

Федеральное государственное бюджетное учреждение науки  
Институт астрономии Российской академии наук

На правах рукописи

УДК 524.38

Алексеева Софья Александровна

ОПРЕДЕЛЕНИЕ СОДЕРЖАНИЯ УГЛЕРОДА И НАТРИЯ У  
ЗВЕЗД СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ В–К С УЧЕТОМ  
ОТКЛОНЕНИЙ ОТ ЛОКАЛЬНОГО  
ТЕРМОДИНАМИЧЕСКОГО РАВНОВЕСИЯ

01.03.02 — астрофизика и звездная астрономия

Диссертация на соискание учёной степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель

д.ф.-м.н. Л.И. Машонкина

Москва 2017

## Оглавление

<b>Введение</b>	<b>5</b>
<b>Глава 1. Методы вычислений</b>	<b>22</b>
1.1 Расчет населенностей атомных уровней при отказе от ЛТР . . .	22
1.2 Расчет теоретического спектра . . . . .	24
1.3 Модели атмосфер . . . . .	24
<b>Глава 2. Анализ линий С I – С II в атмосферах А- и В- звезд</b>	<b>26</b>
2.1 Построение модели атома С I – С II . . . . .	26
2.2 Отклонения от ЛТР для С I – С II в атмосферах А- и В-звезд	28
2.2.1 Механизм образования эмиссионных линий С I . . . . .	32
2.2.2 Диапазон обнаружения эмиссионных линий С I . . . . .	36
2.3 Анализ линий углерода в спектрах А- и В-звезд . . . . .	39
2.3.1 Наблюдательные данные и выборка звезд . . . . .	39
2.3.2 Анализ эмиссионных линий С I в спектрах В-звезд . . .	40
2.3.3 Определение содержания углерода для выборки звезд	43
2.4 Выводы по главе 2 . . . . .	47
<b>Глава 3. Содержание углерода в звездах поздних спектральных классов по атомарным и молекулярным линиям</b>	<b>51</b>
3.1 Отклонения от ЛТР для С I в атмосферах F- и G-звезд . . . . .	51
3.2 Определение содержания углерода на Солнце . . . . .	56
3.2.1 Атомарные линии С I в солнечном спектре . . . . .	56
3.2.2 Молекулярные линии С <sub>2</sub> и СН в солнечном спектре . . .	58
3.2.3 Сравнение с другими исследованиями . . . . .	60

3.3	Тестирование модели атома на звездах с дефицитом металлов	62
3.3.1	Наблюдательный материал и выборка звезд . . . . .	62
3.3.2	Анализ атомарных линий . . . . .	63
3.4	Сравнение содержания углерода, полученного по атомарным и молекулярным линиям . . . . .	65
3.4.1	Наблюдательный материал и параметры FGK-карликов	65
3.4.2	Определение содержания углерода . . . . .	67
3.4.3	Обсуждение результатов . . . . .	68
3.4.4	Сравнение с предыдущими исследованиями . . . . .	70
3.5	Анализ линий C I у звезд с избытком углерода . . . . .	71
3.6	Выводы по главе 3 . . . . .	73

<b>Глава 4.</b>	<b>Не-ЛТР содержание натрия у карликов и красных гигантов различных населений Галактики</b>	<b>77</b>
4.1	Формирование линий Na I в неравновесных условиях . . . . .	77
4.1.1	Модель атома Na I и атомные данные . . . . .	77
4.1.2	Механизмы отклонения от ЛТР для Na I . . . . .	78
4.2	Анализ солнечных линий Na I . . . . .	81
4.3	Определение содержания натрия у GK-гигантов . . . . .	82
4.3.1	Наблюдательные данные и выборка звезд . . . . .	82
4.3.2	Параметры атмосфер . . . . .	86
4.3.3	Определение содержания натрия . . . . .	88
4.3.4	Анализ результатов . . . . .	89
4.3.5	Сравнение с другими исследованиями . . . . .	91
4.3.6	Сравнение измеренного содержания Na с теоретически- ми предсказаниями . . . . .	92
4.4	Определение содержания натрия у FGK-карликов . . . . .	94
4.5	Сравнение содержания натрия у звезд-карликов и звезд-гигантов	94
4.6	Выводы по главе 4 . . . . .	95

<b>Глава 5. Наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики</b>	<b>107</b>
5.1 Определение не-ЛТР содержания циркония у FGK-карликов .	108
5.2 Анализ элементных отношений $[C/Fe]$ , $[Na/Fe]$ , $[C/Na]$ , $[C/O]$ , $[Zr/Fe]$ и $[Zr/Sr]$ и сравнение с моделями химической эволюции Галактики . . . . .	109
5.3 Выводы по главе 5 . . . . .	115
<b>Заключение</b>	<b>121</b>
<b>Литература</b>	<b>127</b>

## Введение

### Актуальность темы

Стремительное развитие инструментов для анализа оптических спектров и запуск новых телескопов привели к значительному улучшению качества спектральных наблюдений звезд. Благодаря эшелле-спектрографам стало возможным получать спектры звезд в широком спектральном диапазоне с разрешением вплоть до  $R = \lambda/\Delta\lambda = 120\,000$  и высоким сигналом к шуму.

Высокая точность наблюдений требует улучшения теоретических методов спектрального анализа, моделирования атмосфер и формирования спектральных линий. Широко используемый классический подход с предположением о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР) не позволяет проводить детальную интерпретацию спектров и может приводить к ошибочным выводам. Наиболее физически обоснованным и реалистичным является не-ЛТР подход, в котором населенности получают в результате решения системы уравнений статистического равновесия совместно с уравнением переноса излучения, в отличие от ЛТР, где населенности атомных уровней рассчитываются по формулам Больцмана и Саха. Не-ЛТР подход требует большого числа входных атомных данных и времени для построения и тестирования моделей атомов, изучения механизмов, ответственных за распределение населенностей атомных уровней в атмосферах звезд с различными физическими условиями.

В литературе существует несколько примеров, где показано, что эмиссия в линиях может возникать из-за не-ЛТР эффектов в атмосферах звезд. Например, линия Mg I  $12\ \mu\text{m}$  на Солнце [1], Mn II  $6122\text{-}6132\ \text{\AA}$  в трех звез-

дах поздних спектральных классов В [2], С II 6151, 6462 Å в  $\tau$  Sco (B0V) и С II 6462 Å в HR 1861 (B1V) [3]. Однако, исследования в этой области немногочисленны, и до сих пор остаются невыясненными причины эмиссионных линий других металлов (пр. Mg II, Si II, P II, Ca II, Cr II, Fe II, Ni II, Cu II и Hg II), наблюдающихся в спектрах В-звезд главной последовательности [4]. Кроме того, были обнаружены эмиссионные линии С I в инфракрасной (ИК) области спектра в атмосфере  $\pi$  Cet (B7IV) [5], которые невозможно интерпретировать в рамках ЛТР анализа. В литературе отсутствует анализ не-ЛТР эффектов в атмосферах звезд с эффективными температурами от 10000 до 15000 К для линий С I в ИК области. Вследствие этого возникает вопрос, связано ли появление эмиссии с аномальным распределением температуры в ее атмосфере, наличием околос звездного диска, как предполагают авторы [5], или с не-ЛТР эффектами.

При определении содержания <sup>1)</sup> химических элементов в рамках ЛТР зачастую сталкиваются с проблемой расхождения содержания, полученного по разным линиям. Так, например, в обзоре Асплунда [6] обсуждаются расхождения между линиями Fe I и Fe II, которые используются для уточнения физических параметров звезд. Расхождение может возникать при определении содержания как по линиям одной стадии ионизации, так и по линиям разных стадий ионизации. Например, Фоссати и др. [5] определили содержание углерода у нескольких АВ звезд с надежными параметрами атмосферы. Авторами было получено различие в содержании углерода по линиям С I и С II в атмосфере  $\pi$ Cet, что подтверждает более ранние результаты Роби и Ламберта [7], где содержание по линиям С II оказалось в четыре раза выше, чем по линиям С I. Для 21 Peg (B9.5V) полученное содержание по слабым линиям С I видимой области оказалось почти в шесть раз меньше, чем по сильным ИК линиям С I. Расхождения наблюдаются не только у углерода, но и у многих других элементов, что побуждает к

---

<sup>1)</sup>Содержание химического элемента X задается величиной  $\log(N_X/N_H)$ , где  $N_X$  и  $N_H$  - концентрации частиц элемента X и водорода, соответственно.

отказу от приближенного ЛТР подхода.

Оригинальные методы не-ЛТР вычислений для С I – С II в атмосферах ранних А и поздних В звезд были разработаны в [8–10]. Ренч-Холм [9] выполнила не-ЛТР анализ в А звездах с эффективной температурой 10000 К, Пшибилла и др. [8] выполнили не-ЛТР расчеты для С I – С II применительно к атмосфере Веги ( $T_{\text{eff}} = 9550$  К,  $\log g = 3.95$ ). В обеих работах показано, что не-ЛТР приводит к усилению линий С I по сравнению с ЛТР за счет падения функции источников относительно функции Планка в области формирования линий. Поскольку С II доминирующая стадия ионизации на всех глубинах в атмосфере, то отклонения от ЛТР для основного состояния С II незначительны. Ниева и Пшибилла [10] определили не-ЛТР содержание для 20 ранних В звезд в диапазоне температур 16000–33000 К.

Несмотря на немалое количество работ по не-ЛТР расчетам для С I – С II, до сих пор остается ряд проблем, решение которых представлено в диссертации. Это объяснение эмиссионных линий С I в спектрах В звезд, достижение ионизационного равновесия по линиям С I – С II и выяснение причины расхождения содержания по разным линиям С I у А и В звезд.

Применение не-ЛТР подхода для определения содержания играет важную роль для таких областей астрофизики, как звездный нуклеосинтез, звездная эволюция и химическая эволюция Галактики. Для решения проблем химической эволюции Галактики важным является изучение содержания элементов у звезд поздних спектральных классов в широком диапазоне металличности, где металличность звезды характеризуется величиной  $[\text{Fe}/\text{H}]^2$  и выступает индикатором возраста звезды. При проведении спектроскопического анализа, на основе которого определяются содержания элементов, как правило, используют звезды карлики главной последо-

---

<sup>2)</sup>Различие в содержании какого-либо элемента X между звездой и Солнцем задается величиной  $[\text{X}/\text{H}] = \log (N_X/N_H)_* - \log (N_X/N_H)_\odot$ , где  $N_X$  и  $N_H$  - концентрации частиц элемента X и водорода, соответственно.

вательности, потому что в их атмосферах содержание элементов отражает ту величину, которая была в протозвездном облаке в результате химической эволюции предыдущего поколения звезд. Для того, чтобы получить наблюдаемое содержание, требуются наиболее реалистичные модели звездных атмосфер и процессов формирования линий.

В литературе существует большое количество работ, в которых у набора звезд в широком интервале металличности содержание элементов определялось в ЛТР. Эти исследования демонстрируют различные наблюдаемые тренды  $[C/Fe]$  от  $[Fe/H]$ . Так, например, для FG карликов в диапазоне металличностей от  $-1$  до  $0$  Бенсби и Фельцинг [11] нашли среднее значение  $[C/Fe]$ , близкое к солнечному, используя только одну запрещенную линию  $[C\ I]$ , а Редди и др. [12], исследовав другие звезды с близкими параметрами, получили содержание углерода превышающее солнечное более чем в два раза, используя слабые линии  $C\ I$ . Для звезд с большим дефицитом металлов в интервале  $[Fe/H]$  от  $-3$  до  $-1$ , Акерман и др. [13] получили, в среднем,  $[C/Fe]=+0.27$ , что чуть менее чем в два раза превышает солнечное. Карбон и др. [14] на основании наблюдений молекулярных  $CN$  полос в 83 карликах в диапазоне  $-3.2 < [Fe/H] < -1.5$  нашли  $[C/Fe]=-0.03$ . Спит и др. [15] исследовали молекулярные  $CN$  полосы в группе гигантов, не достигших стадии перемешивания, и в диапазоне  $-4.0 < [Fe/H] < -2.5$  нашли величину  $[C/Fe]=+0.18$ .

Однако, использовать эти данные как наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики весьма сомнительно, потому что величины не-ЛТР эффектов для линий  $C\ I$  зачастую очень сильно зависят от металличности звезды. В результате могут возникать систематические сдвиги на зависимости  $[X/H]$  от  $[Fe/H]$ . Так, например, Баумюллер и Герен [16] указали на важность учета не-ЛТР эффектов для линий  $Al\ I$  в звездах поздних спектральных классов при исследовании химической эволюции Галактики.



Оригинальные методы не-ЛТР вычислений для C I в звездах солнечного типа были разработаны в [8, 17–21]. Согласно Штюренбургу и др. [19], ЛТР содержание углерода на Солнце, полученные по видимым линиям C I, значительно ниже, чем по ИК-линиям. В качестве примера, расхождения между солнечными C I 9111 Å и 5380 Å линиями достигает 0.37 dex. С применением не-ЛТР подхода, разница между содержанием, полученным по видимым и ИК-линиям, устраняется. Такеда и Хонда [22] и Фаббиан и др. [21] исследовали отклонения от ЛТР для C I в широком диапазоне параметров. Эти исследования дают согласующиеся в пределах 0.15 dex не-ЛТР поправки для общих параметров звездных атмосфер. Различия обнаруживаются в моделях с высокой  $T_{eff}$  и низким  $\log g$  и  $[M/H]$ , для которых Фаббиан и др. [21] предсказывает более сильные не-ЛТР эффекты.

Фаббиан и др. [21] показали, что на основе ЛТР и не-ЛТР подходов для одной и той же выборки звезд, можно по-разному интерпретировать роль различных источников в производстве углерода. Так, например, в случае не-ЛТР анализа получено  $[C/Fe] \sim 0.0$  на интервале металличностей от  $-3.0$  до  $-0.6$ . В случае ЛТР анализа получают избытки углерода по отношению к Fe, для интерпретации которых требуется учет дополнительного источника производства углерода в ранней Галактике.

