm 0.05$ . Во-вторых, излом в поведении  $[Ti/Fe]$  имеет место на  $[Fe/H] = -0.7$ , что на 0.1 больше, чем для излома в поведении  $[O/Fe]$ . Это заметно по четырём звёздам, которые попадают в диапазон металличности  $-0.8 < [O/Fe] < -0.7$ . У этих звёзд (HD 105755, HD 106516, HD 134169 и HD 134088) отношение  $[Ti/Fe]$  такое же, как  $[Ti/Fe]_{plato}$ , в то время как их  $[O/Fe] = 0.48-0.53$ , что примерно на 0.10 ниже, чем  $[O/Fe]_{plato}$  (Рис. 4.10). В-третьих, у звёзд с  $[Fe/H] > 0$  наблюдается дефицит кислорода относительно железа с  $[O/Fe]$  до  $-0.2$ , в то время как  $[Ti/Fe] \simeq 0$ . Два последних отличия связаны с тем, что титан, в отличие от кислорода, образуется ещё и в СН Ia вместе с железом.

#### 4.2.5. Сравнение с результатами других авторов

Полученное не-ЛТР содержание кислорода и титана мы сравнили с результатами Бенсби и др. [11] ( $[O/Fe]$ ,  $[Ti/Fe]$ ) и Рамиреса и др. [42] ( $[O/Fe]$ ), полученными для выборок из нескольких сотен звёзд в окрестности Солнца.

Параметры атмосфер для 719 звёзд-карликов получены Бенсби и др. [11] по линиям Fe I и Fe II с учётом не-ЛТР поправок из Линд и др. [32]. Содержание кислорода получено по ИК линиям с использованием эмпирической закономерности, выведенной Бенсби и др. [267] для звёзд с  $5000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6500 \text{ K}$ ,  $3.5 < \log g < 4.5$ ,  $-1 < [Fe/H] < 0.5$ .

Во всём диапазоне металличности наши результаты для  $[Ti/Fe]$  согласуются с тем, что получено Бенсби и др. [11]. Единственное различие заключается в том, что в нашей выборке нет звёзд толстого диска с  $[Fe/H] > -0.7$ , которые отличаются повышенным содержанием  $\alpha$ -элементов по сравнению со звёздами тонкого диска такой же металличности. Мы получили  $[Ti/Fe]_{plato} = 0.25 \pm 0.05$  (без учёта изотопического расщепления) для звёзд с  $[Fe/H] < -0.7$ , что согласуется с Бенсби и др. [11], получившими  $[Ti/Fe]_{plato} = 0.26 \pm 0.07$ .

Для звёзд с  $[Fe/H] < -0.8$  мы получили  $[O/Fe] = 0.61 \pm 0.05$ , что согласуется с

$[O/Fe] = 0.61 \pm 0.15$  (Бенсби и др. [11]), а для звёзд с  $[Fe/H] > -0.8$  наши данные для  $[O/Fe]$  ниже, чем у Бенсби и др. [11]. Разница может быть вызвана способом учёта отклонений от ЛТР для O I. Вместо проведения не-ЛТР расчётов Бенсби и др. [11] использовали эмпирическую формулу для вычисления не-ЛТР поправок к содержанию, выведенную как разница в ЛТР содержании по линии [O I] 6300 Å и O I 7771 Å (Бенсби и др. [267]). Например, для параметров атмосферы 6340/3.9/-0.1/1.5 Бенсби и др. [11] получили разницу между  $[O/H]$  в не-ЛТР и ЛТР  $-0.13$  dex, в то время как у нас получилась  $-0.18$  dex. Мы также отмечаем, что Бенсби и др. [267] вывели формулу для параметров атмосфер  $5000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6500 \text{ K}$ ,  $3.5 < \log g < 4.5$ ,  $-1 < [Fe/H] < 0.5$ , но применяли её в более широком диапазоне параметров в работе Бенсби и др. [11].

По сравнению с Рамиресом и др. [42] мы получили более низкое  $[O/Fe]$ . Это различие обусловлено другой причиной, не связанной с учётом отклонений от ЛТР для O I. Например, для атмосферы 5880/4.1/0.2 разница  $[O/H]$  между не-ЛТР и ЛТР составила  $-0.05$  dex у Рамиреса и др. [42], и  $-0.06$  dex у нас. Для этой звезды полученное нами и Рамиресом абсолютное не-ЛТР содержание кислорода по линиям O I 7771-5 Å совпадает в пределах 0.01 dex. Систематическая разница в  $[O/H]$  возникает из-за отличия в солнечном содержании, а именно, нами и Рамиресом получено в ЛТР  $\log \epsilon = 8.90$  и  $8.77$ , соответственно.

Полученные нами элементные соотношения  $[O/Fe]$  и  $[Ti/Fe]$  имеют меньший разброс у звёзд близкой металличности и поэтому имеют преимущество по сравнению с данными из литературы, накладывая более строгие ограничения на модели химической эволюции Галактики.

**Сравнение с моделями химической эволюции Галактики.** Результаты расчётов химической эволюции Галактики Романо и др. [17] показали, что выбранные ими наблюдения для  $[O/Fe]$  лучше всего воспроизводятся моделью 15, которая использует выходы элементов для звёзд с массами от  $1 M_{\odot}$  до  $8 M_{\odot}$  из работы Каракас [268], полученные с новыми скоростями ядерных реакций, для массивных звёзд - из Кобаяши и др. [269], для взрывов СН Ia из Ивамото и др. [270], доля гиперновых  $\epsilon_{HN} = 0.5$  при  $M > 20 M_{\odot}$ . В диапазоне  $[Fe/H]$  от 0.2 до  $-0.6$  модель 15 предсказывает рост  $[O/Fe]$  от  $-0.2$  до 0.3, что согласуется с нашими наблюдательными данными. Участок  $[X_{\alpha}/Fe]$  при металличности ниже  $[Fe/H] \simeq -0.6$  в литературе принято называть плато из-за постоянного или медленно меняющегося отношения  $[X_{\alpha}/Fe]$ . Однако, при  $[Fe/H] < -0.6$  модель 15 предсказывает

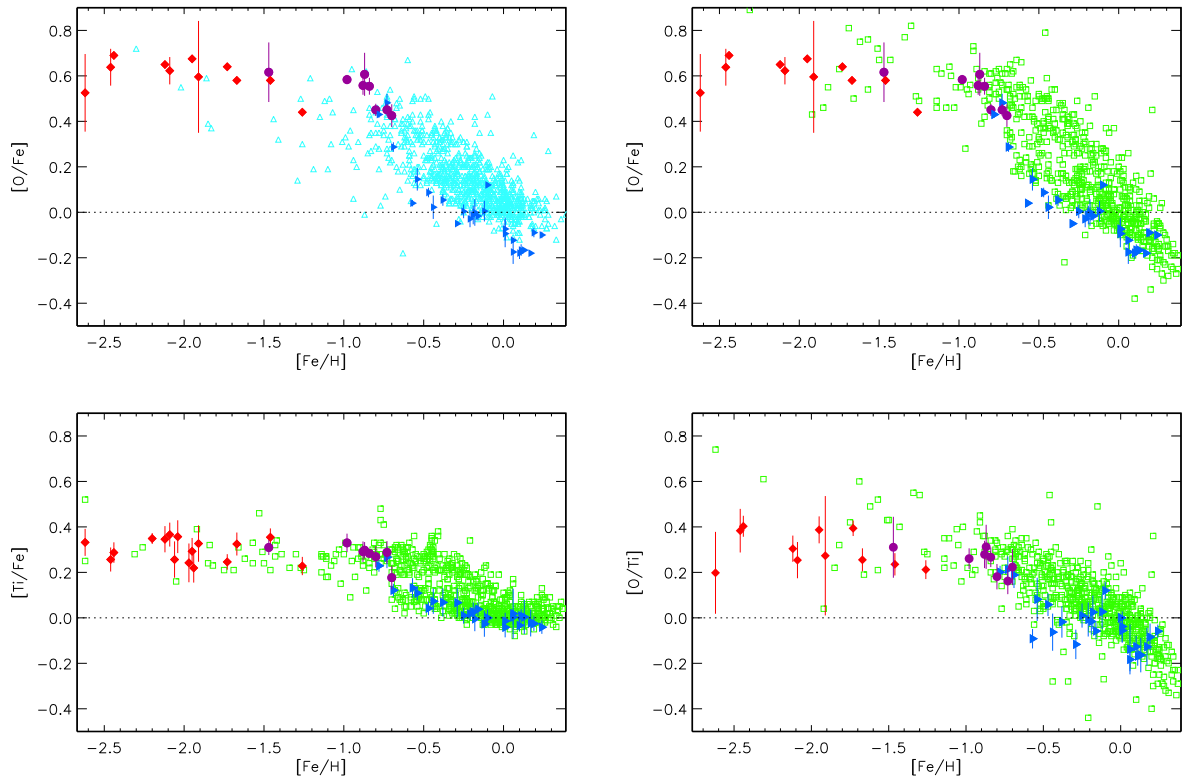


Рис. 4.10. Сравнение полученных элементных отношений  $[O/Fe]$ ,  $[Ti/Fe]$  и  $[O/Ti]$  с данными Рамиреса и др. [42] (незакрашенные треугольники) и Бенсби и др. [11] (незакрашенные квадраты). Тип населения звёзд выборки обозначен треугольниками, кружками и ромбами в случае принадлежности к тонкому диску, толстому диску и гало, соответственно.



достаточно быстрый рост  $[\text{O}/\text{Fe}]$ , а именно,  $[\text{O}/\text{Fe}]$  увеличивается от 0.3 до 1 с понижением  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-0.7$  до  $-3$ , чего не наблюдается в полученных нами результатах, а также результатах Рамиреса и др. [42] и Бенсби и др. [11]. В работе Романо и др. [17] использовались наблюдательные данные, полученные в разных работах для разных диапазонов  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , что не обеспечивает отсутствие систематической разницы в содержании между разными авторами. В работе Кобаяши и др. [18] получен менее резкий по сравнению с Романо и др. [17] спад  $[\text{O}/\text{Fe}]$  от 0.7 до 0.5 с ростом  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-4$  до  $-1$ , затем  $[\text{O}/\text{Fe}]$  уменьшается до  $-0.2$  при  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.2$ , что согласуется с полученными нами данными во всех диапазонах металличности. Модель Кобаяши и др. [18] отличается от модели Романо и др. [17], также в ней используются немного другие результаты звёздного нуклеосинтеза, для взрывов СН Ia - из Номото и др. [271], принята  $\epsilon_{\text{HN}} = 1$ . Как Романо и др. [17], так и Кобаяши и др. [18] предсказывают отрицательное отношение  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ . Как мы обсуждали во введении, это связано с недостатком производства титана в моделях взрыва массивных звёзд.

#### 4.2.6. Выводы

Для однородной выборки 50 карликов в широком диапазоне металличности  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  определено содержание титана и кислорода с учётом отклонений от ЛТР. Уточнена зависимость элементных отношений  $[\text{O}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  от  $[\text{Fe}/\text{H}]$  по сравнению с данными из литературы. Это было достигнуто за счёт использования спектров высокого качества, точных параметров атмосфер и надёжных не-ЛТР методов определения содержания кислорода и титана. Получено, что  $[\text{O}/\text{Fe}]$  нелинейно растёт от  $-0.2$  до  $0.6$  с понижением металличности  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $0.2$  до  $-0.8$ . При более низкой металличности наблюдается небольшой линейный рост  $[\text{O}/\text{Fe}]$  от  $0.55$  до  $0.65$  при падении  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-0.8$  до  $-2.6$ . Для  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  получено качественно похожее поведение, но плато имеет место при  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$ , и величина  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  составляет  $0.3$ . Более тонкие детали в поведении  $[\text{Ti}/\text{H}]$  установить сложнее, чем в случае кислорода, из-за меньшей величины  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  по сравнению с  $[\text{O}/\text{Fe}]$ . Полученные результаты указывают на то, что синтез титана связан с  $\alpha$ -процессом. Наши данные могут использоваться для тестирования моделей химической эволюции Галактики.

Результаты этой главы отражены в публикациях:

- **Ситнова, Т.М.,** Машонкина Л.И., Детальный анализ содержания элементов от Sr до Pb у звезды гало HD 29907, Письма в астрономический журнал, 37, 480-498, 2011;

- **Ситнова, Т.М.**, Эволюция содержания титана и кислорода по наблюдениям FGK карликов в широком диапазоне металличности, Письма в астрономический журнал, 42, 2016.

## Заключение

Здесь кратко описаны полученные результаты.

Определены параметры атмосфер для выборки близких к Солнцу FGK-карликов, равномерно распределённых по металличности в пределах  $-2.60 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.20$ . Эффективная температура, ускорение силы тяжести, металличность, микротурбулентная скорость определены с помощью линий нейтрального (Fe I) и ионизованного железа (Fe II) с учётом отклонений от ЛТР. Спектроскопический метод был протестирован на 20 звёздах-стандартах, эффективная температура которых определена методом ИК потока в нескольких независимых работах, а ошибка в тригонометрическом параллаксе не превышает 10 %. Затем, были определены параметры атмосфер ещё для 31 звезды. Для всех звёзд выборки мы получили согласие в пределах 0.06 dex содержания по линиям Fe I и Fe II в не-ЛТР с масштабирующим коэффициентом к скоростям неупругих столкновений с атомами водорода  $S_{\text{H+Fe}} = 0.5$ . Полученные параметры атмосфер для каждой звезды мы проверили путём сравнения её положения на плоскости  $\log g - T_{\text{eff}}$  с эволюционными треками из работы [106]. Полученные эффективные температуры лежат между теми, что получены методом ИК потока в работах [99] и [102], со средней разницей +46 К и -51 К, соответственно. Учёт отклонений от ЛТР ведёт к более высокому  $\log g$  по сравнению с ЛТР. Для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.75$ , или  $T_{\text{eff}} \leq 5750$  К, или  $\log g \geq 4.2$  мы получили сдвиг в  $\log g$  меньше 0.1 dex между не-ЛТР и ЛТР. Не-ЛТР подход особенно важен для звёзд с дефицитом металлов на стадии субгигантов, для которых сдвиг в  $\log g$  между не-ЛТР и ЛТР достигает 0.5 dex.