Несмотря на большое число исследований в области определения содержания углерода у звезд с дефицитом металлов, требуется уточнение наблюдательных данных с привлечением не-ЛТР анализа определения содержания углерода у однородной выборки звезд. В этой диссертации у выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами определяется содержание углерода с учетом отклонения от ЛТР. На основе полученного содержания анализируются отношения  $[C/Fe]$  и  $[C/O]$ .

По всей видимости, различные тренды  $[C/Fe]$  от  $[Fe/H]$ , полученные в наблюдениях могут быть связаны не только с неучетом не-ЛТР эффек-

тов, но и с использованием различных индикаторов, используемых при определении содержания углерода. Для определения содержания углерода используют: разрешенные линии C I и одну запрещенную [C I], а также молекулярные линии CH, C<sub>2</sub> и CO. Атомарные линии C I наблюдаются в видимой ( 4300 – 7900 Å ) и ближней ИК ( 7900 – 20000 Å ) областях спектра. Силы осцилляторов для видимых линий намного меньше, чем для ИК-линий, поэтому в спектрах звезд линии видимой области значительно слабее.

Для звезд с  $[Fe/H] > -1.5$  все индикаторы могут быть использованы для определения содержания углерода, за исключением запрещенной линии, которая видна только в спектрах звезд с солнечной металличностью и выше.

Для звезд с  $[Fe/H] < -1.5$  видимые линии становятся слабыми для надежного определения содержания, поэтому могут быть использованы только ИК-линии наряду с молекулярными линиями.

Для звезд с  $[Fe/H] < -2.5$  атомарные линии практически исчезают и только молекулярные линии остаются доступными для определения содержания.

Томкин и др. [23], исследуя карлики с дефицитом металлов, на основе 1D анализа получили не-ЛТР содержание углерода по атомарным линиям выше, в среднем, на 0.40 dex, чем по молекулярным CH линиям. А именно, линии C I дают, в среднем,  $[C/Fe]=+0.3$ , в то время как линии CH  $[C/Fe]=-0.1$ . Можно выделить, по меньшей мере, три причины расхождения между результатами, полученными на основе различных индикаторов, а именно, неучет гидродинамических эффектов (3D эффекты) в классических плоско-параллельных (1D) моделях атмосфер, приближенное рассмотрение формирования линий и неопределенности в физических параметрах звезд,  $T_{eff}$  и  $\log g$ .

Трехмерные (3D) гидродинамические расчеты более реалистично

описывают конвекцию в атмосфере звезды, исключая необходимость введения таких параметров, как скорости микротурбулентности и макротурбулентности, которые приходится вводить при использовании 1D моделей. Расчеты 3D моделей достаточно трудоемки и немногочисленны. При определении содержания углерода на Солнце для атомарных линий было показано, что 3D поправки (разница в содержании, полученная с использованием 3D и 1D моделей) малы и составляют, в среднем, +0.01, +0.01 и  $-0.02$  dex для линий C I, CN и C<sub>2</sub>, соответственно [24]. В атмосферах звезд с дефицитом металлов 3D вычисления Добровольская и др. [25, 26] предусматривают поправки для ИК линий C I не более нескольких сотых в логарифмической шкале. Галлахер и др. [27] показали, что для FGK карликов 3D поправки у молекулярных CN полос, могут усиливаться с уменьшением металличности и увеличением температуры, и в некоторых случаях могут достигать величины вплоть до  $-0.25$ .

В связи с этим, при анализе содержания углерода в широком диапазоне металличностей необходима уверенность в том, что различные индикаторы, а именно, атомарные и молекулярные линии, дают согласующиеся результаты. В диссертации для каждого из 47 FGK-карликов проводится сравнение содержания, полученного по атомарным линиям C I и молекулярным линиям CN. При этом атомарные линии C I рассматриваются в условиях отклонения от ЛТР, а для молекулярных линий CN предполагается ЛТР. При сравнении атомарных и молекулярных линий принимаются во внимание 3D эффекты для линий CN согласно работе Галлахера и др. [27].

Для решения проблем нуклеосинтеза натрия, важно понимать преимущественно в каких термоядерных реакциях синтезируется натрий. Натрий может синтезироваться в реакциях горения углерода ( $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{23}\text{Na} + \text{p}$ ) во внутренних слоях массивных звезд. В этом случае скорость производства не зависит от содержания металлов в предыдущем поколении

звезд [28], и натрий относится к первичным элементам. С другой стороны, натрий может синтезироваться в NeNa-цикле ( $^{22}\text{Ne} + \text{p} \rightarrow ^{23}\text{Na} + \gamma$ ) во всех звездах с  $M > 1.5 M_{\odot}$ , либо в реакциях с участием  $\alpha$ -частиц в звездах АВГ. В NeNa-цикле скорость производства зависит от избытка протонов, который определяется начальным содержанием металлов [29]. В этих случаях натрий рассматривается как вторичный элемент. Определение и анализ изменений содержания Na с возрастом Галактики помогут прояснить типы термоядерных реакций, механизмы и скорости производства натрия.

Исследование различий в содержании натрия между тонким и толстым дисками важно для понимания химической эволюции Галактики. С этой целью, как правило, используют звезды-карлики главной последовательности. Маломассивные гиганты ( $M < 2.0 M_{\odot}$ ) тоже можно использовать для решения задач химической эволюции Галактики, поскольку они не достигли стадии выноса элементов. Следует отметить, что гиганты имеют свое преимущество в светимости, которая выше, чем у карликов.

В литературе представлено много результатов по определению содержания натрия. Большинство из них выполнены в рамках ЛТР. Согласно проведенным исследованиям звезд-карликов с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$  в работах Редди и др. [30] и Бенсби и др. [31], различие в  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между тонким и толстым дисками не обнаруживается. Алвес-Брито и др. [32] не обнаружили различия  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между красными гигантами толстого и тонкого дисков. В то время, как при исследовании красных гигантов в работах Пахомова [33, 34] на основе ЛТР подхода показано, что в тонком диске содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  больше, чем в толстом. Неизбежно возникает вопрос, не связан ли полученный результат с учетом отклонения от ЛТР, что мотивирует на проведение ревизии.

Представляется интересным сравнить содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между карликами и гигантами. Некоторые исследования показали, что  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в атмосферах красных гигантов выше, чем в атмосферах карликов [35, 36]. Од-

нако, гиганты имеют более разреженные атмосферы по сравнению с карликами, а значит, эффекты отклонения от ЛТР будут по-разному проявляться в атмосферах этих звезд. Таким образом, существует необходимость привлечения не-ЛТР подхода для сравнения между собой звезд карликов и звезд гигантов. Кроме того, металличности звезд толстого диска в среднем ниже металличности звезд тонкого диска, хотя, они и имеют область перекрытия [37]. Поскольку в звездах различных металличностей могут по-разному проявляться эффекты отклонения от ЛТР, при определении содержания натрия у звезд тонкого и толстого дисков Галактики следует учитывать не-ЛТР эффекты.

Оригинальные методы не-ЛТР вычислений для Na I были разработаны в [38–45]. Во всех работах показано, что основной механизм отклонения от ЛТР для Na I это сверхрекомбинация, когда нижние уровни Na I оказываются перезаселенными относительно ЛТР населенностей благодаря рекомбинациям на высоковозбужденные состояния с последующими каскадными переходами на нижние уровни. В связи с простой структурой термов этого элемента, для него выполнены точные квантовомеханические расчеты как для столкновений с атомами водорода, так и с электронами. Это делает моделирование формирования линий при отказе от ЛТР более надежным.

В диссертации разрабатывается оригинальная методика определения содержания натрия с учетом отклонения от ЛТР. У выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами определяется содержание натрия с учетом отклонения от ЛТР. Проводится ревизия результатов, полученных Паховым [33, 34], путем определения содержания натрия у 78 GK-гигантов, принадлежащих толстому и тонкому дискам Галактики.

Цирконий (атомная масса  $A = 91.22$ ) может формироваться в трех типах реакций нейтронных захватов: быстрый r- (rapid) и медленный s- (slow)

процессы, у которого выделяется главная компонента (s-main) и вторичная (s-weak). R-процесс обычно связывают со вспышками сверхновых звезд II типа. Слабая компонента s-процесса может протекать в ядрах массивных звезд ( $M > 20 M_{\odot}$ ) на стадии гидростатического горения гелиевого ядра, главная компонента s-процесса – в звездах промежуточных масс ( $2-4M_{\odot}$ ) на стадии горения двойного слоевого источника. В процессе эволюции Галактики соотношение вкладов каждого из трех процессов в содержание элемента менялось со временем. На сегодня нет точных предсказаний выходов элементов теории r-процесса и слабой компоненты s-процесса, поэтому важно восстановить картину обогащения межзвездной среды тяжелыми элементами на основе наблюдательных данных и, таким образом, получить ограничения на результаты теории нуклеосинтеза. Существует много работ по определению содержания циркония и других элементов нейтронных захватов. Большинство из них выполнено в рамках ЛТР. Интерес представляет сравнение циркония с другими элементами, синтезируемыми в реакциях нейтронных захватов, например, со стронцием. Поскольку Zr и Sr – легкие элементы нейтронных захватов, имеющие близкие заряды ядра, то предполагается, что они синтезировались в одних и тех же типах звезд и в одних и тех же реакциях. В ранней Галактике тяжелые элементы синтезировались только в r-процессе, поскольку первые звезды промежуточных масс еще не проэволюционировали. Травальо и др. [46] собрали все наблюдательные данные по определению содержания стронция, иттрия и циркония и нашли, что в ранней Галактике отношение  $[Zr/Fe]$  значительно выше, чем отношение  $[Sr/Fe]$ . Это противоречит тому предположению, что в ранней Галактике цирконий и стронций синтезировались только в одном r-процессе и свидетельствует о наличии дополнительного источника производства циркония.

В связи с этим, важно определить содержание циркония и стронция при отказе от ЛТР у однородной выборки звезд с надежными параметрами,

что и выполнено в этой диссертации.

## Цель диссертационной работы

При работе над диссертацией были поставлены следующие цели:

- Изучение формирования линий C I – C II и Na I в условиях отклонения от ЛТР в широком диапазоне звездных параметров;
- Использование теоретических не-ЛТР методов анализа линий C I, Na I и Zr II для определения содержания элементов у выборки звезд в широком диапазоне металличности с целью решения задач химической эволюции Галактики.

## Научная новизна

В диссертационной работе впервые были получены следующие результаты:

1. Построена модель атома C I – C II с использованием современных данных о сечениях столкновений с электронами. Продемонстрирована важность применения точных данных на примере моделирования эмиссионных линий C I в атмосферах В-карликов.
2. Объяснен механизм формирования эмиссионных линий C I 8335, 9405, 9061-9111, 9603-9658 Å в атмосферах четырех карликов спектрального типа В. Эмиссия возникает за счет сверхионизации C I, приводящей к большему опустошению нижних ( $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$ ) по сравнению с верхними уровнями исследуемых переходов, и опустошения уровней  $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$  при спонтанных переходах на низковозбужденные уровни и основное состояние в слоях, где среда становится оптически тонкой в соответствующих УФ линиях.

3. Для тех же звезд достигнуто согласие не-ЛТР содержания по линиям двух стадий ионизации углерода, включая эмиссионные линии C I.
4. Определено содержание натрия при отказе от ЛТР у 78 красных гигантов, принадлежащих тонкому и толстому дискам Галактики с использованием разработанной автором не-ЛТР методики. Показано, что отношение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  у звезд толстого диска согласуется с аналогичным отношением у звезд тонкого диска и близко к солнечному.
5. У выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание C, Na, Zr с учетом отклонения от ЛТР. Полученные зависимости  $[\text{C}/\text{O}]$ ,  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Zr}/\text{Sr}]$  представляют интерес для изучения химической эволюции Галактики.
6. Показано, что для каждой звезды из 47 FGK-карликов в диапазоне металличности от  $-2.5$  до  $0.2$  содержание углерода, полученное по молекулярным линиям CN согласуется с не-ЛТР содержанием по атомарным линиям C I. Это позволяет сделать важный вывод о возможности использования молекулярных линий CN в рамках плоскопараллельных моделей атмосфер для определения содержания углерода, в том числе, для звезд с низкой металличностью, где атомарные линии отсутствуют.

### **Научная и практическая значимость**

Разработанные и оттестированные модели атомов C I – C II и Na I могут быть использованы для решения различных астрофизических задач. Объяснение эмиссии в линиях C I как проявление не-ЛТР эффектов в звездной атмосфере, может мотивировать исследование эмиссионных линий Mg II, Si II, P II, Ca II, Cr II, Fe II, Ni II, Cu II и Hg II, которые



наблюдаются в спектрах В-звезд [47–50]. На основе полученных результатов рекомендуется использовать атомарные С I и молекулярные СН линии в качестве дополнительного индикатора определения эффективной температуры у звезд поздних спектральных классов, в том числе в автоматических методах определения параметров. Полученное не-ЛТР содержание углерода, натрия и циркония у FG-звезд различных галактических населений будут использоваться для сравнения с предсказаниями моделей химической эволюции Галактики. Основные результаты данной диссертации, определяющие ее практическую и научную значимость, опубликованы в авторитетных научных изданиях и используются российскими и зарубежными учеными.

## ОСНОВНЫЕ РЕЗУЛЬТАТЫ ДИССЕРТАЦИИ

**На защиту выносятся следующие положения:**

1. Разработана методика расчета статистического равновесия С I – С II и проведен анализ формирования спектральных линий в условиях отклонения от ЛТР в широком диапазоне звездных параметров.
2. Объяснен механизм формирования эмиссионных линий С I 8335, 9405, 9061-9111, 9603-9658 Å в атмосферах четырех карликов спектрального типа В. Эмиссия возникает за счет сверхионизации С I, приводящей к большему опустошению нижних ( $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$ ) по сравнению с верхними уровнями исследуемых переходов, и опустошения уровней  $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$  при спонтанных переходах на низковозбужденные уровни и основное состояние в слоях, где среда становится оптически тонкой в соответствующих УФ линиях.
3. Для четырех АВ звезд показано, что содержание углерода по линиям двух стадий ионизации - С I, включая эмиссионные линии С I, и С II

совпадает при условии учета отклонения от ЛТР.

4. Показано содержание натрия при отказе от ЛТР у 78 красных гигантов, принадлежащих тонкому и толстому дискам Галактики с использованием разработанной автором не-ЛТР методики. Показано, что отношение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  у звезд толстого диска согласуется с аналогичным отношением у звезд тонкого диска и близко к солнечному.
5. У выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание C, Na, Zr с учетом отклонения от ЛТР. Отношения  $[\text{C}/\text{Fe}]$  показывают разброс для звезд гало, но разброс уменьшается для отношения  $[\text{C}/\text{O}]$ . Подтверждено существование локального минимума в  $[\text{C}/\text{O}]$  на металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ . Отношение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  у карликов толстого и тонкого дисков совпадает и близко к солнечному, при этом отмечается разброс у звезд гало. Отношение  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  растет с уменьшением металличности и достигает  $[\text{Zr}/\text{Fe}] \sim 0.5$  у звезд гало. Полученные результаты помогут восстановить картину обогащения межзвездной среды тяжелыми элементами и будут полезны как наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики.
6. Показано, что для каждой звезды из 47 FGK-карликов в диапазоне металличности от  $-2.5$  до  $0.2$  содержание углерода, полученное по молекулярным линиям CN согласуется с не-ЛТР содержанием по атомным линиям C I. Это позволяет сделать важный вывод о возможности использования молекулярных линий CN в рамках плоскопараллельных моделей атмосфер для определения содержания углерода, в том числе, для звезд с низкой металличностью, где атомарные линии отсутствуют.

## Апробация результатов

Основные результаты работы докладывались и обсуждались на семинарах и конференциях молодых ученых Учреждения Российской Академии Наук Института астрономии РАН (2013г., 2014г., 2015г.). Результаты работы были также представлены на международных конференциях: European Week of Astronomy and Space Science (Швейцария, Женева, 2014г.), IAU-298 "Setting the Scene for Gaia and LAMOST" (Китай, Лицзян, 2013г.), "Radiation mechanisms of astrophysical objects: classics today" (Санкт-Петербург, 2015г.), а также на всероссийских конференциях: ВАК-2013 (Санкт-Петербург 2013г.), "Звездные атмосферы" (Санкт-Петербург 2014г.). Результаты также осуждались на семинарах в Пекинской Национальной Астрономической Обсерватории (Китай, Пекин, 2014г.) и Уппсальского университета (Швеция, Уппсала, 2013г.).

## ПУБЛИКАЦИИ ПО ТЕМЕ ДИССЕРТАЦИИ

Соискатель имеет 11 опубликованных работ, из них по теме диссертации – 7 научных работ, из которых 6 работ с основными научными результатами опубликованы в рецензируемых научных изданиях, которые включены в перечень журналов и изданий для опубликования основных научных результатов диссертаций:

- 1A *Zhao G., Mashonkina L., Yan H.L., Alexeeva S., Kobayashi C., Pakhomov Yu., Shi J.R., Sitnova T., Tan K.F., Zhang H.W., Zhang J.B., Zhou Z.M., Bolte M., Chen Y.Q., Li X., Liu F., Zhai M.* Systematic Non-LTE Study of the  $-2.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.2$  F and G dwarfs in the Solar Neighborhood. II. Abundance patterns from Li to Eu // **The Astrophysical Journal**, Volume 833, Issue 2, article id. 225, 26 pp. (2016).

- 2A *Alexeeva S.A., Ryabchikova T.A., Mashonkina L.I.* NLTE carbon abundance determination in selected A- and B-type stars and the interpretation of C I emission lines // **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Volume 462, P.1123-1135, (2016).
- 3A *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**, Volume 456, P.1221-1234, (2016).
- 4A *Alexeeva S.A., Mashonkina L.I.* Carbon abundances of reference late-type stars from 1D analysis of atomic C I and molecular CH lines // **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Volume 453, P.1619–1631, (2015).
- 5A *Sitnova T., Zhao G., Mashonkina L., Chen Y., Liu F., Pakhomov Yu., Tan K., Bolte M., Alexeeva S., Grupp F., Shi R., Zhang H.-W.* Systematic Non-LTE Study of the  $-2.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.2$  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).
- 6A *Алексеева С.А., Пахомов Ю. В., Машонкина Л. И.* Не-ЛТР содержание натрия в красных гигантах толстого и тонкого дисков Галактики // **Письма в Астрономический Журнал**, Том 40, стр. 454–472, (2014).

По теме диссертации 1 работа опубликована в материалах международной конференции:

- 1B *Alexeeva S.A., Pakhomov Yu., Mashonkina L.I.*, Non-LTE Abundances of Sodium in the Atmospheres of Red Giants of the Thick and Thin Galactic

Disks, Setting the scene for Gaia and LAMOST, IAU Symposium. Proc. 298, P. 394, (2014).

### **Личный вклад автора**

Содержание диссертации и основные положения, выносимые на защиту, отражают результаты, полученные диссертантом. В работе [1А] диссертантом определены содержания углерода, натрия и циркония в условиях отклонения от ЛТР. В работах [2А], [4А], [6А] диссертантом получены все представленные результаты и написан текст. В работах [3А] и [5А] диссертантом определено содержание углерода в звездах по атомарным и молекулярным линиям.

### **Структура и объем диссертации**

Диссертация состоит из введения, 5 глав, заключения и списка литературы. Всего в диссертации содержится 23 таблицы и 33 рисунка. Общий объем диссертации составляет 146 страниц. Библиография из 161 наименования на 20 страницах.

## Глава 1. Методы вычислений

В классическом подходе с предположением о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР) населенности атомных уровней рассчитываются по формулам Больцмана и Саха. Такой подход является приближенным и может приводить к ошибочным выводам, поскольку в звездных атмосферах формирование линий происходит в неравновесных условиях, а ЛТР может выполняться только в глубоких слоях атмосферы. В связи с этим, для достижения высокого уровня достоверности при проведении интерпретации спектров, теоретические спектры должны быть рассчитаны с учетом отклонения от ЛТР (не-ЛТР подход). Не-ЛТР подход требует большого числа входных атомных данных и времени для построения и тестирования моделей атомов, изучения механизмов, ответственных за распределение населенностей атомных уровней в атмосферах звезд с различными физическими условиями.

### 1.1 Расчет населенностей атомных уровней при отказе от ЛТР

В не-ЛТР задаче реальный атом описывается моделью атома, включающая в себя определенное число уровней энергии. Населенности уровней определяются путем решения системы уравнений статистического равновесия (1), обусловленного балансом всех столкновительных и радиативных процессов, опустошающих и заселяющих каждый уровень.

$$\sum_{j \neq i} n_j (R_{ji} + C_{ji}) = n_i \sum_{j \neq i} (R_{ij} + C_{ij}), \quad (1)$$

где  $n_i$  и  $n_j$  – населенности нижнего и верхнего уровней,  $R_{ij}$ ,  $R_{ji}$  – радиа-

тивные и  $C_{ij}$ ,  $C_{ji}$  – столкновительные скорости для  $i - j$  и  $j - i$  переходов.

Радиативные же скорости зависят от поля излучения, поэтому уравнения статистического равновесия необходимо решать совместно с уравнениями переноса излучения

$$\mu \frac{dI_\nu(z)}{dz} = -\chi_\nu(z)I_\nu(z, \mu) + \eta_\nu(z). \quad (2)$$

В этой диссертации все не-ЛТР расчеты выполнены с использованием комплекса программ DETAIL [51], разработанного Батлером и Гиддингсом и описанного в работе [51]. Для решения уравнения переноса излучения в программе DETAIL используется метод ускоренной  $\Lambda$ -итерации в варианте, описанном Райбики и Хаммером в [52].

В атмосферах FGК звезд концентрация электроном мала, особенно у звезд низкой металличности, поэтому в неупругих столкновительных процессах столкновения с атомами водорода начинают играть большую роль. Полная скорость ударных процессов  $C_{ij}$  определяется столкновениями как с электронами, так и с атомами водорода:  $C_{ij} = C_e + C_H$ . В случае отсутствия точных квантовомеханических данных для ударных процессов, то  $C_H$  вычисляется на основе теории Дравина [53] и  $C_e$  с использованием полуэмпирической формулы Регемортера [54] для разрешенных переходов и силы столкновений  $\Omega = 1$  для запрещенных. Стинбук и Холвегер [55] обобщили теорию Дравина на случай неупругих столкновений любых атомов с атомами водорода и получили формулу для ударной скорости. Эту формулу используют с масштабирующим коэффициентом  $S_H$ , за неимением более точных приближений для вычисления ударных скоростей. Величина коэффициента определяется эмпирически для каждого конкретного атома. Влияние неопределенности сечений столкновений с атомами водорода на результаты не-ЛТР расчетов для нейтрального углерода будет продемонстрировано в данной работе.

## 1.2 Расчет теоретического спектра

Теоретические спектры были вычислены по программе SYNTHV-NLTE [3A] с применением  $b$ -факторов,  $b_i = n_{\text{NLTE}} / n_{\text{LTE}}$ , где  $n_{\text{NLTE}}$  – это населенность уровня, получаемая при решении уравнений статистического равновесия,  $n_{\text{LTE}}$  – ЛТР населенность, рассчитываемая по формуле Больцмана–Саха. Нахождение теоретических спектров, воспроизводящих наблюдения было выполнено в программе VINMAG3 [56]. В Главе 4 этой работы синтетические спектры вычислялись по программе SIU (Spectrum Investigation Utility) [57] также с применением  $b$ -факторов.

## 1.3 Модели атмосфер

Все использованные модели атмосфер основаны на классических предположениях о плоскопараллельности, однородности в горизонтальных плоскостях, химической однородности, гидростатического равновесия и ЛТР. При анализе звезд спектральных классов АВ (Глава 2) использовались модели атмосфер, вычисленные в программе LLmodels [58]. Для Сириуса была взята модель атмосферы с сайта Куруца<sup>1)</sup>. При определении содержания натрия в звездах-гигантах (Глава 4) модели атмосфер вычислялись с применением программы ATLAS9<sup>2)</sup>. При определении содержания углерода, циркония, натрия у выборки звезд, включающей FGK-карлики (Главы 3,4,5) были использованы модели атмосфер MARCS [59]. Различия между моделями заключается в учете покровного эффекта. В моделях Куруца (ATLAS9) покровный эффект учитывался через функции распределения непрозрачностей (ODF), в LLmodels учитывались непосредственно все линии, так называемый, прямой метод, а в моделях MARCS использовался метод выборочной непрозрачности (Opacity Sampling, OS). Все модели атмосфер, использованные в работе, вычислялись соавторами диссертанта

<sup>1)</sup><http://kurucz.harvard.edu/stars/SIRIUS/ap04t9850g43k0he05y.dat>

<sup>2)</sup><http://kurucz.harvard.edu/grids/>



в работах [A1 – A6].

## Глава 2. Анализ линий С I – С II в атмосферах А- и В- звезд

### 2.1 Построение модели атома С I – С II

В модель атома включено 208 уровней С I, принадлежащих синглетам и триплетам с электронными конфигурациями  $2s^2 2p\ nl$  ( $n = 2-10$ ,  $l = 0-2$ ),  $2s^2 2p\ n$  ( $n = 4-8$ ) и  $2s 2p^3$  и квинтетам  $2s 2p^3$ . Энергетические уровни были взяты из NIST<sup>1)</sup> database [60]. Дополнительные уровни с конфигурацией  $2s^2 2p\ nl$  ( $nl = 5g, 6g, 6h$ ) были взяты из базы данных Куруца<sup>2)</sup>.

В модель атома включено 77 уровней С II, принадлежащих дублетам с электронными конфигурациями  $2s^2\ nl$  ( $n = 2-10$ ,  $l = 0-2$ ),  $2s^2\ nf$  ( $n = 4-10$ ),  $2s^2\ ng$  ( $n = 5-10$ ),  $2s^2 2p\ nh$  ( $n = 6-10$ ),  $2s 2p^3$ , и  $2s 2p\ 3l$  ( $l = 0-1$ ) и квинтетам  $2s 2p^2$ ,  $2s 2p^3$ ,  $2p^3$ ,  $2s 2p\ 3l$  ( $l = 0-3$ ), а также основное состояние С III.

Энергетические зазоры между самым высоким уровнем и континуумом составляют 0.13/0.01 эВ для С I/С II. Тонкая структура была включена для всех уровней с  $n \leq 8$  для С I и  $n \leq 5$  для С II. Все состояния С I с  $n = 9$  и  $n = 10$  имеют близкие энергии, поэтому они были объединены в один суперуровень. Все состояния С II с  $n = 11, 12, 13$  по той же причине были объединены в суперуровни с учетом четности. Диаграммы Гротриана для С I и С II показаны на рисунках 1 и 2.