Впервые построена многоуровневая модель атома Ti I–II с учётом более 3600 лабораторных и теоретически предсказанных уровней Ti I и 1800 уровней Ti II с применением точных сечений фотоионизации. Модель атома протестирована на хорошо изученных звёздах спектральный классов от В до К, разных классов светимости, в широком диапазоне металличности ( $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.4$ ). Не-ЛТР ведёт к ослаблению линий Ti I и к более высокому содержанию по сравнению с ЛТР. Полученные отклонения от ЛТР меньше по сравнению с данными из литературы для FGK-звёзд. Отклонения от ЛТР малы для линий Ti II в атмосферах звёзд поздних спектральных классов. Для А-звёзд не-ЛТР ведёт к усилению линий Ti II. Впервые проведены не-ЛТР расчёты для Ti I–II в атмосферах с  $6500 \text{ К} < T_{\text{eff}} < 13000 \text{ К}$ . Для четырёх А-звёзд главной последовательности разница в ЛТР

содержании, полученном по линиям Ti I и Ti II (Ti I–Ti II), достигает 0.2 dex и исчезает при не-ЛТР. Для других четырёх звёзд, где наблюдаются только линии Ti II не-ЛТР ведёт к меньшему разбросу содержания по отдельным линиям по сравнению с ЛТР. Из анализа линий Ti I и Ti II у 17 звёзд поздних спектральных классов с  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$  мы эмпирически оценили эффективность неупругих столкновений с нейтральными атомами водорода ( $S_{\text{H}+\text{Ti}}$ ). Согласие содержания по Ti I и Ti II в не-ЛТР достигается с  $S_{\text{H}+\text{Ti}} = 1$  для звёзд с  $\log g > 4.1$  и с  $S_{\text{H}+\text{Ti}} = 0$  для гиганта HD 122563 с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.5$ . Для звёзд с  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2$  и  $\log g < 4.1$  мы получили положительную разницу Ti I–Ti II уже в ЛТР, которая только возрастает в не-ЛТР. Точные столкновительные данные для Ti I и Ti II помогли бы прояснить причину этого расхождения.

Проведены не-ЛТР расчеты для O I с многоуровневой моделью атома с использованием современных атомных данных для набора параметров, соответствующих звездам спектральных классов от A до K. Отклонения от ЛТР ведут к усилению линий O I, и разница между содержанием, полученным при не-ЛТР и при ЛТР (не-ЛТР поправка), отрицательная. Не-ЛТР поправка не превышает 0.05 dex по абсолютной величине для линий O I в видимом диапазоне для звезд главной последовательности во всем диапазоне температур. Для линии O I 7771 Å в инфракрасной области спектра не-ЛТР поправка может достигать  $-1.9$  dex. Отклонения от ЛТР усиливаются с ростом температуры и с уменьшением ускорения силы тяжести. Получено содержание кислорода для трех звезд ГП спектрального класса A с надежно определенными параметрами (Вега, Сириус, HD 32115). Для каждой из звезд учет отклонений от ЛТР ведет к уменьшению разницы содержания по ИК линиям и линиям в видимом диапазоне, например, для Веги с 1.17 dex при ЛТР до 0.14 dex при отказе от ЛТР. В случае Прокцион и Солнца неупругие столкновения с H I влияют на статистическое равновесие O I, и согласие содержания по разным линиям достигается при использовании классического формализма Дравина ( $S_{\text{H}+\text{O}} = 1$ ). По линиям O I 6300, 6158, 7771-5, 8446 Å солнечного спектра получено среднее содержание кислорода  $\log \varepsilon = 8.74 \pm 0.05$  с использованием классической плоскопараллельной модели солнечной атмосферы и  $\log \varepsilon_{+3D} = 8.78 \pm 0.03$  с учетом 3D поправок, взятых из литературы.

Для звезды гало HD 29907 ( $T_{\text{eff}} = 5500$  K,  $\log g = 4.64$ ) с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$  определено содержание 22 тяжелых элементов от Sr до Pb. В области от Ba до Yb полученное распределение содержания согласуется с аналогичными для звезд, сильно обогащенных элементами  $r$ -процесса (звезды типа  $r$ -II с  $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 1$  и  $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$ ), таких как CS 22892-052

и CS 31082-001, а также с кривой вклада  $r$ -процесса в солнечное содержание и моделью  $r$ -процесса, рассчитанной Фаруки и др. [251]. Таким образом, происхождение Ba–Yb у звезды HD 29907 связано с  $r$ -процессом. Так же, как и другие звезды с умеренным избытком элементов  $r$ -процесса, изученные в литературе, HD 29907 демонстрирует более высокое содержание Sr, Y и Zr по сравнению со звездами  $r$ -II. Эти результаты подтверждают предположение Трурана и др. [257] и Травальо и др. [258] о существовании в ранней Галактике дополнительного механизма синтеза Sr–Zr, который предшествовал нуклеосинтезу в звездах асимптотической ветви гигантов. Этот же механизм может отвечать за избыток Mo–Ag у исследуемой звезды по сравнению со звездами  $r$ -II. Нет оснований предполагать присутствие  $s$ -ядер свинца в веществе исследуемой звезды, поскольку полученное для нее отношение  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = 1.20$  находится в пределах, демонстрируемых звездами сравнения: от  $\log \varepsilon(\text{Pb}/\text{Eu}) = 0.17$  (CS 31082-001) до  $< 1.55$  (HE 1219-0312). Таким образом, вклад звезд АВГ в обогащение межзвездной среды тяжелыми элементами в эпоху с  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.55$  если и был, то был незначительным, на уровне ошибки определения содержания.

Для выборки близких к Солнцу звёзд-карликов с хорошо известными параметрами атмосфер и с содержанием железа в диапазоне  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  определено содержание титана и кислорода с учётом отклонений от ЛТР. Уточнена зависимость элементных отношений  $[\text{O}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  от  $[\text{Fe}/\text{H}]$  по сравнению с данными из литературы. Получено, что  $[\text{O}/\text{Fe}]$  растёт от  $-0.2$  до  $0.6$  с понижением металличности  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $0.2$  до  $-0.8$  и сохраняет постоянное значение при более низкой металличности. Для  $[\text{Ti}/\text{Fe}]$  получено похожее поведение, но плато образуют звёзды с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$ , и избыток титана относительно железа составляет  $0.3$ . Полученные результаты указывают на то, что синтез титана связан с  $\alpha$ -процессом. Наши данные могут использоваться для тестирования моделей химической эволюции Галактики.

В дальнейшем мы планируем дополнить выборку FG-звёзд гигантами в широком диапазоне  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , определить для них параметры и химический состав атмосфер с учётом не-ЛТР эффектов, а также расширить модель атома Fe I–II для определения не-ЛТР содержания железа по линиям Fe I и Fe II у звёзд с  $T_{\text{eff}} > 8000$  К.

**Благодарности** Автор выражает благодарность Л.И. Машонкиной, А.М. Черепашуку, Т.А. Рябчиковой, Н.Н. Чугаю, Ю.В. Пахомову, Б.М. Шустову, М.С. Мурге. Автор также выражает благодарность создателям используемых в этой работе программ: К. Бат-

леру, О. Кочухову, Н.Е. Пискунову, В. Цымбалу, Ж.К. Ритцу.

## Список литературы

1. Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B. et al. The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results // *Astron. and Astrophys.*— 1993.— V. 275.— P. 101.
2. Chen Y. Q., Nissen P. E., Zhao G. et al. Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs // *Astronomy and Astrophysics Supplement.*— 2000.— V. 141.— P. 491–506.
3. Gratton R., Carretta E., Matteucci F., Sneden C. The [Fe/O] Ratio in Field Stars and the History of Star Formation of the Solar Neighbourhood // *Formation of the Galactic Halo...Inside and Out* / Ed. by H. L. Morrison, A. Sarajedini.— V. 92 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series.*— 1996.— P. 307.
4. Fuhrmann K. Nearby stars of the Galactic disk and halo // *Astron. and Astrophys.*— 1998.— V. 338.— P. 161–183.
5. Fuhrmann K. Nearby stars of the Galactic disk and halo. III. // *Astronomische Nachrichten.*— 2004.— V. 325.— P. 3–80.
6. Mashonkina L., Gehren T. Barium and europium abundances in cool dwarf stars and nucleosynthesis of heavy elements // *Astron. and Astrophys.*— 2000.— V. 364.— P. 249–264.
7. Reddy B. E., Tomkin J., Lambert D. L., Allende Prieto C. The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2003.— V. 340.— P. 304–340.
8. Mishenina T. V., Soubiran C., Kovtyukh V. V., Korotin S. A. On the correlation of elemental abundances with kinematics among galactic disk stars // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 418.— P. 551–562.
9. Zhang H. W., Zhao G. Chemical abundances of 32 mildly metal-poor stars // *Astron. and Astrophys.*— 2006.— V. 449.— P. 127–134.
10. Adibekyan V. Z., Figueira P., Santos N. C. et al. Kinematics and chemical properties of the Galactic stellar populations. The HARPS FGK dwarfs sample // *Astron. and Astrophys.*— 2013.— V. 554.— P. A44.
11. Bensby T., Feltzing S., Oey M. S. Exploring the Milky Way stellar disk. A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood // *Astron. and Astrophys.*— 2014.— V. 562.— P. A71.
12. McWilliam A., Preston G. W., Sneden C., Searle L. Spectroscopic Analysis of 33 of the

- Most Metal Poor Stars. II. // *Astron. J.*— 1995.— V. 109.— P. 2757.
13. Cayrel R., Depagne E., Spite M. et al. First stars V - Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 416.— P. 1117–1138.
  14. Zhang H. W., Zhao G. Chemical abundances of very metal-poor stars // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2005.— V. 364.— P. 712–724.
  15. Bonifacio P., Spite M., Cayrel R. et al. First stars XII. Abundances in extremely metal-poor turnoff stars, and comparison with the giants // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 501.— P. 519–530.
  16. Chiappini C., Matteucci F., Romano D. Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way // *Astrophys. J.*— 2001.— V. 554.— P. 1044–1058.
  17. Romano D., Karakas A. I., Tosi M., Matteucci F. Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. II. Stellar yields // *Astron. and Astrophys.*— 2010.— V. 522.— P. A32.
  18. Kobayashi C., Karakas A. I., Umeda H. The evolution of isotope ratios in the Milky Way Galaxy // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2011.— V. 414.— P. 3231–3250.
  19. Zasowski G., Johnson J. A., Frinchaboy P. M. et al. Target Selection for the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) // *Astron. J.*— 2013.— V. 146.— P. 81.
  20. Gilmore G., Randich S., Asplund M. et al. The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey // *The Messenger.*— 2012.— V. 147.— P. 25–31.
  21. Randich S., Gilmore G., Gaia-ESO Consortium. The Gaia-ESO Large Public Spectroscopic Survey // *The Messenger.*— 2013.— V. 154.— P. 47–49.
  22. Smiljanic R., Korn A. J., Bergemann M. et al. Gaia-ESO Survey: The analysis of high-resolution UVES spectra of FGK-type stars // *ArXiv e-prints.*— 2014.
  23. De Silva G. M., Freeman K. C., Bland-Hawthorn J. et al. The GALAH survey: scientific motivation // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2015.— V. 449.— P. 2604–2617.
  24. de Jong R. S., Bellido-Tirado O., Chiappini C. et al. 4MOST: 4-metre multi-object spectroscopic telescope // *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV.*— V. 8446 of *Proceedings of the SPIE.*— 2012.— P. 84460T.— arXiv:astro-ph.IM/1206.6885.
  25. Dalton G., Trager S., Abrams D. C. et al. Project overview and update on WEAVE: the next generation wide-field spectroscopy facility for the William Herschel Telescope // *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V.*— V. 9147 of *Proceedings*



- of the SPIE.— 2014.— P. 91470L.— arXiv:astro-ph.IM/1412.0843.
26. Valenti J. A., Piskunov N. Spectroscopy made easy: A new tool for fitting observations with synthetic spectra. // *Astronomy and Astrophysics Supplement*.— 1996.— V. 118.— P. 595–603.
  27. Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Jofré P., Heiter U. iSpec: An integrated software framework for the analysis of stellar spectra // *Astronomical Society of India Conference Series*.— V. 11 of *Astronomical Society of India Conference Series*.— 2014.— arXiv:astro-ph.SR/1312.4545.
  28. Endl M., Cochran W. D. Kea: a new tool to obtain stellar parameters from low to moderate signal/noise and high-resolution Echelle spectra // *ArXiv e-prints*.— 2016.
  29. Soubiran C., Le Campion J.-F., Brouillet N., Chemin L. The PASTEL catalogue: 2016 version // *ArXiv e-prints*.— 2016.
  30. Heiter U., Jofré P., Gustafsson B. et al. Gaia FGK benchmark stars: Effective temperatures and surface gravities // *Astron. and Astrophys.*— 2015.— V. 582.— P. A49.
  31. Hawkins K., Jofre P., Heiter U. et al. Gaia FGK Benchmark Stars: New Candidates At Low-Metallicities // *ArXiv e-prints*.— 2016.
  32. Lind K., Bergemann M., Asplund M. Non-LTE line formation of Fe in late-type stars - II. 1D spectroscopic stellar parameters // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2012.— V. 427.— P. 50–60.
  33. Ali A. W., Griem H. R. Theory of Resonance Broadening of Spectral Lines by Atom-Atom Impacts // *Physical Review*.— 1965.— V. 140.— P. 1044–1049.
  34. Ali A. W., Griem H. R. Theory of Resonance Broadening of Spectral Lines by Atom-Atom Impacts // *Physical Review*.— 1966.— V. 144.— P. 366–366.
  35. Barklem P. S., Piskunov N., O'Mara B. J. Self-broadening in Balmer line wing formation in stellar atmospheres // *Astron. and Astrophys.*— 2000.— V. 363.— P. 1091–1105.
  36. Mashonkina L., Gehren T., Shi J.-R. et al. A non-LTE study of neutral and singly-ionized iron line spectra in 1D models of the Sun and selected late-type stars // *Astron. and Astrophys.*— 2011.— V. 528.— P. A87.
  37. Bergemann M., Lind K., Collet R. et al. Non-LTE line formation of Fe in late-type stars - I. Standard stars with 1D and <3D> model atmospheres // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2012.— V. 427.— P. 27–49.
  38. Asplund M. New Light on Stellar Abundance Analyses: Departures from LTE and Homo-