Модель атома включает 2138 разрешенных связанно-связанных переходов (из них 1524 для С I). Силы осцилляторов для этих переходов были взяты из баз данных NIST, VALD [61] и Opacity Project (OP) TOPbase

<sup>1)</sup><http://physics.nist.gov/PhysRefData/>

<sup>2)</sup><http://cfaku5.cfa.harvard.edu/atoms.html>

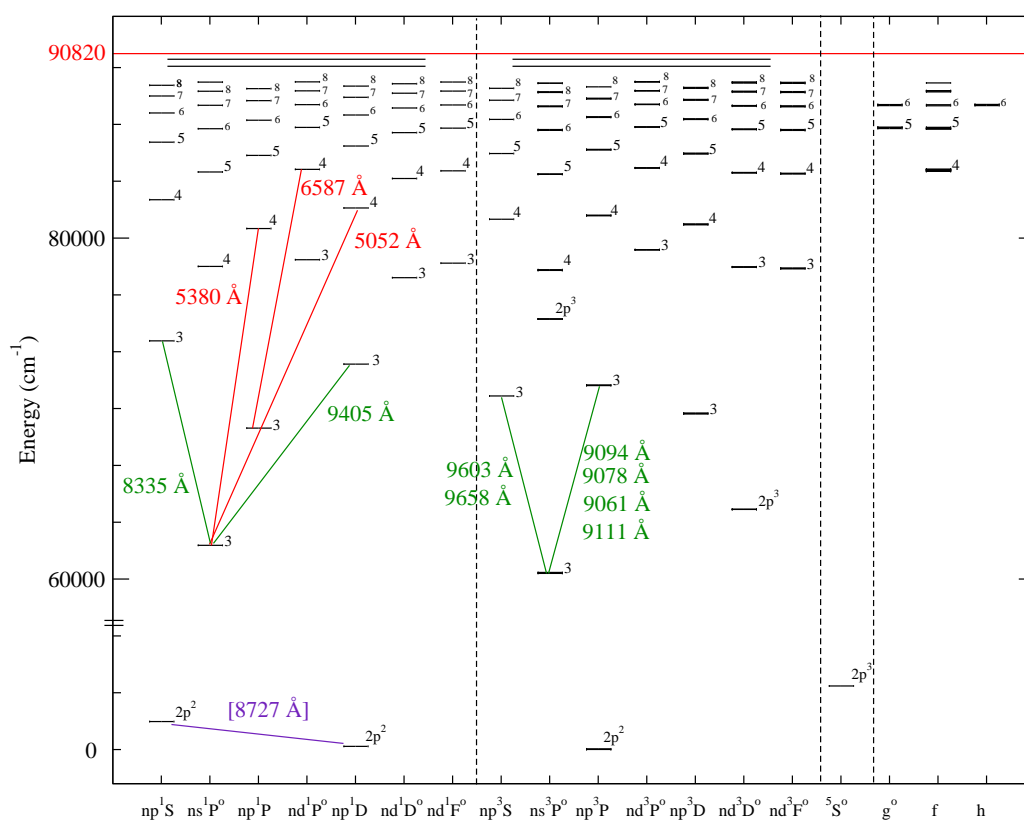


Рис. 1. Диаграмма Гротриана для С I. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

3) [62–64].

Сечения фотоионизации для уровней С I с  $n \leq 8$ ,  $l \leq 3$  и для уровней С II с  $n \leq 10$ ,  $l \leq 3$  были приняты из TOPbase, а для остальных высоковозбужденных уровней С I и С II были приняты водородоподобные сечения фотоионизации.

Для всех переходов между уровнями С I с конфигурацией  $2p^2$ ,  $2p^3$ ,  $2p3l$  ( $l = 0, 1, 2$ ) и  $2p4s$  были использованы эффективные силы столкновений, вычисленные на основе версии В-сплайна метода R-матрицы с псевдосостояниями [65]. Для переходов между высоковозбужденными уровнями с конфигурациями  $2p4p$ ,  $2p4d$  и  $2p5s$  были приняты сечения столкновений, вычисленные Рейдом [66] на основе метода R-матрицы в приближении сильной связи. Для переходов между 30 нижними уровнями в С II были использованы эффективные силы столкновений из [67]. Оставшиеся переходы в С I и С II были учтены, используя аппроксимационную формулу Ван Регемортера [54] для разрешенных переходов и принимая эффективную силу столкновений  $\Omega_{ij} = 1$  для разрешенных переходов. Ионизация электронным ударом была всюду учтена по классическому приближению по формуле Ситона [68].

## 2.2 Отклонения от ЛТР для С I – С II в атмосферах А- и В-звезд

На рисунке 3 показаны доли С I, С II и С III в концентрации данного элемента,  $N(C)$ , в моделях атмосфер различных температур при ЛТР и не-ЛТР вычислениях. С II всюду представляет основную стадию ионизации в области формирования линий. С I присутствует в небольшой доле, порядка нескольких тысячных. На рисунке видно, что не-ЛТР ведет к повышению доли С III и, наоборот, к понижению доли С I во всех представленных атмосферах.

Рисунок 4 показывает поведение  $b$ -факторов для выбранных уровней

---

<sup>3)</sup> <http://legacy.gsfc.nasa.gov/topbase>

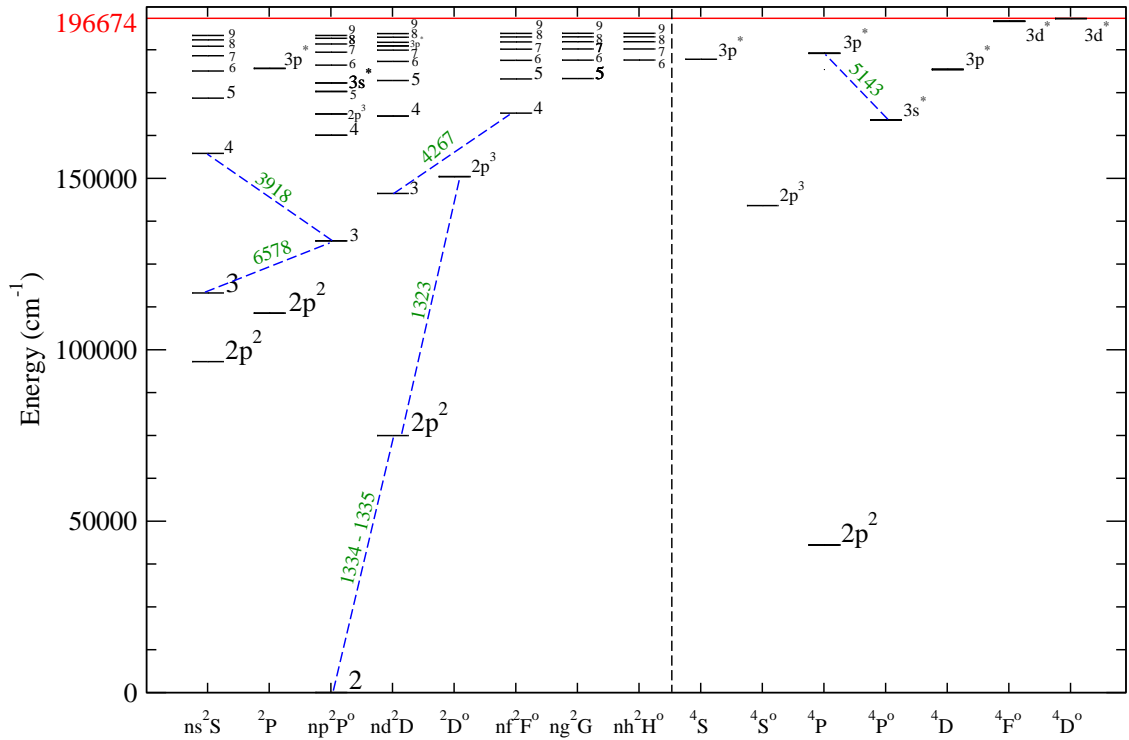


Рис. 2. Диаграмма Гроттриана для С II. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

в моделях атмосфер 10400 / 3.5 / 0.0 и 17500 / 3.8 / 0.0, которые соответствуют атмосферам звезд 21Peg и  $\iota$ Her. Глубоко в атмосфере,  $b$ -факторы равны единице, поскольку там доминируют столкновительные процессы из-за высокой плотности. В обеих атмосферах все уровни С I недонаселены в не-ЛТР.

Четыре нижних уровня С I ( $2p^2 \ ^3P$ ,  $2p^2 \ ^1D$ ,  $2p^2 \ ^1S$  и  $2p^3 \ ^5S^\circ$ ) значительно недонаселены, поскольку пороги ионизации с этих уровней, ( $\lambda_{th} = 1102 \text{ \AA}$ ,  $1241 \text{ \AA}$ ,  $1447 \text{ \AA}$ , и  $1753 \text{ \AA}$ , соответственно) находятся в УФ области, где в слоях, прозрачных для излучения на соответствующих частотах, доминируют процессы фотоионизации. Доминирование процессов фотоионизации обусловлено тем, что в диапазоне  $\lambda < 2000 \text{ \AA}$  средняя интенсивность поля излучения,  $J_\nu$ , определяющая скорость фотоионизации, превышает функцию Планка  $B_\nu(T_e)$ , от которой зависит скорость фоторекомбинации. Этот эффект называется УФ сверхионизацией и важен для тех атомов, доля которых в концентрации данного элемента мала в атмосфере звезды в

области формирования спектральных линий. С повышением температуры сверхионизация усиливается. Остальные уровни С I тоже недонаселены, но в меньшей степени благодаря более сильной связи с континуумом.

Поскольку С II доминирующая стадия ионизации на всех глубинах в атмосфере, отклонения от ЛТР для основного состояния С II незначительны. В модели 10400 / 3.5 / 0.0 высоко-возбужденные уровни С II ( $3p^2P^\circ$ ,  $4s^2S$ ,  $4p^2P^\circ$ ) перезаселены на  $\log\tau \leq 0.5$ , благодаря радиативной накачке в переходах  $2p^2\ ^2D - 3p^2P^\circ$  (1760 Å),  $3p^2P^\circ - 4s^2S$  (3918 Å),  $2p^2\ ^2D - 4p^2P^\circ$  (1142 Å).

В более горячей атмосфере 17500 / 3.8 / 0.0 область формирования спектральных линий С II сдвигается во внешние слои, где отклонения от ЛТР усиливаются. Высоковозбужденные уровни С II недонаселены в не-ЛТР начиная с  $\log\tau = -1.0$ , благодаря спонтанным переходам на нижние уровни.

Анализ не-ЛТР эффектов для какой-либо спектральной линии может быть выполнен на основе  $b$ -факторов на уровне формирования этой линии.

Как известно, поток выходящего излучения:

$$F_\nu = 2 \int_0^\infty S_\nu E_2(\tau_\nu) d\tau_\nu, \quad (3)$$

где  $S_\nu$  – функция источников,  $E_2(\tau)$  – интегральная показательная функция 2-го порядка,  $\tau_\nu$  – оптическая глубина. Таким образом, поглощение в линии будет зависеть от двух функций  $S_\nu$  и  $\tau_\nu$ . Последняя из которых зависит от коэффициента непрозрачности в линии:

$$\chi_\nu \sim b_l n_l^{\text{LTE}} \left( 1 - \frac{b_u}{b_l} e^{-h\nu_{lu}/kT} \right), \quad (4)$$

где  $b_u$ ,  $b_l$  это  $b$ -факторы верхнего и нижнего уровней для перехода  $l - u$ . Функция источников в линии определяется выражением:

$$S_\nu = B_\nu(T) \frac{e^{h\nu_{lu}/kT} - 1}{b_l/b_u e^{h\nu_{lu}/kT} - 1}, \quad (5)$$

где  $B_\nu(T)$  это функция Планка. Для линий в видимой и УФ областях спектра справедливо:  $h\nu_{lu}/kT > 1$ , следовательно,

$$\chi_\nu \sim b_l, \quad (6)$$

и

$$S_{lu} \approx B_\nu(T) \frac{b_u}{b_l}. \quad (7)$$

Таким образом, в зависимости от того, чему будут равны  $b_l$  и  $b_u/b_l$  в области формирования линии, будет происходить либо усиление линии, либо ослабление, а также, возможно, отсутствие каких-либо эффектов, если эти два эффекта скомпенсируют друг друга.

Рассмотрим четыре линии C I с близкими значениями  $E_{\text{exc}}$ , но различными  $gf$  в атмосфере с 10400 / 3.5 / 0.0.

Ядро линии C I 9111 Å в модели 10400 / 3.5 / 0.0 формируется на  $\log \tau_{5000} = -1.2$ , где  $b$ -фактор нижнего уровня,  $b(3s^1P^\circ)$  меньше 1, но  $b(3s^1P^\circ) > b(3p^1P)$ . В результате линия усиливается в не-ЛТР и ее не-ЛТР поправка к содержанию,  $\Delta_{\text{NLTE}} = \log \epsilon_{\text{NLTE}} - \log \epsilon_{\text{LTE}}$ , будет отрицательна.

Линия C I 5052 Å слабая и формируется в более глубоких слоях около  $\log \tau_{5000} = 0$ , где  $b$ -фактор нижнего уровня,  $b(3s^1P^\circ)$  меньше 1, и  $b(3s^1P^\circ) < b(4p^1D)$ , ( $0.96 < 0.99$ ). Это приводит к тому, что линия в не-ЛТР ослабляется и ее поправка к содержанию положительна ( $\Delta_{\text{NLTE}} = +0.45 \text{ dex}$ ).

Наиболее интересный случай возникает у двух линий C I 8335 Å и 9405 Å формирующихся в слоях около  $\log \tau_{5000} = -1.3$ , где  $b$ -фактор нижнего уровня,  $b(3s^1P^\circ)$  меньше 1, и  $b(3s^1P^\circ) < b(3p^1S)$  ( $0.65 < 0.85$ ) и  $b(3s^1P^\circ) < b(3p^1D)$  ( $0.65 < 0.84$ ). Профили этих линий становятся эмиссионными.

Атомные данные для исследуемых линий представлены в Табл. 1.