- geneity // *An. Rev. Astron. Astrophys.*— 2005.— V. 43.— P. 481–530.
39. Ruchti G. R., Bergemann M., Serenelli A. et al. Unveiling systematic biases in the 1D LTE excitation-ionization balance of Fe for FGK stars: a novel approach to determination of stellar parameters // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2013.— V. 429.— P. 126–134.
  40. Frebel A., Casey A. R., Jacobson H. R., Yu Q. Deriving Stellar Effective Temperatures of Metal-poor Stars with the Excitation Potential Method // *Astrophys. J.*— 2013.— V. 769.— P. 57.
  41. Bertran de Lis S., Allende Prieto C., Majewski S. R. et al. Cosmic variance in [O/Fe] in the Galactic disk // *Astron. and Astrophys.*— 2016.— V. 590.— P. A74.
  42. Ramírez I., Allende Prieto C., Lambert D. L. Oxygen Abundances in Nearby FGK Stars and the Galactic Chemical Evolution of the Local Disk and Halo // *Astrophys. J.*— 2013.— V. 764.— P. 78.
  43. Amarsi A. M., Asplund M., Collet R., Leenaarts J. The Galactic chemical evolution of oxygen inferred from 3D non-LTE spectral-line-formation calculations // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2015.— V. 454.— P. L11–L15.
  44. Wallerstein G. Abundances in G. Dwarfs.VI. a Survey of Field Stars. // *Astrophys. J. Suppl.*— 1962.— V. 6.— P. 407.
  45. Magain P. The chemical composition of the extreme halo stars. I - Blue spectra of 20 dwarfs // *Astron. and Astrophys.*— 1989.— V. 209.— P. 211–225.
  46. Gratton R. G., Sneden C. Abundances of elements of the Fe-group in metal-poor stars // *Astron. and Astrophys.*— 1991.— V. 241.— P. 501–525.
  47. Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B. et al. The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results // *Astron. and Astrophys.*— 1993.— V. 275.— P. 101.
  48. Bonifacio P., Spite M., Cayrel R. et al. First stars XII. Abundances in extremely metal-poor turnoff stars, and comparison with the giants // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 501.— P. 519–530.
  49. Bensby T., Feltzing S., Lundström I. Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 415.— P. 155–170.
  50. Zhao G., Mashonkina L., Chen Y. et al. // in preparation.— 2016.
  51. Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P. The Chemical Composition of the Sun // *An. Rev. Astron. Astrophys.*— 2009.— V. 47.— P. 481–522.

52. Mihalas D. Stellar atmospheres /2nd edition/.— 1978.
53. Butler K., Giddings J. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars I. Methods and general properties // Newsletter on the analysis of astronomical spectra.— 1985.— V. No. 9.— P. University of London.
54. Rybicki G. B., Hummer D. G. An accelerated lambda iteration method for multilevel radiative transfer. I - Non-overlapping lines with background continuum // Astron. and Astrophys.— 1991.— V. 245.— P. 171–181.
55. John T. L. Continuous absorption by the negative hydrogen ion reconsidered // Astron. and Astrophys.— 1988.— V. 193.— P. 189–192.
56. Boggess A., III. The Emission Spectrum of  $H_2^+$ . // Astrophys. J.— 1959.— V. 129.— P. 432.
57. Kurucz R. SYNTHE Spectrum Synthesis Programs and Line Data, CD-ROM No. 18, Cambridge, Mass.— 1994.
58. Kupka F., Piskunov N., Ryabchikova T. A. et al. VALD-2: Progress of the Vienna Atomic Line Data Base // Astronomy and Astrophysics Supplement.— 1999.— V. 138.— P. 119–133.— (VALD).
59. Castelli F., Kurucz R. L. Ultraviolet spectra for lambda Boo (HD 125162) computed with  $H_2$  opacities and Lyman-alpha H-H and H- $H^+$  opacities // Astron. and Astrophys.— 2001.— V. 372.— P. 260–275.
60. Allard N. F., Kielkopf J., Feautrier N. Satellites on the Lyman beta line of atomic hydrogen due to H-H(+) collisions // Astron. and Astrophys.— 1998.— V. 330.— P. 782–790.
61. Seaton M. J., Yan Y., Mihalas D., Pradhan A. K. Opacities for Stellar Envelopes // Monthly Notices Roy. Astron. Soc.— 1994.— V. 266.— P. 805.
62. Przybilla N., Nieva M.-F., Butler K. Testing common classical LTE and NLTE model atmosphere and line-formation codes for quantitative spectroscopy of early-type stars // Journal of Physics Conference Series.— 2011.— V. 328, no. 1.— P. 012015.
63. Tsymbal V. STARSPP: A Software System For the Analysis of the Spectra of Normal Stars // M.A.S.S., Model Atmospheres and Spectrum Synthesis / Ed. by S. J. Adelman, F. Kupka, W. W. Weiss.— V. 108 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series.— 1996.— P. 198.
64. Ryabchikova T., Piskunov N., Pakhomov Y. et al. Accuracy of atmospheric parameters of FGK dwarfs determined by spectrum fitting // ArXiv e-prints.— 2015.

65. Reetz J. K. Diploma Thesis.— Universität München, 1991.— URL: <http://books.google.com/books?id=8mL9PgAACAAJ>.
66. Sakhbullin N. // Труды Казанской гор. Обс.— 1983.— V. 48.
67. Blackwell D. E., Shallis M. J. Stellar angular diameters from infrared photometry - Application to Arcturus and other stars; with effective temperatures // Monthly Notices Roy. Astron. Soc.— 1977.— V. 180.— P. 177–191.
68. Kjeldsen H., Bedding T. R. Amplitudes of stellar oscillations: the implications for asteroseismology. // Astron. and Astrophys.— 1995.— V. 293.
69. Sitnova T., Zhao G., Mashonkina L. et al. Systematic Non-LTE Study of the  $-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  F and G dwarfs in the Solar Neighborhood. I. Stellar Atmosphere Parameters // Astrophys. J.— 2015.— V. 808.— P. 148.
70. Lai D. K., Bolte M., Johnson J. A. et al. Detailed Abundances for 28 Metal-poor Stars: Stellar Relics in the Milky Way // Astrophys. J.— 2008.— V. 681.— P. 1524–1556.
71. Collet R., Asplund M., Trampedach R. Three-dimensional hydrodynamical simulations of surface convection in red giant stars. Impact on spectral line formation and abundance analysis // Astron. and Astrophys.— 2007.— V. 469.— P. 687–706.
72. Dobrovolskas V., Kučinskas A., Steffen M. et al. Three-dimensional hydrodynamical CO<sup>5</sup>BOLD model atmospheres of red giant stars. III. Line formation in the atmospheres of giants located close to the base of the red giant branch // Astron. and Astrophys.— 2013.— V. 559.— P. A102.
73. Blackwell D. E., Ibbetson P. A., Petford A. D., Shallis M. J. Precision measurement of relative oscillator strengths. IV - Attainment of 0.5 per cent accuracy: Fe I transitions from levels a5 D/0-4/ /0.00-0.12 eV/ // Monthly Notices Roy. Astron. Soc.— 1979.— V. 186.— P. 633–650.
74. Blackwell D. E., Petford A. D., Shallis M. J., Simmons G. J. Precision measurement of relative oscillator strengths. IX - Measures of Fe I transitions from levels a5 P1-3 /2.18-2.28 eV/, a3 P2 /2.28 eV/, a3 P0,1 /2.49-2.42 eV/, z7 D1-5 0 /2.48-2.40 eV/ and a3 H4-6 /2.45-2.40 eV/ // Monthly Notices Roy. Astron. Soc.— 1982.— V. 199.— P. 43–51.
75. Blackwell D. E., Petford A. D., Simmons G. J. Measurement of relative oscillator strengths for Fe I: Transitions from levels /b-3/-F/2-4/ /2.61 eV-2.56 eV/ - Use of a multipass optical system // Monthly Notices Roy. Astron. Soc.— 1982.— V. 201.— P. 595–602.
76. O'Brian T. R., Wickliffe M. E., Lawler J. E. et al. Lifetimes, transition probabilities, and

- level energies in Fe i // Journal of the Optical Society of America B Optical Physics.— 1991.— V. 8.— P. 1185–1201.
77. Bard A., Kock A., Kock M. Fe I oscillator strengths of lines of astrophysical interest // Astron. and Astrophys.— 1991.— V. 248.— P. 315–322.
78. Meléndez J., Barbuy B. Both accurate and precise gf-values for Fe II lines // Astron. and Astrophys.— 2009.— V. 497.— P. 611–617.
79. Raassen A. J. J., Uylings P. H. M. Fe II oscillator strengths (Raassen+ 1998) // VizieR Online Data Catalog.— 1998.— V. 334.— P. 300.
80. Barklem P. S., Piskunov N., O'Mara B. J. A list of data for the broadening of metallic lines by neutral hydrogen collisions // Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.— 2000.— V. 142.— P. 467–473.
81. Barklem P. S., Aspelund-Johansson J. The broadening of Fe II lines by neutral hydrogen collisions // Astron. and Astrophys.— 2005.— V. 435.— P. 373–377.
82. Kurucz R. L., Furenlid I., Brault J., Testerman L. Solar flux atlas from 296 to 1300 nm.— New Mexico: National Solar Observatory, 1984.
83. Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K. et al. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties // Astron. and Astrophys.— 2008.— V. 486.— P. 951–970.
84. Belyaev A. K., Barklem P. S. Cross sections for low-energy inelastic H+Li collisions // Phys. Rev. A.— 2003.— V. 68, no. 6.— P. 062703.
85. Belyaev A. K., Grosser J., Hahne J., Menzel T. Ab initio cross sections for low-energy inelastic H+Na collisions // Phys. Rev. A.— 1999.— V. 60.— P. 2151–2158.
86. Belyaev A. K., Barklem P. S., Dickinson A. S., Gadéa F. X. Cross sections for low-energy inelastic H + Na collisions // Phys. Rev. A.— 2010.— V. 81, no. 3.— P. 032706.
87. Barklem P. S., Belyaev A. K., Dickinson A. S., Gadéa F. X. Inelastic Na+H collision data for non-LTE applications in stellar atmospheres // Astron. and Astrophys.— 2010.— V. 519.— P. A20.
88. Barklem P. S., Belyaev A. K., Spielfiedel A. et al. Inelastic Mg+H collision data for non-LTE applications in stellar atmospheres // Astron. and Astrophys.— 2012.— V. 541.— P. A80.
89. Steenbock W., Holweger H. Statistical equilibrium of lithium in cool stars of different metallicity // Astron. and Astrophys.— 1984.— V. 130.— P. 319–323.

90. Drawin H.-W. Zur formelmäßigen Darstellung des Ionisierungsquerschnitts für den Atom-Atomstoß und über die Ionen-Elektronen-Rekombination im dichten Neutralgas // Zeitschrift für Physik.— 1968.— V. 211.— P. 404–417.
91. Drawin H. W. Influence of atom-atom collisions on the collisional-radiative ionization and recombination coefficients of hydrogen plasmas // Zeitschrift für Physik.— 1969.— V. 225.— P. 483–493.
92. Allende Prieto C., Asplund M., Fabiani Bendicho P. Center-to-limb variation of solar line profiles as a test of NLTE line formation calculations // Astron. and Astrophys.— 2004.— V. 423.— P. 1109–1117.
93. Mashonkina L., Korn A. J., Przybilla N. A non-LTE study of neutral and singly-ionized calcium in late-type stars // Astron. and Astrophys.— 2007.— V. 461.— P. 261–275.
94. Olsen E. H. Four-colour UVBY and H-beta photometry of A5 to G0 stars brighter than 8.3 M // Astronomy and Astrophysics Supplement.— 1983.— V. 54.— P. 55–134.
95. Olsen E. H. Stromgren Four-Colour UVBY Photometry of G5-TYPE Hd-Stars Brighter than  $M_V=8.6$  // Astronomy and Astrophysics Supplement.— 1993.— V. 102.— P. 89.
96. van Leeuwen F. Validation of the new Hipparcos reduction // Astron. and Astrophys.— 2007.— V. 474.— P. 653–664.
97. Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C. Determination of bolometric fluxes for F, G and K subdwarfs // Astron. and Astrophys.— 1995.— V. 297.— P. 197–215.
98. Dotter A., Chaboyer B., Jevremović D. et al. The Dartmouth Stellar Evolution Database // Astrophys. J. Suppl.— 2008.— V. 178.— P. 89–101.
99. Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C. Determination of effective temperatures for an extended sample of dwarfs and subdwarfs (F0-K5). // Astronomy and Astrophysics Supplement.— 1996.— V. 117.— P. 227–254.
100. González Hernández J. I., Bonifacio P. A new implementation of the infrared flux method using the 2MASS catalogue // Astron. and Astrophys.— 2009.— V. 497.— P. 497–509.
101. Casagrande L., Ramírez I., Meléndez J. et al. An absolutely calibrated  $T_{eff}$  scale from the infrared flux method. Dwarfs and subgiants // Astron. and Astrophys.— 2010.— V. 512.— P. A54.
102. Casagrande L., Schönrich R., Asplund M. et al. New constraints on the chemical evolution of the solar neighbourhood and Galactic disc(s). Improved astrophysical parameters for the Geneva-Copenhagen Survey // Astron. and Astrophys.— 2011.— V. 530.— P. A138.

103. Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C. The empirical scale of temperatures of the low main sequence (F0V-K5V). // *Astron. and Astrophys.*— 1996.— V. 313.— P. 873–890.
104. Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R. et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS) // *Astron. J.*— 2006.— V. 131.— P. 1163–1183.
105. Kurucz R. L.— Robert L. Kurucz on-line database of observed and predicted atomic transitions.— 2007.
106. Yi S. K., Demarque P., Kim Y.-C. The  $Y^2$  Isochrones // *Asron. Space Sci.*— 2004.— V. 291.— P. 261–262.
107. Nissen P. E. Metal abundance and microturbulence in F0-G2 stars and the calibration of the Stromgren m1 index // *Astron. and Astrophys.*— 1981.— V. 97.— P. 145–156.
108. Allende Prieto C., Barklem P. S., Lambert D. L., Cunha K. S<sup>4</sup>N: A spectroscopic survey of stars in the solar neighborhood. The Nearest 15 pc // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 420.— P. 183–205.
109. Ramírez I., Allende Prieto C., Lambert D. L. Oxygen Abundances in Nearby FGK Stars and the Galactic Chemical Evolution of the Local Disk and Halo // *Astrophys. J.*— 2013.— V. 764.— P. 78.
110. Boyajian T. S., McAlister H. A., van Belle G. et al. Stellar Diameters and Temperatures. I. Main-sequence A, F, and G Stars // *Astrophys. J.*— 2012.— V. 746.— P. 101.
111. Boyajian T. S., von Braun K., van Belle G. et al. Stellar Diameters and Temperatures. III. Main-sequence A, F, G, and K Stars: Additional High-precision Measurements and Empirical Relations // *Astrophys. J.*— 2013.— V. 771.— P. 40.
112. Creevey O. L., Thévenin F., Boyajian T. S. et al. Fundamental properties of the Population II fiducial stars <ASTROBJ>HD 122563</ASTROBJ> and <ASTROBJ>Gmb 1830</ASTROBJ> from CHARA interferometric observations // *Astron. and Astrophys.*— 2012.— V. 545.— P. A17.
113. Creevey O. L., Thévenin F., Berio P. et al. Benchmark stars for Gaia Fundamental properties of the Population II star HD 140283 from interferometric, spectroscopic, and photometric data // *Astron. and Astrophys.*— 2015.— V. 575.— P. A26.
114. North J. R., Davis J., Robertson J. G. et al. The radius and other fundamental parameters of the F9V star  $\beta$  Virginis // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2009.— V. 393.— P. 245–252.
115. von Braun K., Boyajian T. S., van Belle G. T. et al. Stellar diameters and temperatures

- V. 11 newly characterized exoplanet host stars // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2014.— V. 438.— P. 2413–2425.
116. Mashonkina L., Gehren T., Travaglio C., Borkova T. Mg, Ba and Eu abundances in thick disk and halo stars // *Astron. and Astrophys.*— 2003.— V. 397.— P. 275–284.
117. Creevey O. L., Thévenin F., Basu S. et al. A large sample of calibration stars for Gaia: log g from Kepler and CoRoT fields // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2013.— V. 431.— P. 2419–2432.
118. Alexeeva S., Mashonkina L. NLTE for C I // *MNRAS.*— 2015.— V. 00.— P. 0–0.— in preparation.
119. Mashonkina L., Zhao G., Gehren T. et al. Non-LTE line formation for heavy elements in four very metal-poor stars // *Astron. and Astrophys.*— 2008.— V. 478.— P. 529–541.
120. Cayrel R., van't Veer-Menneret C., Allard N. F., Stehlé C. The H $\alpha$  Balmer line as an effective temperature criterion. I. Calibration using 1D model stellar atmospheres // *Astron. and Astrophys.*— 2011.— V. 531.— P. A83.
121. Casagrande L., Portinari L., Glass I. S. et al. Towards stellar effective temperatures and diameters at 1 per cent accuracy for future surveys // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2014.— V. 439.— P. 2060–2073.
122. Takeda Y., Ohkubo M., Sato B. et al. Spectroscopic Study on the Atmospheric Parameters of Nearby F–K Dwarfs and Subgiants // *Publications of the Astronomical Society of Japan.*— 2005.— V. 57.— P. 27–43.
123. Kallinger T., Gruberbauer M., Guenther D. B. et al. The nature of p-modes and granulation in HD 49933 observed by CoRoT // *Astron. and Astrophys.*— 2010.— V. 510.— P. A106.
124. Lawler J. E., Guzman A., Wood M. P. et al. Improved Log(gf) Values for Lines of Ti I and Abundance Determinations in the Photospheres of the Sun and Metal-Poor Star HD 84937 (Accurate Transition Probabilities for Ti I) // *Astrophys. J. Suppl.*— 2013.— V. 205.— P. 11.
125. Wood M. P., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. Improved Ti II Log(gf) Values and Abundance Determinations in the Photospheres of the Sun and Metal-Poor Star HD 84937 // *Astrophys. J. Suppl.*— 2013.— V. 208.— P. 27.
126. Bergemann M. Ionization balance of Ti in the photospheres of the Sun and four late-type stars // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2011.— V. 413.— P. 2184–2198.



127. Bergemann M. P. B. D. B. L. K. G. Z., Kudritzki R.-P. // *Astrophys. J.*— 2012.— V. 751.— P. 156.
128. Bikmaev I. F., Ryabchikova T. A., Bruntt H. et al. Abundance analysis of two late A-type stars HD 32115 and HD 37594 // *Astron. and Astrophys.*— 2002.— V. 389.— P. 537–546.
129. Becker S. R. Non-LTE Line Formation for Iron-Group Elements in A Supergiants // *Properties of Hot Luminous Stars* / Ed. by I. Howarth.— V. 131 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series.*— 1998.— P. 137.
130. Przybilla N., Butler K., Becker S. R., Kudritzki R. P. Quantitative spectroscopy of BA-type supergiants // *Astron. and Astrophys.*— 2006.— V. 445.— P. 1099–1126.
131. Schiller F., Przybilla N. Quantitative spectroscopy of Deneb // *Astron. and Astrophys.*— 2008.— V. 479.— P. 849–858.
132. Ralchenko Y. A., Kramida E., Reader J., Team N. A. NIST Atomic Spectra Database (version 3.1.5).— USA, 2008.— URL: <http://physics.nist.gov/asd3>.
133. Nahar S. N. Photoionization of ground and excited states of Ti I // *New Astron.*— 2015.— V. 38.— P. 16–22.
134. van Regemorter H. Rate of Collisional Excitation in Stellar Atmospheres. // *Astrophys. J.*— 1962.— V. 136.— P. 906.
135. Woolley R. D. V. R., Allen C. W. The Coronal Emission Spectrum // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 1948.— V. 108.— P. 292.
136. Seaton M. J. The Theory of Excitation and Ionization by Electron Impact // *Atomic and Molecular Processes* / Ed. by D. R. Bates.— 1962.— P. 375.
137. Takeda Y. Non-LTE effect on CNO abundance determinations for solar-type stars: The Sun, Procyon, and the oxygen problem in metal-poor dwarfs // *Publications of the Astronomical Society of Japan.*— 1994.— V. 46.— P. 53–72.
138. Arnaud M., Rothenflug R. An updated evaluation of recombination and ionization rates // *Astronomy and Astrophysics Supplement.*— 1985.— V. 60.— P. 425–457.
139. Creevey O. L., Thévenin F., Boyajian T. S. et al. Fundamental properties of the Population II fiducial stars <ASTROBJ>HD 122563</ASTROBJ> and <ASTROBJ>Gmb 1830</ASTROBJ> from CHARA interferometric observations // *Astron. and Astrophys.*— 2012.— V. 545.— P. A17.
140. Valenti J. A., Piskunov N. Spectroscopy made easy: A new tool for fitting observations with synthetic spectra. // *Astronomy and Astrophysics Supplement.*— 1996.— V. 118.—

P. 595–603.

141. Lemke M. Abundance anomalies in Main Sequence A stars. I - Iron and titanium // *Astron. and Astrophys.*— 1989.— V. 225.— P. 125–136.
142. Landstreet J. D., Kupka F., Ford H. A. et al. Atmospheric velocity fields in tepid main sequence stars // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 503.— P. 973–984.
143. Chiavassa A., Bigot L., Kervella P. et al. Three-dimensional interferometric, spectrometric, and planetary views of Procyon // *Astron. and Astrophys.*— 2012.— V. 540.— P. A5.
144. Przybilla N., Butler K., Becker S. R. et al. Non-LTE line formation for neutral oxygen. Model atom and first results on A-type stars // *Astron. and Astrophys.*— 2000.— V. 359.— P. 1085–1106.
145. Grupp F., Kurucz R. L., Tan K. New extended atomic data in cool star model atmospheres. Using Kurucz’s new iron data in MAFAGS-OS models // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 503.— P. 177–181.
146. Fuhrmann K., Pfeiffer M., Frank C. et al. The surface gravities of cool dwarf stars revisited. // *Astron. and Astrophys.*— 1997.— V. 323.— P. 909–922.
147. Shulyak D., Tsymbal V., Ryabchikova T. et al. Line-by-line opacity stellar model atmospheres // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 428.— P. 993–1000.
148. Furenlid I., Westin T., Kurucz R. L. The Spectrum of Sirius from 307 to 1040 NM // *Laboratory and Astronomical High Resolution Spectra* / Ed. by A. J. Sauval, R. Blomme, N. Grevesse.— V. 81 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series.*— 1995.— P. 615.
149. Fossati L., Bagnulo S., Monier R. et al. Late stages of the evolution of A-type stars on the main sequence: comparison between observed chemical abundances and diffusion models for 8 Am stars of the Praesepe cluster // *Astron. and Astrophys.*— 2007.— V. 476.— P. 911–925.
150. Fossati L., Ryabchikova T., Bagnulo S. et al. The chemical abundance analysis of normal early A- and late B-type stars // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 503.— P. 945–962.
151. Fossati L., Mochnecki S., Landstreet J., Weiss W. Explaining the Praesepe blue straggler HD 73666 // *Astron. and Astrophys.*— 2010.— V. 510.— P. A8.
152. Fossati L., Ryabchikova T., Shulyak D. V. et al. The accuracy of stellar atmospheric parameter determinations: a case study with HD 32115 and HD 37594 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2011.— V. 417.— P. 495–507.

153. Hill G. M., Landstreet J. D. Compositional Differences among the A-Type Stars - Part One - Six Narrowlined Stars // *Astron. and Astrophys.*— 1993.— V. 276.— P. 142.
154. Landstreet J. D. Detection of atmospheric velocity fields in A-type stars // *Astron. and Astrophys.*— 1998.— V. 338.— P. 1041–1056.
155. Ryabchikova T., Piskunov N., Kurucz R. L. et al. A major upgrade of the VALD database // *Phys. Scr.*— 2015.— V. 90, no. 5.— P. 054005.
156. Wood M. P., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. Improved Ti II Log(gf) Values and Abundance Determinations in the Photospheres of the Sun and Metal-Poor Star HD 84937 // *Astrophys. J. Suppl.*— 2013.— V. 208.— P. 27.
157. Lodders K., Palme H., Gail H.-P. Abundances of the Elements in the Solar System // *Landolt Börnstein.*— 2009.
158. Sneden C., Cowan J. J., Kobayashi C. et al. Iron-group Abundances in the Metal-poor Main-Sequence Turnoff Star HD~84937 // *Astrophys. J.*— 2016.— V. 817.— P. 53.
159. Kurucz R. L. Including all the lines // *Canadian Journal of Physics.*— 2011.— V. 89.— P. 417–428.
160. Dobrovolskas V., Kučinskas A., Steffen M. et al. Three-dimensional hydrodynamical CO<sup>5</sup>BOLD model atmospheres of red giant stars. III. Line formation in the atmospheres of giants located close to the base of the red giant branch // *Astron. and Astrophys.*— 2013.— V. 559.— P. A102.
161. Dobrovolskas V. Effects of convection and non-equilibrium radiation transfer in stellar atmospheres // *Doctoral Dissertation, Vilnius University center for physical sciences and technology.*— 2013.— V. 1.— P. A102.
162. Kodaira K., Tanaka K. Oxygen Abundances of Three Population II Horizontal-Branch Stars // *Publications of the Astronomical Society of Japan.*— 1972.— V. 24.— P. 355.
163. Johnson H. R., Milkey R. W., Ramsey L. W. Formation of the Luminosity-Sensitive 0 I Multiplet at 7774 Å // *Astrophys. J.*— 1974.— V. 187.— P. 147–150.
164. Shchukina N. G. The effects of deviation from LTE in the solar Fraunhofer spectrum - Oxygen // *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel.*— 1987.— V. 3.— P. 36–45.
165. Kiselman D. Non-LTE effects on oxygen abundance determinations for solar-type stars // *Astron. and Astrophys.*— 1991.— V. 245.— P. L9–L12.
166. Carlsson M., Judge P. G. On I lines in the sun and stars. I - Understanding the resonance lines // *Astrophys. J.*— 1993.— V. 402.— P. 344–357.

167. Takeda Y. Strength of the O I triplet lambda 7771-5 and atmospheric microturbulence in A-F stars // Publications of the Astronomical Society of Japan.— 1992.— V. 44.— P. 309–324.
168. Paunzen E., Kamp I., Iliev I. K. et al. Light element non-LTE abundances of lambda Bootis stars. I. Carbon and oxygen // Astron. and Astrophys.— 1999.— V. 345.— P. 597–604.
169. Mishenina T. V., Korotin S. A., Klochkova V. G., Panchuk V. E. Oxygen abundance in halo stars from O i triplet // Astron. and Astrophys.— 2000.— V. 353.— P. 978–986.
170. Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J. et al. Line formation in solar granulation. IV. [O I], O I and OH lines and the photospheric O abundance // Astron. and Astrophys.— 2004.— V. 417.— P. 751–768.
171. Anders E., Grevesse N. Abundances of the elements - Meteoritic and solar // Geochimica et Cosmochimica Acta.— 1989.— V. 53.— P. 197–214.
172. Holweger H., Mueller E. A. The photospheric barium spectrum - Solar abundance and collision broadening of BA II lines by hydrogen // Sol. Phys.— 1974.— V. 39.— P. 19–30.
173. Bahcall J. N., Serenelli A. M. How Do Uncertainties in the Surface Chemical Composition of the Sun Affect the Predicted Solar Neutrino Fluxes? // Astrophys. J.— 2005.— V. 626.— P. 530–542.
174. Delahaye F., Pinsonneault M. H. The Solar Heavy-Element Abundances. I. Constraints from Stellar Interiors // Astrophys. J.— 2006.— V. 649.— P. 529–540.
175. Caffau E., Ludwig H.-G., Steffen M. et al. The photospheric solar oxygen project. I. Abundance analysis of atomic lines and influence of atmospheric models // Astron. and Astrophys.— 2008.— V. 488.— P. 1031–1046.
176. Pinsonneault M. H., Delahaye F. The Solar Heavy Element Abundances. II. Constraints from Stellar Atmospheres // Astrophys. J.— 2009.— V. 704.— P. 1174–1188.
177. Pereira T. M. D., Asplund M., Kiselman D. Oxygen lines in solar granulation. II. Centre-to-limb variation, NLTE line formation, blends, and the solar oxygen abundance // Astron. and Astrophys.— 2009.— V. 508.— P. 1403–1416.
178. Takeda Y. Empirical Determinations of Atomic Parameters from the Profiles of Solar Oxygen and Sodium Lines // Publications of the Astronomical Society of Japan.— 1995.— V. 47.— P. 463–475.
179. Barklem P. S. Electron-impact excitation of neutral oxygen // Astron. and Astrophys.— 2007.— V. 462.— P. 781–788.