$\lambda$ , Å	Transition	$\log gf$	$E_{exc}$ , eV	$\lambda$ , Å	Transition	$\log gf$	$E_{exc}$ , eV
C I				C I			
1329.09	$2p^2 \ ^3P_1 - 2p^3 \ ^3P_0^o$	-1.231	0.00	9094.83	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3P_2$	0.151	7.49
1329.10	$2p^2 \ ^3P_1 - 2p^3 \ ^3P_2^o$	-1.147	0.00	9111.80	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3P_1$	-0.297	7.49
1329.12	$2p^2 \ ^3P_1 - 2p^3 \ ^3P_1^o$	-1.355	0.00	9603.02	$3s \ ^3P_0^o - 3p \ ^3S_1$	-0.896	7.48
1329.59	$2p^2 \ ^3P_1 - 2p^3 \ ^3P_2^o$	-0.662	0.01	9658.43	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3S_1$	-0.280	7.49
1329.60	$2p^2 \ ^3P_1 - 2p^3 \ ^3P_2^o$	-1.136	0.01	10123.87	$3p \ ^1P_1 - 3d \ ^1P_1^o$	-0.03	8.54
1459.03	$2p^2 \ ^1D_2 - 3d \ ^1P_1^o$	-1.282	1.26	10691.24	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3D_3$	0.344	7.49
1463.34	$2p^2 \ ^1D_2 - 3d \ ^1F_3^o$	-0.396	1.26	10683.08	$3s \ ^3P_1^o - 3p \ ^3D_2$	0.08	7.48
1657.91	$2p^2 \ ^3P_1 - 3s \ ^3P_0^o$	-0.845	0.00	10685.36	$3s \ ^3P_0^o - 3p \ ^3D_1$	-0.27	7.48
1658.12	$2p^2 \ ^3P_2 - 3s \ ^3P_1^o$	-0.748	0.01	10729.53	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3D_2$	-0.42	7.49
4762.52	$3s \ ^3P_1^o - 4p \ ^3P_2$	-2.335	7.48	10707.32	$3s \ ^3P_1^o - 3p \ ^3D_1$	-0.41	7.48
4766.66	$3s \ ^3P_1^o - 4p \ ^3P_1$	-2.617	7.48	10753.98	$3s \ ^3P_2^o - 3p \ ^3D_1$	-1.60	7.49
4770.02	$3s \ ^3P_1^o - 4p \ ^3P_0$	-2.437	7.48	C II			
4771.73	$3s \ ^3P_2^o - 4p \ ^3P_2$	-1.866	7.49	1335.70	$2p \ ^2P_{3/2}^o - 2p^2 \ ^2D_{5/2}$	-0.335	0.01
4775.89	$3s \ ^3P_2^o - 4p \ ^3P_1$	-2.304	7.49	1323.86	$2p^2 \ ^2D_{5/2} - 2p^3 \ ^2D_{3/2}^o$	-1.284	9.29
4932.04	$3s \ ^1P_1^o - 4p \ ^1S_0$	-1.658	7.69	1323.91	$2p^2 \ ^2D_{3/2} - 2p^3 \ ^2D_{3/2}^o$	-0.337	9.29
5052.14	$3s \ ^1P_1^o - 4p \ ^1D_2$	-1.303	7.69	1323.95	$2p^2 \ ^2D_{5/2} - 2p^3 \ ^2D_{5/2}^o$	-0.144	9.29
5380.32	$3s \ ^1P_1^o - 4p \ ^1P_1$	-1.616	7.69	1324.00	$2p^2 \ ^2D_{3/2} - 2p^3 \ ^2D_{5/2}^o$	-1.288	9.29
6007.17	$3p \ ^3D_1 - 6s \ ^3P_1^o$	-2.062	8.64	3918.96	$3p \ ^2P_{1/2}^o - 4s \ ^2S_{1/2}$	-0.533	16.33
6012.22	$3p \ ^3D_1 - 5d \ ^3F_2^o$	-2.005	8.64	3920.68	$3p \ ^2P_{3/2}^o - 4s \ ^2S_{1/2}$	-0.232	16.33
6013.21	$3p \ ^3D_3 - 5d \ ^3F_4^o$	-1.314	8.65	4267.00	$3d \ ^2D_{3/2} - 4f \ ^2F_{5/2}^o$	0.563	18.05
6014.83	$3p \ ^3D_2 - 6s \ ^3P_1^o$	-1.584	8.64	4267.26	$3d \ ^2D_{5/2} - 4f \ ^2F_{7/2}^o$	0.716	18.05
6587.61	$3p \ ^1P_1 - 4d \ ^1P_1^o$	-1.003	8.54	4267.26	$3d \ ^2D_{5/2} - 4f \ ^2F_{5/2}^o$	-0.584	18.05
7111.46	$3p \ ^3D_1 - 4d \ ^3F_2^o$	-1.09	8.64	5132.95	$2p3s \ 4P_{1/2}^o - 2p3p \ 4P_{3/2}$	-0.211	20.70
7113.17	$3p \ ^3D_3 - 4d \ ^3F_4^o$	-0.77	8.65	5133.28	$2p3s \ 4P_{3/2}^o - 2p3p \ 4P_{5/2}$	-0.178	20.70
7115.17	$3p \ ^3D_2 - 4d \ ^3F_2^o$	-0.93	8.64	5137.25	$2p3s \ 4P_{1/2}^o - 2p3p \ 4P_{1/2}$	-0.911	20.70
7115.18	$3p \ ^3D_1 - 5s \ ^3P_0^o$	-1.47	8.64	5139.17	$2p3s \ 4P_{3/2}^o - 2p3p \ 4P_{3/2}$	-0.707	20.70
7116.98	$3p \ ^3D_3 - 5s \ ^3P_2^o$	-0.91	8.65	5143.49	$2p3s \ 4P_{3/2}^o - 2p3p \ 4P_{1/2}$	-0.212	20.70
7119.65	$3p \ ^3D_2 - 5s \ ^3P_1^o$	-1.148	8.64	5145.16	$2p3s \ 4P_{5/2}^o - 2p3p \ 4P_{5/2}$	0.189	20.71
8335.14	$3s \ ^1P_1^o - 3p \ ^1S_0$	-0.437	7.69	5151.09	$2p3s \ 4P_{5/2}^o - 2p3p \ 4P_{3/2}$	-0.179	20.71
9405.73	$3s \ ^1P_1^o - 3p \ ^1D_2$	0.286	7.69	6578.05	$3s \ ^2S_{1/2} - 3p \ ^2P_{3/2}^o$	-0.021	14.45
9061.43	$3s \ ^3P_1^o - 3p \ ^3P_2$	-0.347	7.48	6582.88	$3s \ ^2S_{1/2} - 3p \ ^2P_{1/2}^o$	-0.323	14.45
9062.49	$3s \ ^3P_0^o - 3p \ ^3P_1$	-0.455	7.48	7231.33	$3p \ ^2P_{1/2}^o - 3d \ ^2D_{3/2}$	0.039	16.33
9078.28	$3s \ ^3P_1^o - 3p \ ^3P_1$	-0.581	7.48	7236.41	$3p \ ^2P_{3/2}^o - 3d \ ^2D_{5/2}$	0.294	16.33
9088.51	$3s \ ^3P_1^o - 3p \ ^3P_0$	-0.43	7.48	7237.16	$3p \ ^2P_{3/2}^o - 3d \ ^2D_{3/2}$	-0.660	16.33

Таблица 1. Атомные данные для исследуемых линий углерода. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

### 2.2.1 Механизм образования эмиссионных линий C I

Наши не-ЛТР вычисления показывают, что ИК-линии 8335 Å ( $3s^1P^o - 3p^1S$ ), 9405 Å ( $3s^1P^o - 3p^1D$ ), 9061 – 9111 Å ( $3s^3P^o - 3p^3P$ ) и 9603 – 9658 Å ( $3s^3P^o - 3p^3S$ ) могут быть в эмиссии, которая зависит от параметров атмосферы.

Синглетные линии C I 8335 Å и 9405 Å появляются в эмиссии при более низких температурах по сравнению с триплетными линиями. На рисунке 6 показано, как вариации эффективной температуры и  $\log g$  влияют на теоретические профили линий C I 9405 Å, 9658 Å, и 9088 Å, и при каких параметрах атмосферы абсорбционный профиль меняется на эмиссионный.



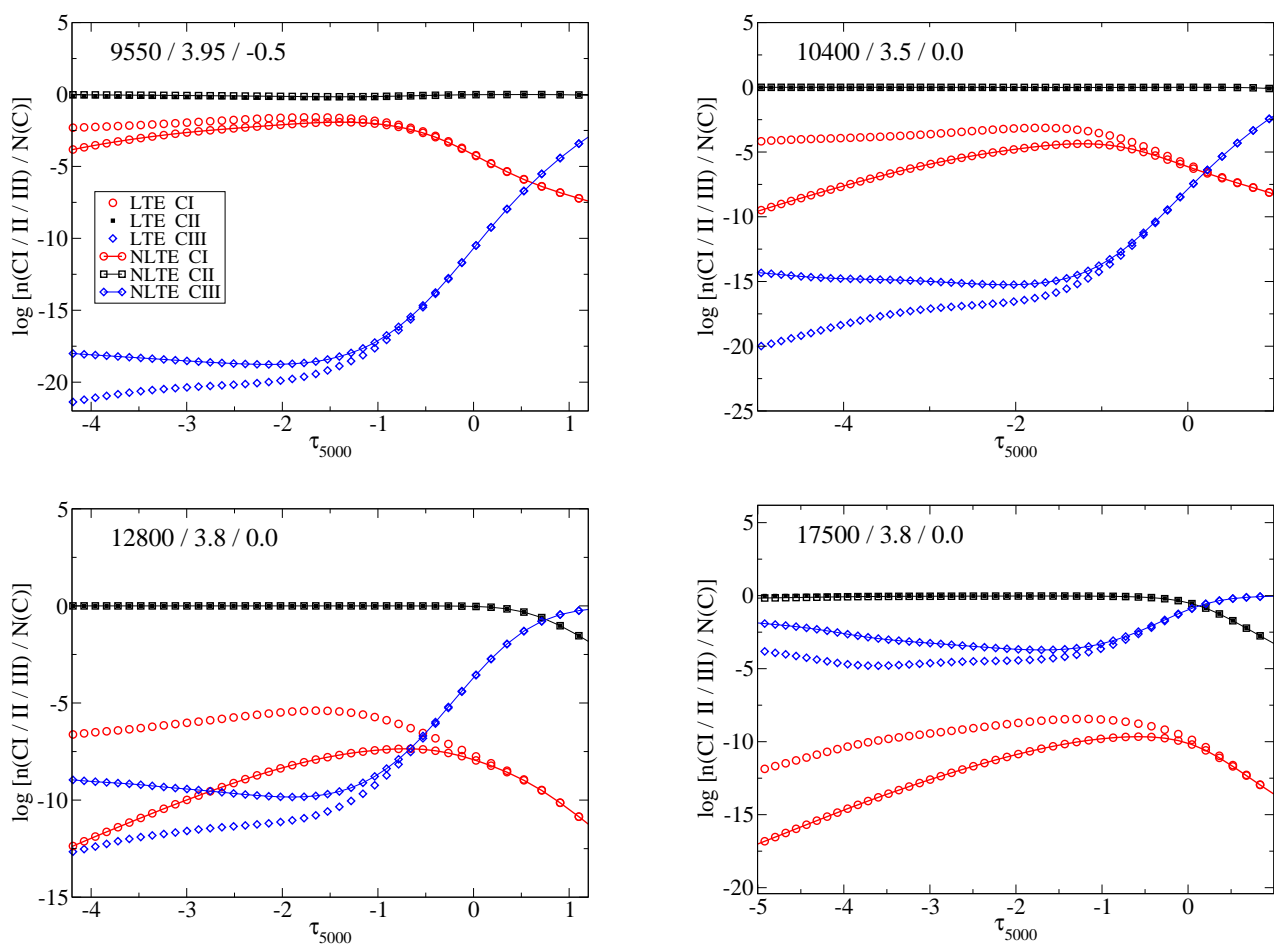


Рис. 3. Не-ЛТР и ЛТР доли С I С II и С III в моделях атмосфер различных температур. Результат диссертанта из работы [2A].

Например, линия С I 9405 Å появляется в эмиссии при  $9250 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 9500 \text{ K}$  в моделях с  $\log g = 2$  и при  $T_{\text{eff}} > 10500 \text{ K}$ , если  $\log g = 4$ . По сравнению с ней триплетная линия 9658 Å становится эмиссионной при более высокой температуре  $T_{\text{eff}} > 15000 \text{ K}$  в моделях с  $\log g = 4$ . При повышении температуры эмиссия усиливается, достигая максимума, а затем падает и линия С I полностью исчезают. Для линии 9405 Å были выполнены расчеты с более высокими температурами, для того, чтобы показать, как эмиссионная линия зависит от температуры. Из Рисунка 7 видно, что максимум эмиссионного пика приходится на температуру 16000 К, после чего интенсивность эмиссионной линии ослабевает и при  $T = 22000 \text{ K}$  практически исчезает.

Что является основным механизмом для возникновения эмиссии в

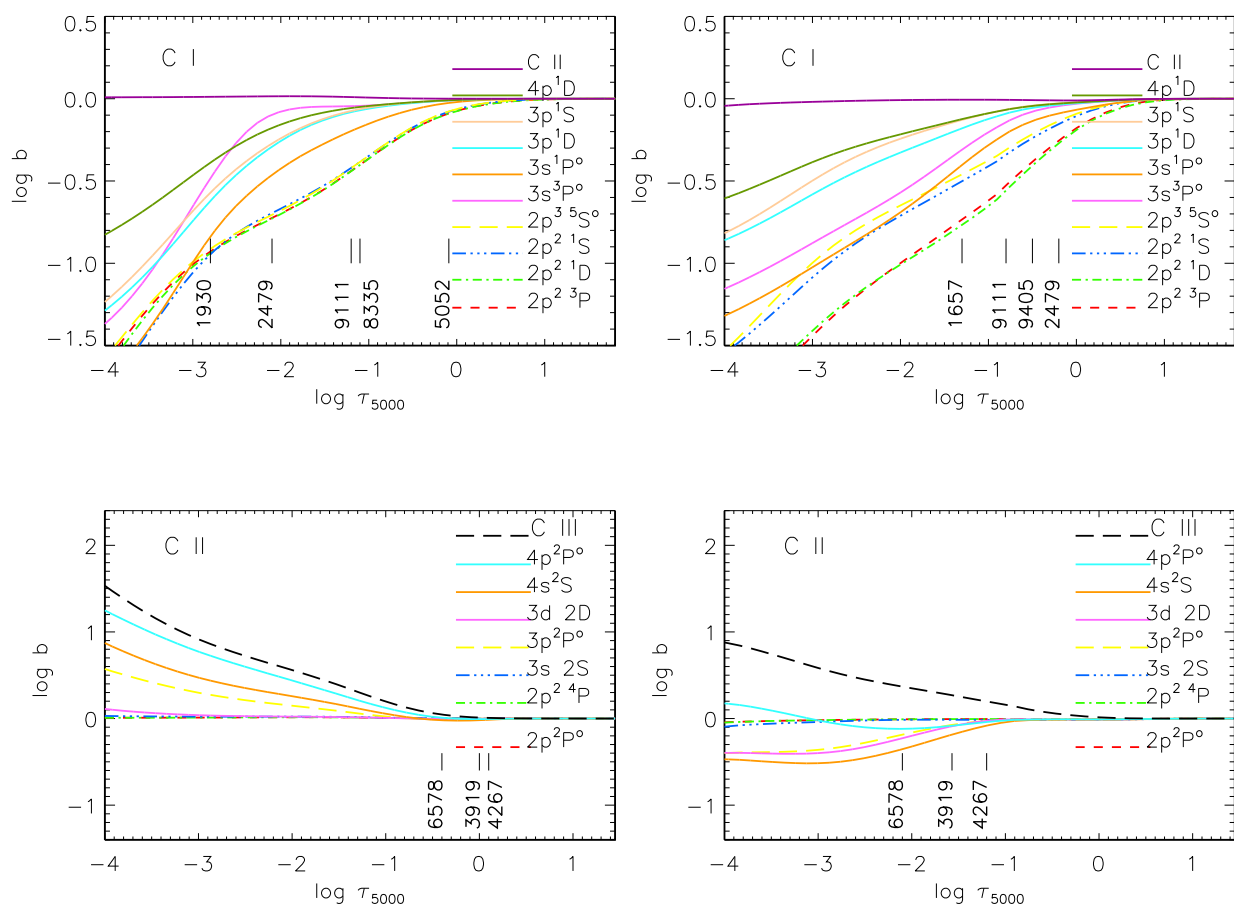


Рис. 4. Поведение  $b$ -факторов для уровней C I (верхний ряд) и C II с основным уровнем C III (нижний ряд) с глубиной  $\log \tau_{5000}$  в моделях атмосфер 10400 / 3.5 / 0.0 (левый столбец) и 17500 / 3.8 / 0.0 (правый столбец). Результат диссертанта из работы [2А].

этих ИК линиях? Как и почему эмиссионные линии зависят от атмосферных параметров? На рисунке 5 показаны NET величины в модели 10400/3.5/0 на  $\log\tau_{5000} = -1.3$ , где формируются эмиссионные линии C I 8335 Å и 9405 Å. Эти величины вычислялись по формуле

$$NET = n_l(R_{lu} + C_{lu}) - n_u(R_{ul} + C_{ul}), \quad (8)$$

где  $n_l$  и  $n_u$  – населенности нижнего и верхнего уровней,  $R_{lu}$ ,  $R_{ul}$  – радиативные и  $C_{lu}$ ,  $C_{ul}$  – столкновительные скорости для  $l-u$  и  $u-l$  переходов. Они характеризуют число нескомпенсированных переходов вниз или вверх, что отражается в их знаке. Отрицательный знак NET свидетельствует о преобладании переходов с верхнего уровня на нижний, а положительный, наоборот, с нижнего на верхний. На диаграмме (Рис. 5) синим цветом указаны отрицательные NET величины, а красным – положительные.

Высоковозбужденные уровни с  $E_{exc} > 7.9$  эВ, включая верхние уровни исследуемых переходов, заселяются, главным образом, за счет рекомбинации из C II, которая следует за фотоионизацией основного состояния C I ( $NET = 2 \cdot 10^{10} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$ ) и низковозбужденных уровней, включая уровни исследуемых переходов (NET варьируется между  $1 \cdot 10^{10} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$  и  $1 \cdot 10^{11} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$ ). Таким образом, ионизационно-рекомбинационный механизм приводит к более сильному опустошению нижних уровней по сравнению с верхними, что является предпосылкой к возникновению эмиссии.

Дополнительное опустошение уровней  $3s^1P^o$  и  $3s^3P^o$  вызвано выходом фотонов в УФ переходах  $2p^2 \ ^1S - 3s^1P^o$  (2479 Å),  $2p^2 \ ^1D - 3s^1P^o$  (1930 Å) и  $2p^2 \ ^3P - 3s^3P^o$  (1657 Å). Влияние этих УФ переходов на статистическое равновесие C I, в слоях, где формируются ИК линии, зависит от атмосферных параметров. В модели 10400/3.5/0 выход фотонов в C I 2479 Å приводит к эффективному опустошению уровня  $3s^1P^o$  в слоях около  $\log\tau_{5000} = -1.3$ , где  $NET = -5 \cdot 10^{10} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$ , в то время как, переходы, соответствующие C I 1930 Å и 1657 Å, находятся в детальном балансе, потому что  $\tau_{1930} \gg 1$

и  $\tau_{1657} \gg 1$ .

С возрастанием  $T_{\text{eff}}$ , оптическая глубина формирования УФ линий сдвигается во внутренние слои (Рис. 4 для  $T_{\text{eff}} = 17500$  К) и выход фотонов приводит к опустошению не только  $3s^1P^\circ$  уровня, но также и  $3s^3P^\circ$ , что приводит к возникновению эмиссии в триплетных ИК линиях  $9061 - 9111 \text{ \AA}$  и  $9603 - 9658 \text{ \AA}$ .

Следует заметить, что этот же уровень  $3s^1P^\circ$  является нижним для двух других линий из видимой части спектра,  $5052 \text{ \AA}$  и  $5380 \text{ \AA}$  однако, в них эмиссия не возникает ни при каких параметрах. Это связано с тем, что линии  $5052 \text{ \AA}$  и  $5380 \text{ \AA}$  формируются в более глубоких слоях, где эффекты отклонения от ЛТР значительно меньше.

### 2.2.2 Диапазон обнаружения эмиссионных линий С I

На основе не-ЛТР вычислений был обозначен диапазон параметров, при которых могут наблюдаться эмиссионные линии в ближней ИК области в линиях С I  $8335 \text{ \AA}$ ,  $9405 \text{ \AA}$ , С I  $9061 - 9111 \text{ \AA}$  и  $9603 - 9658 \text{ \AA}$ . Для трех наборов параметров с  $\log g = 2.0$ ,  $\log g = 3.0$  и  $\log g = 4.0$  построены профили линии  $9405 \text{ \AA}$  при разных температурах, для двух наборов параметров с  $\log g = 3.0$ ,  $\log g = 4.0$  построены профили линии  $9658 \text{ \AA}$  и профили линии  $9088 \text{ \AA}$  для  $\log g = 4.0$  (Рис. 6). При  $\log g = 2.0$  эмиссия в линии  $9405 \text{ \AA}$  начинается между  $9250$  К и  $9500$  К, при  $\log g = 3.0$ , между  $9800$  К и  $10000$  К, в то время как, при  $\log g = 4.0$  она начинается при более высокой температуре  $T_{\text{eff}} > 10500$  К. Эмиссия в линиях  $9088 \text{ \AA}$  и  $9658 \text{ \AA}$  начинает появляться при температуре более  $15000$  К для случая  $\log g = 4.0$  и при температуре более  $14000$  К для случая  $\log g = 3.0$ .

Следует отметить, что эмиссионные линии могли бы служить индикатором температуры звезды в дополнение к другим индикатором, как спектроскопическим, так и интерферометрическим и др.

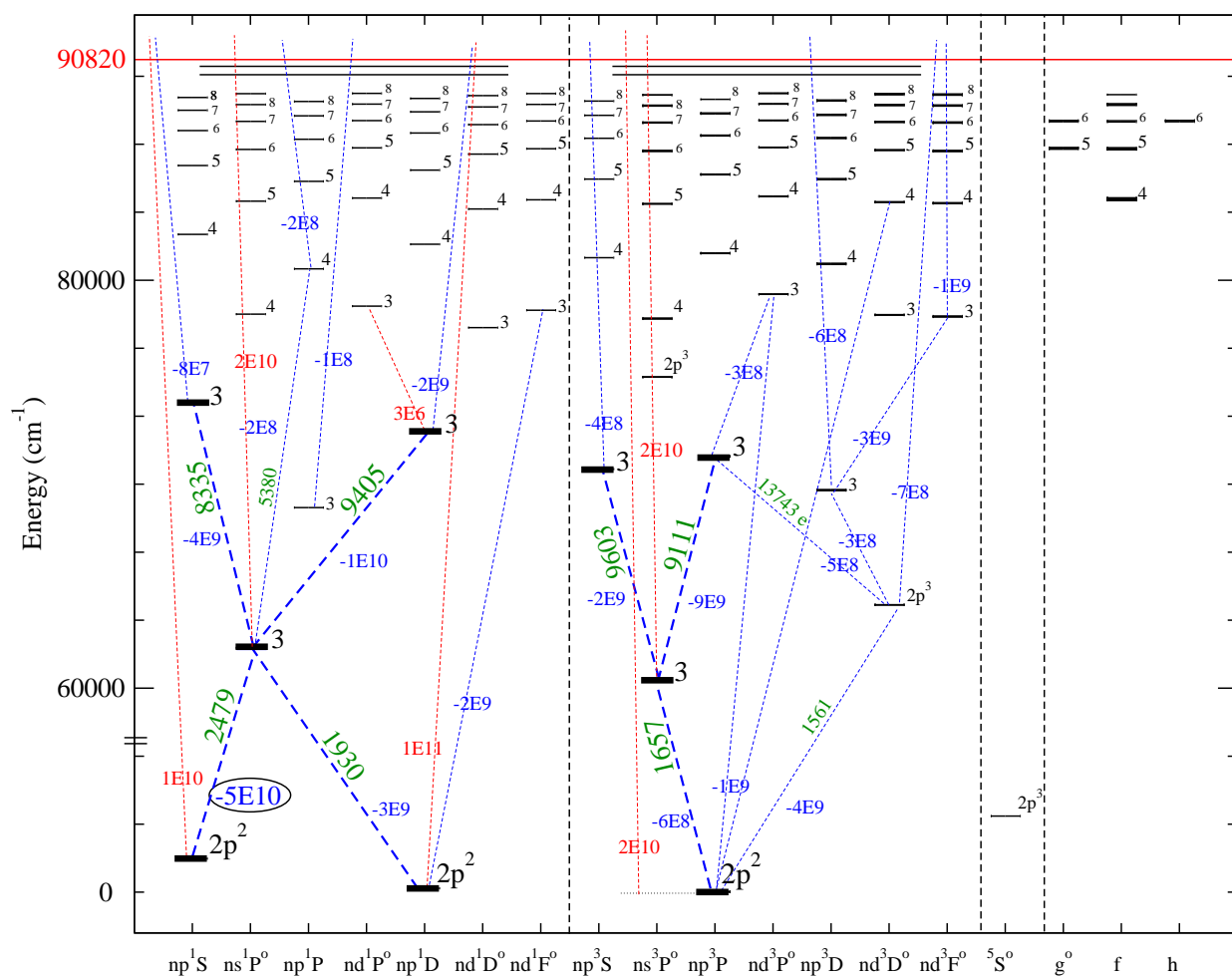


Рис. 5. Диаграмма NET величин на  $\log\tau_{5000} = -1.3$  в атмосфере 10400 / 3.5 / 0.0. Длины волн и NET величины указаны для выбранных переходов. Результат диссертанта из работы [2A].

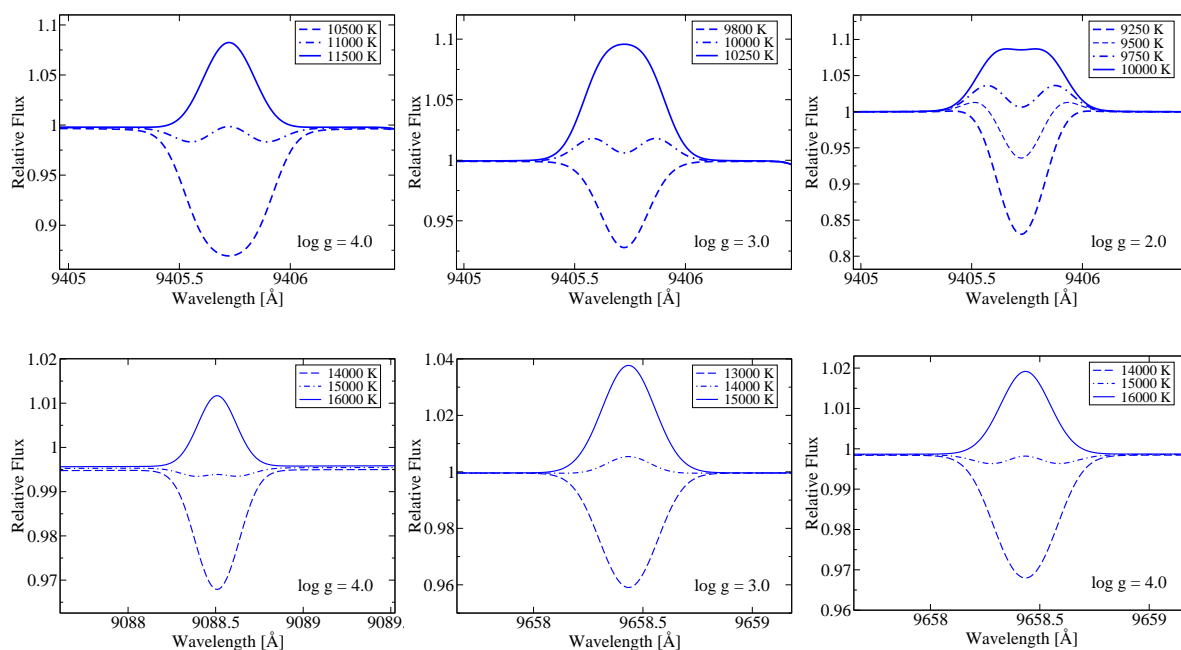


Рис. 6. Изменение профиля линий C I 9405 Å, 9658 Å и 9088 Å с температурой. Расчеты сделаны с  $[C/Fe] = 0$ ,  $V \sin i = 0 \text{ км с}^{-1}$ , и  $\xi_t = 1 \text{ км с}^{-1}$ . Теоретический спектр свернут с инструментальным профилем  $R = 65000$ . Результат диссертанта из работы [2А].