180. Fabbian D., Asplund M., Barklem P. S. et al. Neutral oxygen spectral line formation revisited with new collisional data: large departures from LTE at low metallicity // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 500.— P. 1221–1238.
181. Sneden C., Lambert D. L., Whitaker R. W. The oxygen abundance in metal-poor stars // *Astrophys. J.*— 1979.— V. 234.— P. 964–972.
182. Abia C., Rebolo R. Oxygen abundances in unevolved metal-poor stars - Interpretation and consequences // *Astrophys. J.*— 1989.— V. 347.— P. 186–194.
183. Nissen P. E., Primas F., Asplund M., Lambert D. L. O/Fe in metal-poor main sequence and subgiant stars // *Astron. and Astrophys.*— 2002.— V. 390.— P. 235–251.
184. Bhatia A. K., Kastner S. O. The neutral oxygen spectrum. 1: Collisionally excited level populations and line intensities under optically thin conditions // *Astrophys. J. Suppl.*— 1995.— V. 96.— P. 325–341.
185. Fischer C. F., Saporov M., Gaigalas G., Godefroid M. Breit-Pauli Energies, Transition Probabilities, and Lifetimes for 2s, 2p, 3s, 3p, 3d, 4s <sup>2</sup>L Levels of the Lithium Sequence, Z = 3-8 // *Atomic Data and Nuclear Data Tables.*— 1998.— V. 70.— P. 119.
186. Antia H. M., Basu S. Are recent solar heavy element abundances consistent with helioseismology? // *Journal of Physics Conference Series.*— 2011.— V. 271, no. 1.— P. 012034.
187. Caffau E., Ludwig H.-G., Steffen M. et al. Solar Chemical Abundances Determined with a CO5BOLD 3D Model Atmosphere // *Sol. Phys.*— 2011.— V. 268.— P. 255–269.
188. Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F. Synthesis of the Elements in Stars // *Reviews of Modern Physics.*— 1957.— V. 29.— P. 547–650.
189. Clayton D. D., Rassbach M. E. Termination of the s-PROCESS // *Astrophys. J.*— 1967.— V. 148.— P. 69.
190. Kratz K.-L., Farouqi K., Pfeiffer B. Nuclear physics far from stability and r-process nucleosynthesis // *Progress in Particle and Nuclear Physics.*— 2007.— V. 59.— P. 147–155.
191. Seeger P. A., Fowler W. A., Clayton D. D. Nucleosynthesis of Heavy Elements by Neutron Capture. // *Astrophys. J. Suppl.*— 1965.— V. 11.— P. 121.
192. Kaeppeler F., Beer H., Wisshak K. et al. S-process studies in the light of new experimental cross sections - Distribution of neutron fluences and r-process residuals // *Astrophys. J.*— 1982.— V. 257.— P. 821–846.
193. Kappeler F., Beer H., Wisshak K. s-process nucleosynthesis-nuclear physics and the classical model // *Reports on Progress in Physics.*— 1989.— V. 52.— P. 945–1013.

194. Busso M., Gallino R., Wasserburg G. J. Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation // *An. Rev. Astron. Astrophys.*— 1999.— V. 37.— P. 239–309.
195. Lamb S. A., Howard W. M., Truran J. W., Iben I., Jr. Neutron-capture nucleosynthesis in the helium-burning cores of massive stars // *Astrophys. J.*— 1977.— V. 217.— P. 213–221.
196. Gallino R., Arlandini C., Busso M. et al. Evolution and Nucleosynthesis in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars. II. Neutron Capture and the S-Process // *Astrophys. J.*— 1998.— V. 497.— P. 388–403.
197. Travaglio C., Gallino R., Busso M., Gratton R. Lead: Asymptotic Giant Branch Production and Galactic Chemical Evolution // *Astrophys. J.*— 2001.— V. 549.— P. 346–352.
198. Arlandini C., Käppeler F., Wisshak K. et al. Neutron Capture in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars: Cross Sections and Abundance Signatures // *Astrophys. J.*— 1999.— V. 525.— P. 886–900.
199. Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. et al. Improved Laboratory Transition Probabilities for Er II and Application to the Erbium Abundances of the Sun and Five r-Process-rich, Metal-poor Stars // *Astrophys. J. Suppl.*— 2008.— V. 178.— P. 71–88.
200. Woosley S. E., Wilson J. R., Mathews G. J. et al. The r-process and neutrino-heated supernova ejecta // *Astrophys. J.*— 1994.— V. 433.— P. 229–246.
201. Spite M., Spite F. Nucleosynthesis in the Galaxy and the chemical composition of old halo stars // *Astron. and Astrophys.*— 1978.— V. 67.— P. 23–31.
202. Truran J. W. A new interpretation of the heavy element abundances in metal-deficient stars // *Astron. and Astrophys.*— 1981.— V. 97.— P. 391–393.
203. Beers T. C., Christlieb N. The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy // *An. Rev. Astron. Astrophys.*— 2005.— V. 43.— P. 531–580.
204. Sneden C., McWilliam A., Preston G. W. et al. The Ultra-Metal-poor, Neutron-Capture-rich Giant Star CS 22892-052 // *Astrophys. J.*— 1996.— V. 467.— P. 819.
205. Cayrel R., Hill V., Beers T. C. et al. Measurement of stellar age from uranium decay // *Nature.*— 2001.— V. 409.— P. 691–692.
206. Hill V., Plez B., Cayrel R. et al. First stars. I. The extreme r-element rich, iron-poor halo giant CS 31082-001. Implications for the r-process site(s) and radioactive cosmochronology // *Astron. and Astrophys.*— 2002.— V. 387.— P. 560–579.
207. Sneden C., Cowan J. J., Lawler J. E. et al. The Extremely Metal-poor, Neutron Cap-

- ture-rich Star CS 22892-052: A Comprehensive Abundance Analysis // *Astrophys. J.*— 2003.— V. 591.— P. 936–953.
208. Frebel A., Christlieb N., Norris J. E. et al. Discovery of HE 1523-0901, a Strongly r-Process-enhanced Metal-poor Star with Detected Uranium // *Astrophys. J. Let.*— 2007.— V. 660.— P. L117–L120.
209. François P., Depagne E., Hill V. et al. First stars. VIII. Enrichment of the neutron-capture elements in the early Galaxy // *Astron. and Astrophys.*— 2007.— V. 476.— P. 935–950.
210. Lai D. K., Bolte M., Johnson J. A. et al. Detailed Abundances for 28 Metal-poor Stars: Stellar Relics in the Milky Way // *Astrophys. J.*— 2008.— V. 681.— P. 1524–1556.
211. Hayek W., Wiesendahl U., Christlieb N. et al. The Hamburg/ESO R-process enhanced star survey (HERES). IV. Detailed abundance analysis and age dating of the strongly r-process enhanced stars CS 29491-069 and HE 1219-0312 // *Astron. and Astrophys.*— 2009.— V. 504.— P. 511–524.
212. Mashonkina L., Christlieb N., Barklem P. S. et al. The Hamburg/ESO R-process enhanced star survey (HERES). V. Detailed abundance analysis of the r-process enhanced star HE 2327-5642 // *Astron. and Astrophys.*— 2010.— V. 516.— P. A46.— (Paper V).
213. Aoki W., Beers T. C., Honda S., Carollo D. Extreme Enhancements of r-process Elements in the Cool Metal-poor Main-sequence Star SDSS J2357-0052 // *Astrophys. J. Let.*— 2010.— V. 723.— P. L201–L206.
214. Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. Improved Laboratory Transition Probabilities for Nd II and Application to the Neodymium Abundances of the Sun and Three Metal-poor Stars // *Astrophys. J. Suppl.*— 2003.— V. 148.— P. 543–566.
215. Sneden C., Cowan J. J., Gallino R. Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy // *An. Rev. Astron. Astrophys.*— 2008.— V. 46.— P. 241–288.
216. Travaglio C., Galli D., Gallino R. et al. Galactic Chemical Evolution of Heavy Elements: From Barium to Europium // *Astrophys. J.*— 1999.— V. 521.— P. 691–702.
217. Burris D. L., Pilachowski C. A., Armandroff T. E. et al. Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants // *Astrophys. J.*— 2000.— V. 544.— P. 302–319.
218. Simmerer J., Sneden C., Cowan J. J. et al. The Rise of the s-Process in the Galaxy // *Astrophys. J.*— 2004.— V. 617.— P. 1091–1114.
219. Siqueira-Mello C., Andrievsky S. M., Barbay B. et al. High-resolution abundance analysis

- of HD 140283 // *Astron. and Astrophys.*— 2015.— V. 584.— P. A86.
220. Roederer I. U., Cowan J. J., Karakas A. I. et al. The Ubiquity of the Rapid Neutron-capture Process // *Astrophys. J.*— 2010.— V. 724.— P. 975–993.
221. Ivans I. I., Simmerer J., Sneden C. et al. Near-Ultraviolet Observations of HD 221170: New Insights into the Nature of r-Process-rich Stars // *Astrophys. J.*— 2006.— V. 645.— P. 613–633.
222. Barklem P. S., Christlieb N., Beers T. C. et al. The Hamburg/ESO R-process enhanced star survey (HERES). II. Spectroscopic analysis of the survey sample // *Astron. and Astrophys.*— 2005.— V. 439.— P. 129–151.
223. Biémont E., Dutrieux J.-F., Martin I., Quinet P. Lifetime calculations in Yb II // *Journal of Physics B Atomic Molecular Physics.*— 1998.— V. 31.— P. 3321–3333.
224. Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. Improved Laboratory Transition Probabilities for Gd II and Application to the Gadolinium Abundances of the Sun and Three r-Process Rich, Metal-poor Stars // *Astrophys. J. Suppl.*— 2006.— V. 167.— P. 292–314.
225. Fuhr J. R., Wiese W. L. NIST Atomic Transition Probability Tables // *CRC Handbook of Chemistry and Physics*, 77th ed., Ed. by D. R. Lide (CRC Press, Inc., Boca Raton, FL).— 1996.
226. Whaling W., Brault J. W. Comprehensive transition probabilities in Mo I // *Phys. Scr.*— 1988.— V. 38.— P. 707–718.— (WBb).
227. Ginibre A. Fine and hyperfine structures of singly ionized praseodymium: I. energy levels, hyperfine structures and Zeeman effect, classified lines // *Phys. Scr.*— 1989.— V. 39.— P. 694–709.
228. Hannaford P., Lowe R. M., Grevesse N. et al. Oscillator strengths for Y I and Y II and the solar abundance of yttrium // *Astrophys. J.*— 1982.— V. 261.— P. 736–746.
229. Ivarsson S., Litzén U., Wahlgren G. M. Accurate Wavelengths, Oscillator Strengths and Hyperfine Structure in Selected Praseodymium Lines of Astrophysical Interest // *Phys. Scr.*— 2001.— V. 64.— P. 455–461.
230. Kurucz R. SYNTHE Spectrum Synthesis Programs and Line Data. // SYNTHE Spectrum Synthesis Programs and Line Data. Kurucz CD-ROM No. 18. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993.— 1993.— V. 18.
231. Lawler J. E., Bonvallet G., Sneden C. Experimental Radiative Lifetimes, Branching Frac-



- tions, and Oscillator Strengths for La II and a New Determination of the Solar Lanthanum Abundance // *Astrophys. J.*— 2001.— V. 556.— P. 452–460.
232. Lawler J. E., den Hartog E. A., Sneden C., Cowan J. J. VizieR Online Data Catalog: Transition probabilities for SmII (Lawler+, 2006) // *VizieR Online Data Catalog.*— 2006.— V. 216.
233. Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. Improved Atomic Data for Ho II and New Holmium Abundances for the Sun and Three Metal-poor Stars // *Astrophys. J.*— 2004.— V. 604.— P. 850–860.
234. Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J. et al. VizieR Online Data Catalog: Transition probabilities of rare earth elements (Lawler+, 2009) // *VizieR Online Data Catalog.*— 2009.— V. 218.
235. Ljung G., Nilsson H., Asplund M., Johansson S. New and improved experimental oscillator strengths in Zr II and the solar abundance of zirconium // *Astron. and Astrophys.*— 2006.— V. 456.— P. 1181–1185.
236. Lawler J. E., Wickliffe M. E., den Hartog E. A., Sneden C. Improved Laboratory Transition Parameters for Eu II and Application to the Solar Europium Elemental and Isotopic Composition // *Astrophys. J.*— 2001.— V. 563.— P. 1075–1088.
237. Malcheva G., Blagoev K., Mayo R. et al. Radiative lifetimes and transition probabilities of astrophysical interest in ZrII // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2006.— V. 367.— P. 754–762.
238. Mårtensson-Pendrill A.-M., Gough D. S., Hannaford P. Isotope shifts and hyperfine structure in the 369.4-nm  $6s-6p_{1/2}$  resonance line of singly ionized ytterbium // *Phys. Rev. A.*— 1994.— V. 49.— P. 3351–3365.
239. Reader J., Corliss C. H., Wiese W. L., Martin G. A. Wavelengths and transition probabilities for atoms and atomic ions: Part 1. Wavelengths, part 2. Transition probabilities.— 1980.
240. Wickliffe M. E., Salih S., Lawler J. E. Atomic transition probabilities in RuI // *jqsr.*— 1994.— V. 51.— P. 545–556.
241. Wickliffe M. E., Lawler J. E. Atomic transition probabilities for Tm I and Tm II // *Journal of the Optical Society of America B Optical Physics.*— 1997.— V. 14.— P. 737–753.
242. Wickliffe M. E., Lawler J. E., Nave G. Atomic transition probabilities for Dy I and Dy II // *jqsr.*— 2000.— V. 66.— P. 363–404.