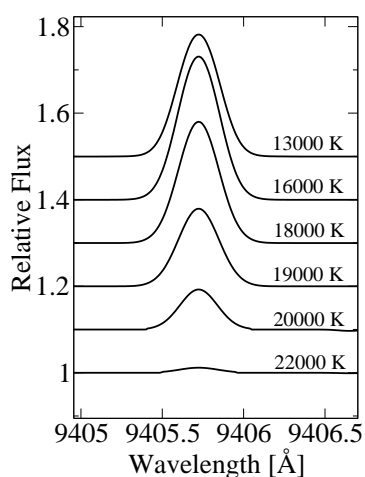


Рис. 7. Изменение профиля линии C I 9405 Å с дальнейшим повышением температуры. Расчеты сделаны для  $\log g = 3.0$ ,  $[C/Fe] = 0$ ,  $V \sin i = 0 \text{ км с}^{-1}$ , и  $\xi_t = 1 \text{ км с}^{-1}$ . Теоретический спектр свернут с инструментальным профилем  $R = 65000$ . Результат диссертанта из работы [2А].

## 2.3 Анализ линий углерода в спектрах А- и В-звезд

### 2.3.1 Наблюдательные данные и выборка звезд

Выборка включает в себя семь звезд с надежно определенными параметрами, которые показаны в Табл. 2.

HD	Name	Sp. T.	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ (CGS)	[Fe/H]	$\xi_t$ [км с <sup>-1</sup> ]	$V \sin i$ [км с <sup>-1</sup> ]	Ссылки
17081	$\pi$ Cet	B7 IV E	12800	3.8	0.0	0.5	20	[5]
22136	-	B8V C	12700	4.2	-0.28	1.1	15	[69]
48915	Sirius	A1V+DA	9850	4.3	0.4	1.8	16.5	[70]
73666	40 Cnc	A1V C	9382	3.78	0.16	1.9	10	[71]
160762	$\iota$ Her	B3 IV SPB	17500	3.8	0.02	1.0	6	[10]
172167	Vega	A0Va C	9550	3.95	-0.5	2.0	14	[72]
209459	21 Peg	B9.5V C	10400	3.5	0.0	0.5	4	[5]

Таблица 2. Параметры атмосфер для выборки звезд. Данные взяты из литературы, на защиту не выносятся.

Для всех звезд спектры в видимой области (3690-10480 Å) были получены на Канадско-Французско-Гавайском телескопе (3.6 m) (CFHT – Canada-France-Hawaii telescope) с помощью эшелюного спектро - поляриметрического устройства (ESPaDOnS – Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars). Все спектры были взяты из архива <sup>1)</sup>. Разрешающая сила и отношение сигнала к шуму составляют  $R = 65\,000$  и  $S/N \simeq 500-600$ , соответственно.

Для Сириуса были также взяты спектры в УФ диапазоне от 1265 до 1368 Å, полученные на спектрографе высокого разрешения (GHRS – the Goddard High Resolution Spectrograph) с телескопа им. Хаббла (HST – the Hubble Space Telescope) и имеющие  $R = 25\,000$  и отношение сигнала к шуму от 100 до 200. Характеристики наблюдаемых спектров представлены в Табл. 3.

<sup>1)</sup><http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Spectroscopy/Espadons/>

HD	V (mag)	Телескоп/ спектрограф	Spectral range Å	$t_{exp}$ s	Observing run Year/Month	$R$	$S/N$
17081	4.2	1	3690–10480	120	2005/02	65000	600
22136	6.9	1	3690–10480	356	2008/03	65000	500
48915	-1.5	1	3690–10480	0.6	2011/02	65000	500
		2	1265–1368	3482	1996/11	25000	200
73666	6.6	1	3690–10480	1600	2006/01	65000	660
160762	3.8	1	3690–10480	240	2012/06	65000	600
172167	0.0	1	3690–10480	8	2011/07	65000	500
209459	5.8	1	3690–10480	290	2013/08	65000	600

Таблица 3. Характеристики наблюдаемых спектров. Здесь  $V$  это видимая звездная величина из базы данных SIMBAD. Телескоп/спектрограф: 1 = CFHT/ESPADOnS; 2 = HST/GHRS. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

### 2.3.2 Анализ эмиссионных линий C I в спектрах В-звезд

Эмиссионные линии C I были обнаружены в спектрах четырех звезд 21 Peg, HD 22136,  $\pi$  Cet и  $\iota$  Her. У звезд 21 Peg, HD 22136 и  $\pi$  Cet в эмиссии наблюдаются только две линии C I 8335 Å и 9405 Å в то время как, у самой горячей звезды,  $\iota$  Her, эмиссионные линии также видны на 9061–9111 Å и 9603–9658 Å. Некоторые примеры спектральных линий показаны на Рис. 9.

Для каждой звезды наши не-ЛТР вычисления позволяют воспроизвести наблюдаемые эмиссионные линии C I. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения, показаны на примере выбранных линий для двух звезд 21 Peg и  $\iota$  Her на Рис. 9.

Анализ эмиссионных линий в спектрах звезд дает возможность протестировать столкновительные данные для C I, рассчитанные в двух работах [65] и [66]. Было проверено влияние различных столкновительных скоростей на воспроизведение эмиссионных линий C I в модели 10400/3.5/0, которая представляет атмосферу 21 Peg. Вычисления были сделаны для трех различных наборов данных, а именно, (WZB13+R94+vR62) 703 пе-



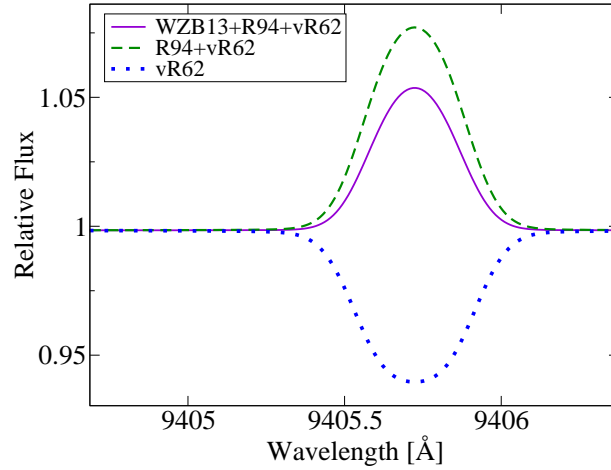


Рис. 8. He-LTP профили линий C I 9405 Å в модели атмосферы 10400/3.5/0, вычисленные с использованием столкновительных данных [65], [66], и [54] (сплошная кривая, WZB13+R94+vR62), с использованием столкновительных данных [66] для 537 переходов и формулы [54] для оставшихся (пунктирная кривая, R94+vR62), а также с использованием только одной приближенной формулы [54] (точечная кривая, vR62). Содержание углерода принято везде  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.43$ . Теоретические профили свернуты с инструментальным с  $R = 65\,000$ . Результат диссертанта из работы [2A].

рехода из [65] плюс 323 перехода из [66] и плюс формула [54] для остальных. Это стандартная модель, которая описана в разделе Модель атома, (R94+vR62) 537 переходов из [66] и формула Ван Регемортера [54] и  $\Omega = 1$  для оставшихся разрешенных и запрещенных переходов, (vR62) только формула Ван Регемортера [54] и  $\Omega = 1$  были применены. Рис. 8 показывает, что использование тех или иных атомных данных оказывает значительный эффект на линию C I 9405 Å. В случае использования аппроксимационной формулы, получается профиль поглощения, что не согласуется с наблюдениями, где в спектре 21 Рег эта линия в эмиссии. Использование более точных данных, в виде столкновительных скоростей для каждого перехода, позволяет получить эмиссионный профиль. Следует отметить, что эмиссия сильнее в случае использования данных из [66], нежели чем [65]. Предпочтение было отдано данным из [65] на основе того, что с ними содержание углерода по эмиссионной линии близко к содержанию углерода, полученного на основе линий поглощения.

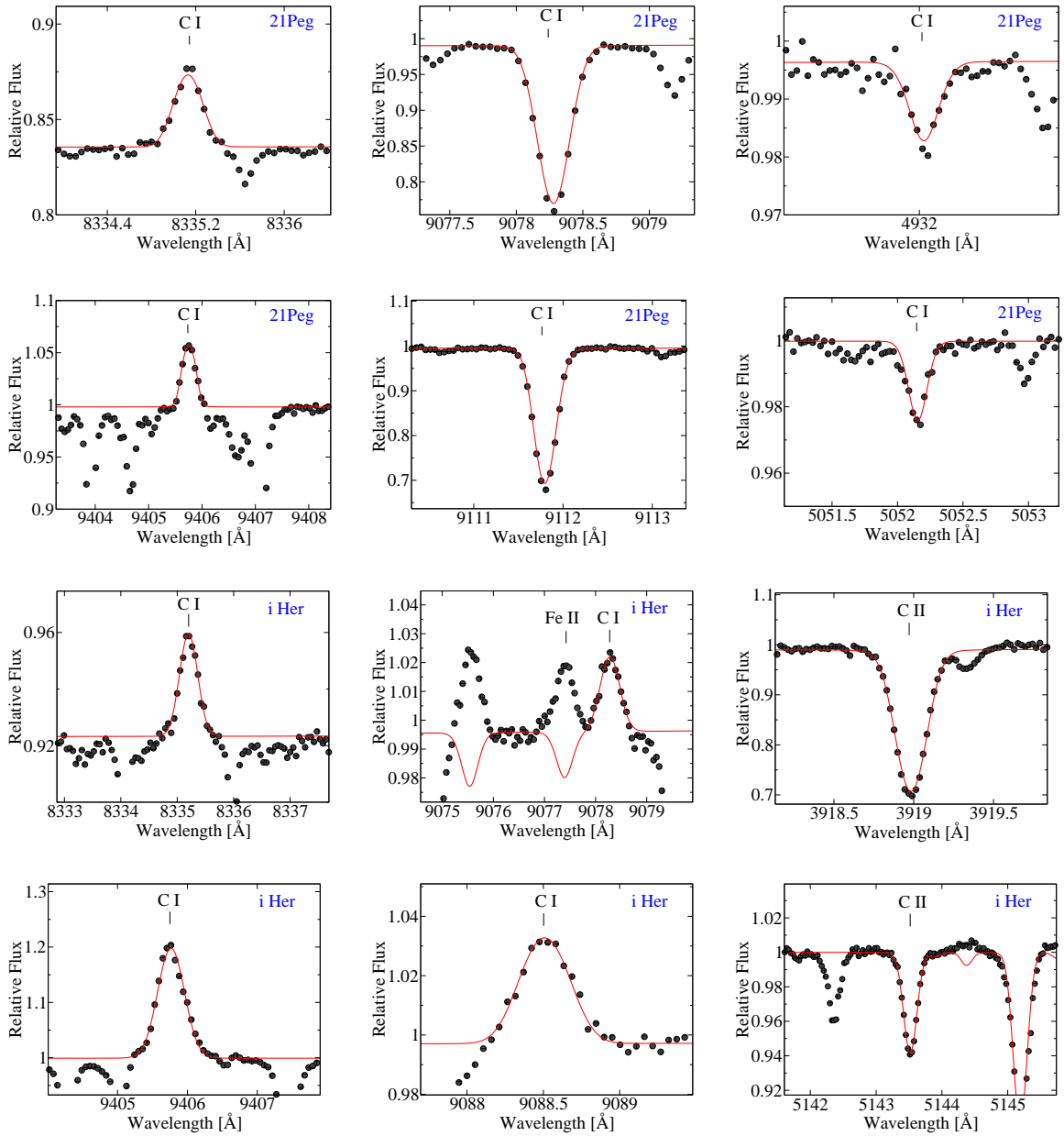


Рис. 9. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения (красные сплошные кривые) выбранных C I и C II линий в 21 Peg (два верхних ряда) и  $\iota$  Her (два нижних ряда). Наблюдаемый спектр показан черными точками. Результат диссертанта из работы [2A].

### 2.3.3 Определение содержания углерода для выборки звезд

Для выборки звезд было определено содержание углерода по линиям C I и C II с использованием атомных данных, представленных в Табл. 1. Результаты описаны для каждой звезды индивидуально.