243. Xu H. L., Sun Z. W., Dai Z. W. et al. Radiative lifetimes, branching fractions and oscillator strengths in Pd I and the solar palladium abundance // *Astron. and Astrophys.*— 2006.— V. 452.— P. 357–362.
244. Barklem P. S., O'Mara B. J. The broadening of strong lines of  $\text{Ca}^+$ ,  $\text{Mg}^+$  and  $\text{Ba}^+$  by collisions with neutral hydrogen atoms // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 1998.— V. 300.— P. 863–871.
245. Lodders K. Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements // *Astrophys. J.*— 2003.— V. 591.— P. 1220–1247.
246. Timmes F. X., Woosley S. E., Weaver T. A. Galactic chemical evolution: Hydrogen through zinc // *Astrophys. J. Suppl.*— 1995.— V. 98.— P. 617–658.
247. Stancliffe R. J., Church R. P., Angelou G. C., Lattanzio J. C. The depletion of carbon by extra mixing in metal-poor giants // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2009.— V. 396.— P. 2313–2318.
248. Plez B., Hill V., Cayrel R. et al. Lead abundance in the uranium star CS 31082-001 // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 428.— P. L9–L12.
249. Mashonkina L. I., Kamaeva L. A., Samotoev V. A., Sakhibullin N. A. Neutron-Capture Elements in Halo, Thick-Disk, and Thin-Disk Stars: Neodymium // *Astronomy Reports.*— 2004.— V. 48.— P. 185–199.
250. Mashonkina L. I., Vinogradova A. B., Ptitsyn D. A. et al. Neutron-capture elements in halo, thick-disk, and thin-disk stars. Strontium, yttrium, zirconium, cerium // *Astronomy Reports.*— 2007.— V. 51.— P. 903–919.
251. Farouqi K., Kratz K.-L., Pfeiffer B. et al. Charged-particle and Neutron-capture Processes in the High-entropy Wind of Core-collapse Supernovae // *Astrophys. J.*— 2010.— V. 712.— P. 1359–1377.
252. Farouqi K., Kratz K.-L., Mashonkina L. I. et al. Nucleosynthesis Modes in The High-Entropy Wind of Type II Supernovae: Comparison of Calculations With Halo-Star Observations // *Astrophys. J. Let.*— 2009.— V. 694.— P. L49–L53.
253. Palmeri P., Quinet P., Wyart J.-F., Biéumont E. Theoretical Lifetimes and Oscillator Strengths in CE II. Application to the Chemical Composition of the Sun // *Phys. Scr.*— 2000.— V. 61.— P. 323–334.
254. Sneden C. The nitrogen abundance of the very metal-poor star HD 122563. // *Astrophys. J.*— 1973.— V. 184.— P. 839–849.

255. Westin J., Sneden C., Gustafsson B., Cowan J. J. The r-Process-enriched Low-Metallicity Giant HD 115444 // *Astrophys. J.*— 2000.— V. 530.— P. 783–799.
256. Aoki W., Honda S., Beers T. C. et al. Spectroscopic Studies of Very Metal-poor Stars with the Subaru High Dispersion Spectrograph. III. Light Neutron-Capture Elements // *Astrophys. J.*— 2005.— V. 632.— P. 611–637.
257. Truran J. W., Cowan J. J., Pilachowski C. A., Sneden C. Probing the Neutron-Capture Nucleosynthesis History of Galactic Matter // *PASP.*— 2002.— V. 114.— P. 1293–1308.
258. Travaglio C., Gallino R., Arnone E. et al. Galactic Evolution of Sr, Y, And Zr: A Multiplicity of Nucleosynthetic Processes // *Astrophys. J.*— 2004.— V. 601.— P. 864–884.
259. Qian Y.-Z., Wasserburg G. J. Where, oh where has the r-process gone? // *Phys. Rep.*— 2007.— V. 442.— P. 237–268.
260. Woosley S. E., Weaver T. A. The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis // *Astrophys. J. Suppl.*— 1995.— V. 101.— P. 181.
261. Maeda K., Nomoto K. Bipolar Supernova Explosions: Nucleosynthesis and Implications for Abundances in Extremely Metal-Poor Stars // *Astrophys. J.*— 2003.— V. 598.— P. 1163–1200.
262. Grebenev S. A., Lutovinov A. A., Tsygankov S. S., Winkler C. Hard-X-ray emission lines from the decay of  $^{44}\text{Ti}$  in the remnant of supernova 1987A // *Nature.*— 2012.— V. 490.— P. 373–375.
263. Chugai N. N., Chevalier R. A., Kirshner R. P., Challis P. M. Hubble Space Telescope Spectrum of SN 1987A at an Age of 8 Years: Radioactive Luminescence of Cool Gas // *Astrophys. J.*— 1997.— V. 483.— P. 925–940.
264. Adibekyan V. Z., Santos N. C., Sousa S. G. et al. Overabundance of  $\alpha$ -elements in exoplanet-hosting stars // *Astron. and Astrophys.*— 2012.— V. 543.— P. A89.
265. Berengut J. C., Flambaum V. V., Kozlov M. G. Isotope shift calculations in Ti II // *Journal of Physics B Atomic Molecular Physics.*— 2008.— V. 41, no. 23.— P. 235702.
266. Nouri Z., Rosner S. D., Li R. et al. Measurements of isotope shifts and hyperfine structure in Ti II // *Phys. Scr.*— 2010.— V. 81, no. 6.— P. 065301.
267. Bensby T., Feltzing S., Lundström I. Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks // *Astron. and Astrophys.*— 2004.— V. 415.— P. 155–170.
268. Karakas A. I. Updated stellar yields from asymptotic giant branch models // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2010.— V. 403.— P. 1413–1425.

269. Kobayashi C., Umeda H., Nomoto K. et al. Galactic Chemical Evolution: Carbon through Zinc // *Astrophys. J.*— 2006.— V. 653.— P. 1145–1171.
270. Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K. et al. Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation // *Astrophys. J. Suppl.*— 1999.— V. 125.— P. 439–462.
271. Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N. et al. Nucleosynthesis in type Ia supernovae // *Nuclear Physics A.*— 1997.— V. 621.— P. 467–476.
272. Kurucz R. L.— Robert L. Kurucz on-line database of observed and predicted atomic transitions.— 2010.
273. Blackwell-Whitehead R. J., Lundberg H., Nave G. et al. Experimental TiI oscillator strengths and their application to cool star analysis // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 2006.— V. 373.— P. 1603–1609.
274. Martin G., Fuhr J., Wiese W. Atomic transition probabilities – Scandium through Manganese // *J. Phys. Chem. Ref. Data Suppl.*— 1988.— V. 17, no. 3.
275. Pickering J. C., Thorne A. P., Perez R. Oscillator Strengths of Transitions in Ti II in the Visible and Ultraviolet regions // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*— 2001.— V. 132.— P. 403–409. (Ti II).
276. Ryabchikova T. A., Hill G. M., Landstreet J. D. et al. Astrophysical Determination of Optical Oscillator Strengths for Ti II // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 1994.— V. 267.— P. 697.
277. Bizzarri A., Huber M. C. E., Noels A. et al. Ti-ii transition probabilities and radiative lifetimes in TI and the solar titanium abundance // *Astron. and Astrophys.*— 1993.— V. 273.— P. 707–+.

# Приложение А

## Таблицы

Таблица А.1. Список линий Ti I и Ti II с атомными параметрами.

$\lambda$ , Å	$E_{exc}$ , эВ	$\log gf$	переход	$\log \gamma_{rad}$	$\log \gamma_4$	$\log \gamma_6$
Ti I						
3385.660	0.048	-1.250	4a3F – x3G	8.090	-5.980	-7.766
3385.940	0.048	-0.180	4a3F – w3D	8.190	-6.110	-7.583
3998.636	0.048	0.020	4a3F – y3F	7.950	-6.080	-7.654
4008.927	0.021	-1.000	3a3F – y3F	8.000	-6.080	-7.750
4060.262	1.052	-0.690	a3P – x3P	8.050	-6.050	-7.646
4287.403	0.836	-0.370	a5F – x5D	8.230	-6.010	-7.570
4449.143	1.886	0.470	a3G – v3G	8.120	-5.560	-7.579
4453.699	1.872	0.100	a3G – v3G	8.110	-4.970	-7.582
4512.733	0.836	-0.400	a5F – y5F	8.130	-5.120	-7.593
4533.240	0.848	0.540	a5F – y5F	8.130	-5.120	-7.593
4534.776	0.836	0.350	a5F – y5F	8.130	-5.280	-7.596
4535.568	0.826	0.140	a5F – y5F	8.130	-5.360	-7.720
4548.763	0.826	-0.280	a5F – y5F	8.130	-5.410	-7.598
4555.484	0.848	-0.400	a5F – y5F	8.130	-5.280	-7.596
4617.268	1.748	0.440	a5P – w5D	8.080	-5.860	-7.626
4623.097	1.739	0.160	a5P – w5D	8.070	-5.850	-7.627
4639.361	1.739	-0.050	a5P – w5D	8.070	-5.840	-7.740
4639.661	1.748	-0.140	a5P – w5D	8.070	-5.850	-7.740
4639.940	1.733	-0.160	a5P – w5D	8.070	-5.840	-7.630
4645.189	1.733	-0.510	a5P – w5D	8.070	-5.840	-7.630
4656.468	0.000	-1.290 <sup>2</sup>	2a3F – z3G	6.380	-6.110	-7.706
4681.909	0.050	-1.030 <sup>2</sup>	4a3F – z3G	6.460	-6.110	-7.702
4758.118	2.248	0.510	a3H – x3H	8.080	-6.040	-7.621
4759.269	2.255	0.590	a3H – x3H	8.080	-6.040	-7.620
4820.410	1.502	-0.380	a1G – y1F	8.210	-5.940	-7.625
4840.874	0.899	-0.430	a1D – y1D	7.530	-6.120	-7.697
4913.615	1.872	0.220	a3G – y3H	7.850	-5.890	-7.619
4981.731	0.848	0.570	a5F – y5G	7.950	-6.050	-7.626
4991.067	0.836	0.450	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.629
4997.093	0.000	-2.070	2a3F – z3D	6.900	-6.110	-7.722
4999.502	0.826	0.320	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.632
5009.645	0.021	-2.200	3a3F – z3D	6.870	-6.110	-7.720
5014.187	0.000	-1.220	2a3F – z3D	6.930	-6.110	-7.722
5014.276	0.813	0.040	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.635
5016.161	0.848	-0.480	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.629
5020.025	0.836	-0.330	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.630
5024.844	0.818	-0.530	a5F – y5G	7.940	-6.050	-7.635
5025.570	2.041	0.250 <sup>1</sup>	z5G – e5F	7.960	-5.310	-7.550
5036.464	1.443	0.140	b3F – w3G	8.160	-5.700	-7.539
5039.955	0.021	-1.080	3a3F – z3D	6.900	-6.110	-7.720
5064.652	0.048	-0.940	4a3F – z3D	6.870	-6.110	-7.719
5113.440	1.443	-0.700	b3F – v3D	7.370	-6.010	-7.660
5145.460	1.460	-0.540	b3F – v3D	7.390	-6.010	-7.658
5147.477	0.000	-1.940	2a3F – z3F	6.820	-6.110	-7.727
5173.740	0.000	-1.060	2a3F – z3F	6.820	-6.110	-7.729
5192.969	0.021	-0.950	3a3F – z3F	6.820	-6.110	-7.727

*продолжается дальше*

$\lambda, \text{Å}$	$E_{exc}, \text{эВ}$	$\log gf$	переход	$\log \gamma_{rad}$	$\log \gamma_4$	$\log \gamma_6$
5210.384	0.048	-0.820	4a3F – z3F	6.810	-6.110	-7.724
5490.148	1.460	-0.840	b3F – x5D	8.180	-6.100	-7.564
5503.897	2.577	-0.050	a1H – x1G	8.270	-6.020	-7.551
5512.524	1.460	-0.400	b3F – w3D	8.190	-6.100	-7.700
5514.343	1.429	-0.660	b3F – w3D	8.140	-5.990	-7.710
5514.532	1.443	-0.500	b3F – w3D	8.150	-6.070	-7.710
5866.449	1.066	-0.790	a3P – y3D	8.000	-6.070	-7.724
5978.540	1.870	-0.496 <sup>3</sup>	a3G – z3H	7.040	-6.060	-7.725
6126.220	1.070	-1.425 <sup>3</sup>	a3P – z3S	6.920	-6.100	-7.733
6220.500	2.680	-0.140 <sup>3</sup>	z3G – e3F	7.850	-5.870	-7.520
6258.099	1.443	-0.390	b3F – y3G	8.250	-5.990	-7.582
6261.096	1.429	-0.530	b3F – y3G	8.260	-5.980	-7.585
6303.754	1.443	-1.580	b3F – y3G	8.260	-5.980	-7.585
6312.234	1.460	-1.550	b3F – y3G	8.250	-5.990	-7.582
6336.096	1.443	-1.690	b3F – x3D	7.020	-6.100	-7.679
6508.120	1.429	-2.030	b3F – x3F	7.870	-6.070	-7.750
6554.222	1.443	-1.150	b3F – x3F	7.870	-6.070	-7.684
6556.061	1.460	-1.060	b3F – x3F	7.890	-6.060	-7.682
6599.130	0.900	-1.715 <sup>1</sup>	a1D – z1F	6.160	-6.120	-7.770
6666.530	1.460	-1.610 <sup>3</sup>	b3F – y5G	7.940	-6.050	-7.607
6743.130	2.505	-0.800	a1D – z1D	6.000	-6.120	-7.770
8426.506	0.826	-1.200 <sup>2</sup>	a5F – z5D	6.370	-6.090	-7.711
Ti II						
2827.114	3.687	-0.020 <sup>4</sup>	z4G – e4G	8.850	-5.850	-7.720
2828.077	3.749	0.870 <sup>3</sup>	z4G – e4H	8.860	-5.820	-7.720
2834.011	3.716	0.000 <sup>4</sup>	z4G – e4G	8.850	-5.850	-7.720
2841.935	0.607	-0.590	a2F – y2F	8.420	-6.390	-7.830
2851.101	1.221	-0.730	a2P – x2D	8.320	-6.470	-7.820
2853.931	0.607	-1.550	a2F – y2F	8.350	-6.390	-7.840
2868.741	0.574	-1.380	a2F – y2D	8.260	-6.390	-7.850
3380.279	0.049	-0.540	45a4 – z4G	8.230	-6.410	-7.860
3383.768	0.000	0.150	a4F – z4G	8.220	-6.410	-7.860
3387.846	0.028	-0.410	35a4 – z4G	8.230	-6.410	-7.860
3407.211	0.049	-1.970	45a4 – z4G	8.230	-6.410	-7.860
3409.821	0.028	-1.910	35a4 – z4G	8.220	-6.410	-7.860
3444.314	0.151	-0.780	b4F – z4G	8.240	-6.480	-7.860
3456.388	2.060	-0.110	b2P – y2P	8.260	-6.460	-7.830
3477.187	0.122	-0.950	b4F – z4G	8.230	-6.480	-7.860
3489.741	0.135	-2.000	b4F – z4G	8.230	-6.480	-7.860
3500.340	0.122	-2.040	b4F – z4G	8.220	-6.490	-7.860
3504.896	1.891	0.380	b2G – y2G	8.450	-6.410	-7.830
3510.845	1.890	0.290 <sup>4</sup>	b2G – y2G	8.450	-6.410	-7.830
3759.296	0.607	0.280	a2F – z2F	8.160	-6.390	-7.850
3761.323	0.574	0.180	a2F – z2F	8.150	-6.390	-7.850
3913.468	1.115	-0.360	a2G – z2G	8.310	-6.490	-7.820
4012.385	0.574	-1.780	a2F – z4G	8.220	-6.390	-7.860
4028.343	1.891	-0.920	b2G – y2F	8.420	-6.410	-7.830
4053.820	1.892	-1.070	b2G – y2F	8.350	-6.410	-7.840
4161.530	1.084	-2.090	a2D – z4D	8.410	-6.430	-7.840
4163.640	2.589	-0.130	b2F – x2D	8.320	-6.470	-7.820
4174.070	2.598	-1.260 <sup>4</sup>	b2F – x2D	8.320	-6.470	-7.820
4188.987	5.423	-0.600 <sup>4</sup>	y2G – e2G	8.900	-5.690	-7.690
4190.233	1.084	-3.122 <sup>1</sup>	a2D – z4D	8.410	-6.430	-7.840
4287.870	1.080	-1.790 <sup>4</sup>	a2D – z2D	8.170	-6.430	-7.850
4290.215	1.164	-0.870	a4P – z4D	8.410	-6.500	-7.840
4300.049	1.180	-0.460	a4P – z4D	8.410	-6.490	-7.840

*продолжается дальше*

$\lambda, \text{Å}$	$E_{exc}, \text{эВ}$	$\log gf$	переход	$\log \gamma_{rad}$	$\log \gamma_4$	$\log \gamma_6$
4301.920	1.160	-1.210	a4P – z4D	8.410	-6.490	-7.840
4316.794	2.047	-1.620	b2P – z2P	8.420	-6.460	-7.840
4337.915	1.080	-0.960 <sup>4</sup>	a2D – z2D	8.160	-6.430	-7.850
4374.820	2.060	-1.570	b2P – y2D	8.260	-6.460	-7.850
4386.844	2.598	-0.960 <sup>4</sup>	b2F – y2G	8.450	-6.540	-7.830
4391.020	1.231	-2.300	b4P – z4D	8.410	-6.410	-7.840
4394.059	1.221	-1.770	a2P – z4D	8.410	-6.490	-7.840
4395.031	1.084	-0.540	a2D – z2F	8.160	-6.430	-7.850
4395.839	1.242	-1.930	b4P – z4D	8.410	-6.410	-7.840
4399.772	1.236	-1.200	a2P – z4D	8.410	-6.500	-7.840
4409.235	1.242	-2.780	b4P – z4D	8.410	-6.410	-7.840
4409.520	1.231	-2.530	b4P – z4D	8.410	-6.410	-7.840
4411.070	3.093	-0.650	c2D – x2F	8.290	-6.330	-7.840
4411.925	1.224	-2.620	b4P – z4D	8.420	-6.410	-7.840
4417.713	1.165	-1.190 <sup>4</sup>	a4P – z2D	8.170	-6.580	-7.850
4418.331	1.236	-1.990	a2P – z4D	8.410	-6.490	-7.840
4421.938	2.060	-1.640	b2P – z2P	8.350	-6.460	-7.840
4423.239	1.231	-3.066 <sup>1</sup>	b4P – z4D	8.420	-6.410	-7.840
4432.109	1.236	-3.080	a2P – z4D	8.420	-6.490	-7.840
4441.730	1.180	-2.330 <sup>4</sup>	a4P – z2D	8.170	-6.580	-7.850
4443.801	1.080	-0.710	a2D – z2F	8.150	-6.430	-7.850
4444.554	1.115	-2.200	a2G – z2F	8.160	-6.590	-7.850
4450.482	1.084	-1.520	a2D – z2F	8.150	-6.430	-7.850
4464.449	1.161	-1.810 <sup>4</sup>	a4P – z2D	8.160	-6.600	-7.850
4468.500	1.130	-0.630	a2G – z2F	8.860	-5.710	-7.690
4468.510	1.130	-0.630	a2G – z2F	8.860	-5.710	-7.690
4469.151	1.084	-2.550	a2D – z4F	8.380	-6.430	-7.840
4470.853	1.165	-2.020 <sup>4</sup>	a4P – z2D	8.160	-6.600	-7.850
4488.324	3.122	-0.500	c2D – x2F	8.280	-6.330	-7.840
4501.270	1.115	-0.770	a2G – z2F	8.150	-6.590	-7.850
4518.330	1.080	-2.560	a2D – z4F	8.380	-6.430	-7.840
4529.474	1.571	-1.750	a2H – z2G	8.310	-6.490	-7.820
4533.960	1.237	-0.530 <sup>4</sup>	a2P – z2D	8.170	-6.540	-7.850
4544.020	1.243	-2.580 <sup>4</sup>	a2G – z4F	8.170	-6.410	-7.850
4549.620	1.583	-0.220	a2H – z2G	8.310	-6.490	-7.820
4563.757	1.221	-0.795 <sup>1</sup>	a2P – z2D	8.160	-6.550	-7.850
4568.314	1.224	-3.030 <sup>5</sup>	b4P – z2D	8.160	-6.410	-7.850
4571.971	1.571	-0.310	a2H – z2G	8.310	-6.490	-7.820
4583.410	1.164	-2.840	a4P – z2F	8.150	-6.590	-7.850
4589.958	1.237	-1.620 <sup>5</sup>	a2P – z2D	8.160	-6.540	-7.850
4636.320	1.165	-3.024 <sup>1</sup>	a4P – z4F	8.380	-6.500	-7.840
4657.201	1.242	-2.290	b4P – z2F	8.160	-6.410	-7.850
4708.663	1.236	-2.350	a2P – z2F	8.150	-6.540	-7.850
4719.515	1.242	-3.320	b4P – z2F	8.150	-6.410	-7.850
4763.880	1.221	-2.400	a2P – z4F	8.380	-6.510	-7.840
4764.525	1.236	-2.690	a2P – z4F	8.380	-6.500	-7.840
4779.985	2.048	-1.260 <sup>5</sup>	b2P – z2S	8.230	-6.460	-7.860
4798.530	1.080	-2.660	a2D – z4G	8.220	-6.430	-7.860
4805.085	2.061	-0.960 <sup>5</sup>	b2P – z2S	8.230	-6.460	-7.860
4865.612	1.115	-2.700	a2G – z4G	8.220	-6.490	-7.860
4911.190	3.122	-0.640	c2D – y2P	8.260	-6.330	-7.830
4996.367	1.582	-3.290 <sup>6</sup>	b2D2 – z4D	8.410	-6.490	-7.840
5005.157	1.565	-2.730	b2D2 – z4D	8.410	-6.490	-7.840
5010.210	3.093	-1.350	c2D – x2D	8.320	-6.330	-7.820
5013.330	3.095	-2.028 <sup>1</sup>	c2D – x2D	8.320	-6.330	-7.820
5013.686	1.581	-2.140	b2D2 – z4D	8.410	-6.500	-7.840

*продолжается дальше*

$\lambda, \text{Å}$	$E_{exc}, \text{эВ}$	$\log gf$	переход	$\log \gamma_{rad}$	$\log \gamma_4$	$\log \gamma_6$
5072.290	3.122	-1.020	c2D – x2D	8.320	-6.330	-7.820
5129.160	1.891	-1.340	b2G – z2G	8.310	-6.410	-7.820
5154.070	1.566	-1.750 <sup>4</sup>	b2D2 – z2D	8.170	-6.580	-7.850
5185.913	1.892	-1.410	b2G – z2G	8.310	-6.410	-7.820
5188.680	1.582	-1.050 <sup>4</sup>	b2D2 – z2D	8.170	-6.580	-7.850
5211.536	2.589	-1.410	b2F – y2F	8.420	-6.480	-7.830
5226.550	1.570	-1.260 <sup>4</sup>	b2D2 – z2D	8.160	-6.590	-7.850
5262.140	1.582	-2.250 <sup>4</sup>	b2D2 – z2D	8.160	-6.590	-7.850
5268.610	2.597	-1.610	b2F – y2F	8.350	-6.480	-7.840
5336.786	1.581	-1.600	b2D2 – z2F	8.160	-6.590	-7.850
5381.022	1.565	-1.970	b2D2 – z2F	8.150	-6.590	-7.850
5418.768	1.581	-2.130	b2D2 – z2F	8.150	-6.590	-7.850
5490.690	1.566	-2.663 <sup>1</sup>	b2D2 – z4F	8.380	-6.510	-7.840
6219.940	2.060	-3.038 <sup>1</sup>	b2P – z4D	8.410	-6.460	-7.840
6491.566	2.061	-1.942 <sup>1</sup>	b2P – z2D	8.170	-6.460	-7.850
6559.588	2.048	-2.175 <sup>1</sup>	b2P – z2D	8.160	-6.460	-7.850
6606.950	2.060	-2.790 <sup>3</sup>	b2P – z2D	8.160	-6.460	-7.850
6680.133	3.093	-1.890	c2D – y2F	8.350	-6.330	-7.840
6998.905	3.122	-1.280	c2D – y2D	8.260	-6.330	-7.850

Силы осцилляторов для Ti I и Ti II взяты из работ [124, 156], соответственно, если не указано другое.

1 - [272], 2 - [273], 3 - [274], 4 - [275], 5 - [276], 6 - [277].



Таблица А.2. Не-ЛТР поправки к содержанию и эквивалентные ширины для линий Ti I и Ti II в зависимости от  $T_{\text{eff}}$  для моделей атмосфер с  $\log g = 4$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ ,  $\xi_t = 2\text{км с}^{-1}$ . Таблица устроена следующим способом: первая строка – атомные данные линии, вторая – эквивалентные ширины линии для разных  $T_{\text{eff}}$ , третья – не-ЛТР поправки к содержанию для разных  $T_{\text{eff}}$ . Если  $\text{EW} = -1$  и не-ЛТР поправка  $\Delta_{NLTE} = -1$ , это значит, что в данной модели атмосферы для этой линии эквивалентная ширина  $\text{EW} < 5\text{м\AA}$ . Расчёты проведены для 27 эффективных температур, они приведены в первой строке .

	6500	6750	7000	7250	7500	7750	8000	8250	8500	8750	9000	9250	9500	9750	10000	10250	10500	10750	11000	11250	11500	11750	12000	12250	12500	12750	13000		
Ti I 4287.403 Å, $E_{\text{exc}} = 0.836$ эВ, $\log gf = -0.370$	38	29	21	15	11	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
	0.11	0.10	0.09	0.08	0.08	0.08	0.08	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti I 4453.699 Å, $E_{\text{exc}} = 1.872$ эВ, $\log gf = 0.100$	18	13	10	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
	0.14	0.13	0.12	0.12	0.12	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti I 4512.733 Å, $E_{\text{exc}} = 0.836$ эВ, $\log gf = -0.400$	38	28	21	15	10	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
	0.10	0.09	0.08	0.08	0.08	0.08	0.09	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti I 4533.240 Å, $E_{\text{exc}} = 0.848$ эВ, $\log gf = 0.540$	94	82	72	60	49	37	27	18	12	7	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
	0.04	0.05	0.05	0.06	0.07	0.08	0.09	0.10	0.11	0.11	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti I 4534.776 Å, $E_{\text{exc}} = 0.836$ эВ, $\log gf = 0.350$	86	74	63	52	41	30	21	14	9	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
	0.06	0.06	0.06	0.07	0.07	0.08	0.09	0.10	0.11	0.11	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti I 4548.763 Å, $E_{\text{exc}} = 0.826$ эВ, $\log gf = -0.280$	46	35	26	19	13	9	6	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1

0.10 0.09 0.08 0.08 0.08 0.08 0.09 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 4617.268 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.748 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.440$

40 31 24 18 13 9 7 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.13 0.13 0.13 0.13 0.12 0.13 0.12 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 4656.468 Å,  $E_{\text{exc}} = 0.000 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.290$

25 17 12 8 5 -1

0.20 0.19 0.17 0.16 0.15 -1.00  
Ti I 4759.269 Å,  $E_{\text{exc}} = 2.255 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.590$

26 20 16 12 9 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.12 0.11 0.10 0.10 0.10 0.09 0.09 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 4913.615 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.872 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.220$

25 18 14 10 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.11 0.10 0.10 0.10 0.09 0.09 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 4981.731 Å,  $E_{\text{exc}} = 0.848 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.570$

106 94 82 70 58 46 34 23 15 9 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.02 -0.01 -0.00 0.02 0.03 0.05 0.07 0.08 0.09 0.09 0.09 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 4999.502 Å,  $E_{\text{exc}} = 0.826 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.320$

89 77 65 53 42 31 22 14 9 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.01 0.02 0.03 0.04 0.05 0.06 0.07 0.08 0.09 0.09 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 5016.161 Å,  $E_{\text{exc}} = 0.848 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.480$

36 27 19 14 9 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.09 0.08 0.07 0.06 0.06 0.07 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti I 5025.570 Å,  $E_{\text{exc}} = 2.041 \text{ eV}$ ,  $\log gf = 0.250$

20 15 12 9 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1



0.03	0.03	0.02	0.02	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 2827.114 Å, $E_{\text{exc}} = 3.687$ eV, $\log gf = -0.020$																											
47	44	41	38	35	31	28	24	20	17	14	12	10	8	7	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
0.01	0.01	0.01	0.00	0.00	-0.00	-0.00	-0.00	0.00	0.00	0.01	0.01	0.02	0.03	0.04	0.05	0.07	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 2828.077 Å, $E_{\text{exc}} = 3.749$ eV, $\log gf = 0.870$																											
80	78	75	72	69	66	62	58	54	49	45	40	37	33	30	27	24	22	19	16	14	12	9	8	6	5	-1	-1
0.04	0.03	0.02	0.01	-0.01	-0.02	-0.03	-0.03	-0.03	-0.03	-0.02	-0.01	0.01	0.02	0.04	0.06	0.08	0.09	0.12	0.16	0.20	0.24	0.28	0.32	0.35	0.38	-1.00	-1.00
Ti II 2834.011 Å, $E_{\text{exc}} = 3.716$ eV, $\log gf = 0.000$																											
48	45	42	39	36	32	29	25	21	18	15	12	10	8	7	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
0.01	0.01	0.01	0.00	0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	0.00	0.01	0.01	0.02	0.03	0.04	0.05	0.07	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 2841.935 Å, $E_{\text{exc}} = 0.607$ eV, $\log gf = -0.590$																											
130	122	115	109	104	98	93	87	82	76	70	65	60	55	51	47	42	37	33	28	23	18	14	11	9	7	5	-1
-0.01	-0.03	-0.04	-0.05	-0.07	-0.09	-0.10	-0.12	-0.13	-0.13	-0.14	-0.14	-0.13	-0.12	-0.10	-0.08	-0.06	-0.04	-0.01	0.02	0.07	0.11	0.16	0.20	0.24	0.28	0.30	-1.00
Ti II 2851.101 Å, $E_{\text{exc}} = 1.221$ eV, $\log gf = -0.730$																											
100	96	92	87	82	78	73	67	61	55	49	43	38	33	29	25	21	18	14	12	9	7	5	-1	-1	-1	-1	-1
-0.03	-0.04	-0.05	-0.06	-0.08	-0.09	-0.09	-0.09	-0.09	-0.09	-0.08	-0.07	-0.05	-0.04	-0.03	-0.01	0.00	0.02	0.05	0.08	0.12	0.17	0.21	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 2853.931 Å, $E_{\text{exc}} = 0.607$ eV, $\log gf = -1.550$																											
91	87	82	77	71	66	60	54	47	40	33	28	23	19	15	12	10	8	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.02	-0.03	-0.04	-0.04	-0.05	-0.05	-0.05	-0.05	-0.04	-0.04	-0.04	-0.04	-0.03	-0.03	-0.03	-0.02	-0.01	0.00	0.03	0.05	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 2868.741 Å, $E_{\text{exc}} = 0.574$ eV, $\log gf = -1.380$																											
97	93	88	83	78	72	66	60	54	47	41	35	29	25	20	17	14	11	9	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.02	-0.03	-0.04	-0.05	-0.06	-0.06	-0.07	-0.07	-0.07	-0.06	-0.06	-0.06	-0.05	-0.05	-0.04	-0.03	-0.02	-0.01	0.01	0.04	0.08	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4012.385 Å, $E_{\text{exc}} = 0.574$ eV, $\log gf = -1.780$																											
117	113	108	104	99	95	90	84	77	68	59	51	43	36	29	24	19	15	12	9	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1



-0.07	-0.07	-0.06	-0.05	-0.05	-0.04	-0.03	-0.02	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	0.00	0.01	0.03	0.05	0.07	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4290.215 Å, $E_{\text{exc}} = 1.164 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.870$																											
148	143	138	133	129	125	120	115	109	102	95	87	80	73	65	58	50	43	36	30	24	19	14	11	9	7	5	
-0.07	-0.08	-0.09	-0.09	-0.09	-0.08	-0.08	-0.07	-0.06	-0.06	-0.05	-0.05	-0.04	-0.03	-0.02	-0.01	0.00	0.01	0.04	0.06	0.10	0.13	0.17	0.20	0.23	0.26	0.27	
Ti II 4300.049 Å, $E_{\text{exc}} = 1.180 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.460$																											
176	169	162	156	151	146	141	136	130	123	116	110	103	97	90	83	76	69	61	54	45	37	30	24	19	16	13	
-0.06	-0.07	-0.08	-0.09	-0.10	-0.10	-0.10	-0.10	-0.10	-0.09	-0.09	-0.09	-0.08	-0.07	-0.06	-0.05	-0.03	-0.01	0.02	0.05	0.09	0.12	0.16	0.20	0.23	0.25	0.27	
Ti II 4301.920 Å, $E_{\text{exc}} = 1.160 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.210$																											
129	125	120	116	112	107	102	97	91	83	75	66	58	51	43	37	30	25	20	16	12	9	7	5	-1	-1	-1	
-0.07	-0.07	-0.07	-0.07	-0.06	-0.06	-0.05	-0.04	-0.04	-0.03	-0.03	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	0.00	0.01	0.02	0.05	0.07	0.10	0.14	0.17	0.20	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4374.820 Å, $E_{\text{exc}} = 2.060 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.570$																											
65	62	59	55	51	47	42	37	31	25	21	17	13	11	9	7	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	
-0.00	-0.00	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	-0.00	-0.00	-0.01	-0.01	-0.00	-0.00	-0.00	0.00	0.01	0.02	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4386.844 Å, $E_{\text{exc}} = 2.598 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.960$																											
75	73	71	68	65	61	57	52	46	39	33	28	23	19	16	13	11	9	7	6	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	
-0.01	-0.02	-0.02	-0.02	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	-0.00	0.00	0.00	0.01	0.02	0.03	0.04	0.07	0.09	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4391.020 Å, $E_{\text{exc}} = 1.231 \text{ eV}$ , $\log gf = -2.300$																											
66	61	56	51	45	39	34	28	23	18	14	11	8	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	
-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4394.059 Å, $E_{\text{exc}} = 1.221 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.770$																											
97	93	89	84	79	74	68	61	53	45	37	30	24	19	16	12	10	8	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	
-0.04	-0.04	-0.04	-0.03	-0.03	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	0.00	0.01	0.02	0.03	0.05	0.08	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	
Ti II 4395.031 Å, $E_{\text{exc}} = 1.084 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.540$																											
176	169	162	156	151	146	142	137	131	124	117	110	103	97	90	83	76	68	60	52	43	36	28	23	18	15	12	



-0.03	-0.02	-0.02	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	-0.00	0.00	0.01	0.02	0.03	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4421.938 Å, $E_{\text{exc}} = 2.060 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.640$																													
61	59	55	51	47	43	38	33	28	23	18	15	12	9	8	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	0.00	0.01	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4423.239 Å, $E_{\text{exc}} = 1.231 \text{ eV}$ , $\log gf = -3.066$																													
22	19	16	14	11	9	8	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4432.109 Å, $E_{\text{exc}} = 1.236 \text{ eV}$ , $\log gf = -3.080$																													
21	18	16	13	11	9	7	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-0.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4441.730 Å, $E_{\text{exc}} = 1.180 \text{ eV}$ , $\log gf = -2.330$																													
68	64	58	53	47	41	35	29	24	19	14	11	9	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.03	-0.02	-0.02	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	0.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4443.801 Å, $E_{\text{exc}} = 1.080 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.710$																													
164	158	152	147	142	138	133	128	122	115	108	101	94	87	80	72	65	57	49	41	34	27	21	17	13	10	8			
-0.09	-0.11	-0.12	-0.12	-0.12	-0.12	-0.12	-0.11	-0.10	-0.10	-0.09	-0.09	-0.08	-0.06	-0.05	-0.04	-0.02	-0.00	0.03	0.06	0.09	0.13	0.17	0.20	0.23	0.25	0.26			
Ti II 4450.482 Å, $E_{\text{exc}} = 1.084 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.520$																													
118	114	110	105	101	96	91	84	77	68	59	50	43	36	30	24	19	16	12	9	7	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.08	-0.08	-0.07	-0.07	-0.06	-0.05	-0.04	-0.04	-0.03	-0.02	-0.02	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.00	0.01	0.02	0.05	0.07	0.10	0.14	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4464.449 Å, $E_{\text{exc}} = 1.161 \text{ eV}$ , $\log gf = -1.810$																													
100	96	91	86	81	75	69	62	54	45	37	30	24	19	16	12	10	8	6	5	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1	-1
-0.06	-0.06	-0.06	-0.05	-0.04	-0.03	-0.03	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.00	0.00	0.01	0.03	0.05	0.08	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00	-1.00
Ti II 4468.510 Å, $E_{\text{exc}} = 1.130 \text{ eV}$ , $\log gf = -0.630$																													
197	187	177	169	162	154	148	141	133	125	117	109	101	94	87	79	71	64	55	47	39	31	25	20	16	12	10			



-0.06 -0.07 -0.08 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.09 -0.08 -0.07 -0.06 -0.04 -0.03 -0.01 0.02 0.05 0.09 0.13 0.17 0.20 0.23 0.25 0.27  
Ti II 4469.151 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.084 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.550$   
58 53 48 43 37 32 27 22 18 13 10 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1  
-0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.01 -0.01 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti II 4470.853 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.165 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.020$   
88 83 79 73 68 61 55 48 40 33 26 21 16 13 10 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1  
-0.05 -0.04 -0.04 -0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 -0.00 0.01 0.02 0.03 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti II 4488.324 Å,  $E_{\text{exc}} = 3.122 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.500$   
76 75 73 71 69 66 63 58 53 47 41 35 30 26 22 19 16 14 11 9 7 6 5 -1 -1 -1 -1  
-0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 0.00 0.00 0.01 0.01 0.03 0.05 0.07 0.09 0.12 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti II 4501.270 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.115 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.770$   
159 154 148 144 139 134 129 124 118 111 104 96 89 82 75 67 59 52 44 37 29 23 18 14 11 9 7  
-0.10 -0.11 -0.12 -0.12 -0.12 -0.12 -0.11 -0.10 -0.10 -0.09 -0.08 -0.07 -0.06 -0.05 -0.04 -0.03 -0.01 0.00 0.03 0.06 0.10 0.13 0.17 0.20 0.23 0.25 0.27  
Ti II 4518.330 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.080 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.560$   
58 53 47 42 37 31 26 22 17 13 10 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1  
-0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.01 -0.01 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti II 4529.474 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.571 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.750$   
83 79 75 70 65 60 54 47 40 33 27 21 17 14 11 9 7 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1  
-0.04 -0.04 -0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 0.01 0.02 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00  
Ti II 4533.960 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.237 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.530$   
172 166 160 155 150 145 140 135 129 121 114 107 100 92 85 78 70 63 54 47 39 32 25 20 16 13 10  
-0.12 -0.14 -0.15 -0.16 -0.16 -0.16 -0.15 -0.14 -0.14 -0.12 -0.12 -0.10 -0.09 -0.07 -0.05 -0.03 -0.01 0.01 0.04 0.06 0.10 0.14 0.18 0.21 0.24 0.26 0.28  
Ti II 4544.020 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.243 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.580$   
54 49 44 39 34 29 24 20 16 12 9 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4549.620 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.583 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.220$

176 170 164 158 153 149 144 139 133 126 119 113 106 100 93 86 79 72 64 56 47 40 32 26 21 17 14

-0.11 -0.13 -0.14 -0.15 -0.15 -0.15 -0.15 -0.14 -0.14 -0.14 -0.13 -0.13 -0.12 -0.10 -0.09 -0.07 -0.05 -0.03 -0.00 0.03 0.08 0.12 0.16 0.20 0.23 0.26 0.28

Ti II 4563.757 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.221 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.795$

161 156 151 146 141 137 132 126 120 113 105 98 91 83 75 68 60 53 45 38 30 24 19 15 12 9 7

-0.12 -0.14 -0.15 -0.15 -0.15 -0.15 -0.14 -0.13 -0.12 -0.11 -0.10 -0.08 -0.07 -0.05 -0.04 -0.02 -0.00 0.01 0.04 0.07 0.11 0.14 0.18 0.21 0.24 0.26 0.28

Ti II 4568.314 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.224 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -3.030$

24 21 18 15 13 10 9 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4571.971 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.571 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.310$

169 163 158 153 148 144 139 134 128 122 115 108 101 94 88 81 74 66 58 50 42 35 28 22 18 14 12

-0.12 -0.13 -0.14 -0.14 -0.15 -0.14 -0.14 -0.14 -0.13 -0.13 -0.12 -0.11 -0.10 -0.09 -0.08 -0.06 -0.04 -0.02 0.01 0.04 0.08 0.12 0.17 0.20 0.23 0.26 0.28

Ti II 4583.410 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.164 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.840$

36 32 28 24 20 17 14 11 9 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 -0.00 -0.00 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4589.958 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.237 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.620$

109 105 101 96 91 85 80 73 65 56 47 39 32 26 21 17 14 11 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.08 -0.08 -0.08 -0.07 -0.06 -0.05 -0.04 -0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 0.00 0.02 0.03 0.05 0.08 0.11 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4636.320 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.165 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -3.024$

26 23 20 17 14 12 9 8 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4657.201 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.242 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.290$

69 64 59 53 47 42 36 30 24 19 15 11 9 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4708.663 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.236 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.350$

65 60 55 49 44 38 33 27 22 17 13 10 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4719.515 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.242 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -3.320$

14 12 10 8 7 6 5 -1

-0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00

Ti II 4763.880 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.221 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.400$

61 56 51 46 40 35 30 25 20 15 12 9 7 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4764.525 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.236 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.690$

42 38 34 29 25 21 17 14 11 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4779.985 Å,  $E_{\text{exc}} = 2.048 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.260$

89 86 83 79 75 70 65 59 52 44 37 31 25 21 17 14 11 9 7 6 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.04 -0.05 -0.05 -0.04 -0.04 -0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 0.00 0.01 0.03 0.05 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4798.530 Å,  $E_{\text{exc}} = 1.080 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -2.660$

53 48 43 37 32 27 23 18 15 11 8 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.00 -0.00 -0.00 -0.00 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4805.085 Å,  $E_{\text{exc}} = 2.061 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.960$

107 104 101 98 94 90 85 79 73 64 56 48 42 35 30 25 21 17 14 11 8 7 5 -1 -1 -1 -1 -1

-0.07 -0.07 -0.08 -0.07 -0.07 -0.06 -0.05 -0.04 -0.04 -0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 0.00 0.01 0.03 0.05 0.08 0.11 0.15 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 4911.190 Å,  $E_{\text{exc}} = 3.122 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -0.640$

68 67 66 64 61 58 55 50 45 39 33 28 24 21 17 15 12 10 9 7 6 5 -1 -1 -1 -1 -1





-0.03 -0.03 -0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 6680.133 Å,  $E_{exc} = 3.093 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.890$

11 11 10 9 8 7 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.00 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

Ti II 6998.905 Å,  $E_{exc} = 3.122 \text{ eV}$ ,  $\log gf = -1.280$

36 34 33 30 28 25 22 19 16 13 10 8 7 6 5 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1 -1

-0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.01 -0.02 -0.02 -0.02 -0.02 -0.03 -0.03 -0.04 -0.05 -0.05 -0.06 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00 -1.00

---