**Вега.** В спектре Веги нет эмиссионных линий. Для линий, лежащих в области выше  $10480 \text{ \AA}$  были использованы эквивалентные ширины из работы [73]. Все линии C I можно разделить на две группы. Линии в видимой области спектра ( $\lambda \leq 7115.2 \text{ \AA}$ , 10 штук) слабые, их эквивалентные ширины менее  $50 \text{ m\AA}$ , в то время, как линии из ближней ИК области ( $10123.9 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 10754 \text{ \AA}$ , 10 штук) сильные с эквивалентными ширинами свыше  $100 \text{ m\AA}$ . Не-ЛТР и ЛТР содержания по индивидуальным линиям представлены в Табл.4. Повсюду не-ЛТР ведет к усилению линий, однако эффект достаточно мал, с  $|\Delta_{\text{NLTE}}| \leq 0.07 \text{ dex}$  для слабых линий. Следует отметить, что содержание по линиям  $4771 \text{ \AA}$  и  $7113 \text{ \AA}$ , достаточно сильно различается, вплоть до  $0.40 \text{ dex}$  и не-ЛТР не позволяет устранить это расхождение. Аналогичное расхождение было отмечено в более ранних работах [8] и [19].

Для сильных линий  $\Delta_{\text{NLTE}}$  варьируется между  $-0.28 \text{ dex}$  и  $-0.64 \text{ dex}$ . Применяя модель атом, можно согласовать содержание углерода по трем сильным линиям ( $\log \epsilon_C = 8.34 \pm 0.06$ ) и 10 слабым ( $\log \epsilon_C = 8.32 \pm 0.13$ ) линиям, в то время, как в ЛТР приближении ИК линии дают систематически более высокие содержания по сравнению с видимыми линиями. Содержание, полученное на основе эквивалентных ширин из [73], показывает довольно большой разброс по разным линиям, однако, среднее не-ЛТР содержание находится в согласии с тем, что получено на основе анализа спектров.

В Таблице 4 приведено не-ЛТР содержание, полученное Пшибиллой и др. [8] и Штюренбургом и Холвегером [19]. Следует отметить, что их содержание было пересчитано с новыми силами осцилляторов, приведенных в Таблице 1. Наше среднее содержание углерода, полученное по линиям C I,

$\log \epsilon_C = 8.34 \pm 0.13$ , находится в согласии с предыдущими исследованиями.

Было проверено влияние различных данных для столкновений с электронами на содержание углерода у Веги. В дополнение к основному столкновительному набору атомных данных, WZB13+R94+vR62, Таблица 4 представляет не-ЛТР содержание и поправки к содержанию в случае использования двух других наборов, R94+vR62 и vR62, о которых шла речь выше. Различие в содержании между WZB13+R94+vR62 и R94+vR62 мало и не превышает 0.05 dex. Однако, применяя «грубые» теоретические приближения, а именно, набор vR62, мы сталкиваемся с тем, что не-ЛТР эффекты оказываются, очевидно, недостаточно сильными. Так, например, разница в содержании, полученном по линии C I 10691 Å, для WZB13+R94+vR62 и vR62 составляет 0.27 dex.

**Сириус.** Для Сириуса было получено содержание углерода по линиям C I и C II в широком спектральном диапазоне от УФ до ИК (Табл. 5). Было обнаружено, что не-ЛТР эффекты в атмосфере этой звезды невелики. Для линий C II и C I в УФ и видимом диапазоне  $\Delta_{\text{NLTE}} \leq 0.01$  dex. Малые отклонения от ЛТР обусловлены тем, что C II является доминирующей стадией ионизации, а УФ линии C I возникают между самыми нижними уровнями, которые тесно связаны между собой. Линии C I в видимой области довольно слабы. Для ИК линий C I не-ЛТР поправки отрицательны и не превосходят 0.11 dex по абсолютной величине. Среднее не-ЛТР содержание по линиям двух стадий ионизации, C I и C II, согласуется между собой. Хотя, следует отметить большой разброс по линиям C I.

Небольшие отклонения от ЛТР позволяют провести сравнение с другими работами, в которых использовался классический ЛТР анализ при определении содержания углерода. Среднее содержание углерода  $\log \epsilon_C = 7.79 \pm 0.18$ , полученное Ландстритом [74] (Таблица 1) согласуется с нашими определениями.

Для остальных пяти звезд из нашей работы результаты по определе-

нию содержания углерода представлены в Табл. 6. Для всех звезд, за исключением самой холодной, HD 73666, почти все линии C I наблюдаются в эмиссии. Эмиссионные линии помечены символом 'e' в соответствующей  $\Delta_{\text{NLTE}}$  колонке. Для сравнения с Солнцем было принято солнечное содержание углерода  $\log \epsilon_C = 8.43$ , полученное диссертантом в работе [4A] по атомарным линиям C I.

**HD 73666.** В спектре этого «голубого бродяги» уверенно идентифицируется множество линий C I, в то время как C II линия только одна и достаточно слабая. Среднее не-ЛТР содержание по линиям двух стадий ионизации, C I и C II, уверенно согласуется и они на 0.1 dex превышают солнечное содержание, что находится в соответствии с общей металличностью HD 73666, полученной в работе [71].

**21 Peg.** Это самая холодная звезда нашей выборки, показывающая эмиссионные линии C I в ИК области спектра на  $8335 \text{ \AA}$  и  $9405 \text{ \AA}$ . Не-ЛТР поправки к содержанию положительные и большие для видимых C I линий, с  $\Delta_{\text{NLTE}}$  вплоть до  $+0.56 \text{ dex}$ . Это объясняет низкое содержание, полученное по этим линиям в работе [5] в ЛТР приближении. Было определено содержание углерода по эмиссионным линиям C I и оно согласуется с тем, что получено по линиям поглощения. Отклонения от ЛТР для линий C II минимальны. Не-ЛТР подход позволяет согласовать содержание углерода, полученное по линиям разных стадий ионизации, C I и C II, включая эмиссионные линии. При классическом ЛТР подходе мы не можем воспроизводить эмиссионные профили линий и содержание по линиям разных стадий ионизации расходится вплоть до 0.5 dex. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения для эмиссионных линий C I и линий поглощения, показаны на Рис. 9. Полученное содержание углерода для 21 Peg близко к солнечному.

**HD 22136.** В спектре этой звезды удалось измерить только три линии C I и четыре линии C II, потому что в ИК области интересные для нас

линии оказались блендированными линиями земной атмосферы. Содержание углерода, полученное по эмиссионной линии C I 9405 Å согласуется с не-ЛТР содержанием по линиям поглощения C I и C II. Среднее содержание углерода у HD 22136 близко к солнечному.

$\pi$  **Cet.** Эта звезда горячее чем HD 22136 на 100 K и имеет более высокую скорость вращения. В ее спектре были обнаружены две эмиссионные линии C I 8335 Å и 9405 Å. Среди линий поглощения только C I 7113 Å была доступна для измерения. Не-ЛТР поправки к содержанию для линий C II преимущественно положительны, и для каждой из них  $\Delta_{\text{NLTE}}$  не превосходит 0.03 dex по модулю. Содержание углерода по линиям поглощения и эмиссионным линиям C I согласуется между собой, но среднее содержание по линиям C I выше, чем по линиям C II, хотя разница составляет 0.13 dex, что находится в пределах  $2\sigma$ .

$\iota$  **Her.** Это самая горячая звезда нашей выборки. В видимой части спектра линии C I отсутствуют. В ИК области все линии C I являются эмиссионными. Не-ЛТР поправки для разных линий C II имеют разные знаки. Для большинства линий они не превосходят 0.11 dex по модулю, но для сильных линий C II 6578, 6582 Å они достаточно большие с  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.42$  dex. Наш не-ЛТР анализ позволяет согласовать содержание, полученное по различным группам линий, а именно, по эмиссионным линиям C I и по линиям поглощения C II. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения для эмиссионных линий C I и линий поглощения C II, показаны на Рис. 9. Полученное содержание углерода у  $\iota$  Her в точности такое же как на Солнце,  $\log \epsilon_C = 8.43 \pm 0.10$ . Наше значение близко к тому, что было получено в работе [10],  $\log \epsilon_C = 8.40 \pm 0.07$ , на основе их не-ЛТР анализа линий C II. Было найдено большое расхождение в содержании углерода, полученное по двум линиям, C II 6578 Å и 6582 Å, которые дают более высокое содержание примерно на 0.2 dex, по сравнению с остальными линиями. Однако, в работе [10] подобное расхождение

не отмечается.

## 2.4 Выводы по главе 2

Разработана методика расчета статистического равновесия C I – C II и проведен анализ формирования спектральных линий в условиях отклонения от ЛТР в атмосферах A и B звезд.

Объяснен механизм формирования эмиссионных линий C I 8335, 9405, 9061-9111, 9603-9658 Å в атмосферах четырех карликов спектрального типа B. Эмиссия возникает за счет сверхионизации C I, приводящей к большему опустошению нижних ( $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$ ) по сравнению с верхними уровнями исследуемых переходов, и опустошения уровней  $3s^1P^\circ$  и  $3s^3P^\circ$  при спонтанных переходах на низковозбужденные уровни и основное состояние в слоях, где среда становится оптически тонкой в соответствующих УФ линиях. Для четырех AB звезд показано, что содержание углерода по линиям двух стадий ионизации - C I, включая эмиссионные линии C I, и C II совпадает при условии учета отклонения от ЛТР.

$\lambda, \text{\AA}$	WZB13+R94+vR62			R94+vR62	vR62	[8]	[19]
	NLTE	LTE	$\Delta_{\text{NLTE}}$	NLTE / $\Delta_{\text{NLTE}}$	NLTE / $\Delta_{\text{NLTE}}$	NLTE	NLTE
4771.73	8.52	8.56	-0.04	8.53 / -0.03	8.53 / -0.03	8.38	8.53
4775.89	8.48	8.52	-0.04	8.49 / -0.03	8.50 / -0.02	8.35	
5052.14	8.23	8.27	-0.04	8.24 / -0.03	8.25 / -0.02	8.14	8.23
5380.32	8.28	8.34	-0.06	8.29 / -0.05	8.30 / -0.04	8.19	8.30
6587.61	8.26	8.33	-0.07	8.27 / -0.06	8.28 / -0.05	8.20	
7111.46	8.26	8.32	-0.06	8.27 / -0.05	8.28 / -0.04	8.14	8.24
7113.17	8.12	8.18	-0.06	8.13 / -0.05	8.14 / -0.04	8.03	8.10
7116.98	8.28	8.34	-0.06	8.29 / -0.05	8.30 / -0.04	8.17	8.27
7115.17 } 7115.18 }	8.20	8.26	-0.06	8.21 / -0.05	8.22 / -0.04	8.10	8.28
Mean(vis)	8.32	8.36		8.33	8.34	8.21	8.30
$\sigma$	0.13	0.12		0.13	0.13	0.12	0.14
9078.28	8.39	8.84	-0.45	8.39 / -0.45	8.56 / -0.28	8.23	
9088.51	8.35	8.88	-0.53	8.36 / -0.52	8.61 / -0.27	8.40	8.33
9111.80	8.27	8.86	-0.59	8.29 / -0.57	8.49 / -0.37	8.31	8.35
Mean(IR)	8.34	8.86		8.35	8.56	8.32	8.34
$\sigma$	0.06	0.02		0.05	0.06	0.09	0.01
Mean(vis+IR)	8.33	8.55		8.34	8.41	8.25	8.31
$\sigma$	0.11	0.25		0.11	0.16	0.12	0.11
10123.87	8.10	8.38	-0.28	8.12 / -0.26	8.26 / -0.12		8.21
10683.08	8.45	8.99	-0.54	8.43 / -0.56	8.71 / -0.28		8.45
10685.36	8.62	9.03	-0.41	8.67 / -0.36	8.88 / -0.15		8.56
10691.24	8.26	8.90	-0.64	8.24 / -0.66	8.53 / -0.37		8.36
10729.53	8.16	8.52	-0.36	8.12 / -0.40	8.26 / -0.26		8.22
10707.32	8.32	8.68	-0.36	8.28 / -0.40	8.42 / -0.26		8.33
10753.98	8.35	8.44	-0.09	8.37 / -0.07	8.45 / 0.01		8.33
Mean(all)	8.34	8.65		8.35	8.47	8.25	8.34
$\sigma$	0.13	0.28		0.13	0.20	0.12	0.12

Таблица 4. Не-ЛТР содержание по линиям С I для Веги и не-ЛТР поправки. Результат диссертанта из работы [2A].



$\lambda, \text{\AA}$	EW, m $\text{\AA}$	NLTE	LTE	$\Delta_{\text{NLTE}}$	
C I					
1329.09	}	-	7.90	7.89	+0.01
1329.10					
1329.12					
1329.59	}	-	7.79	7.79	0.00
1329.60					
1459.03	-	7.84	7.84	0.00	
1463.34	-	7.67	7.66	+0.01	
1657.91	-	7.45	7.44	+0.01	
1658.12	-	7.51	7.50	+0.01	
4932.04	-	7.75	7.74	+0.01	
5052.14	6.1	7.69	7.68	+0.01	
9088.51	79	7.83	7.88	-0.05	
9111.80	92	7.80	7.86	-0.06	
9405.73	107	7.49	7.54	-0.05	
9658.43	97	7.85	7.96	-0.11	
Mean C I		7.71	7.74		
$\sigma$		0.15	0.15		
C II					
1335.70	-	7.64	7.64	0.00	
1323.86	}	-	7.74	7.74	0.00
1323.91					
1323.95					
1324.00					
Mean C II		7.69	7.69		
$\sigma$		0.15	0.15		
Mean C I+C II		7.71	7.73		
$\sigma$		0.14	0.14		

Таблица 5. Не-ЛТР содержание углерода для Сириуса. Результат диссертанта из работы [2A].

$\lambda, \text{\AA}$	$\iota$ Her			$\pi$ Cet			HD 22136			21 Peg			HD 73666		
	NLTE	LTE	$\Delta$	NLTE	LTE	$\Delta$	NLTE	LTE	$\Delta$	NLTE	LTE	$\Delta$	NLTE	LTE	$\Delta$
C I															
6007.17													8.61	8.63	-0.02
6012.22													8.60	8.62	-0.02
6013.21													8.46	8.48	-0.02
6014.83													8.59	8.61	-0.02
7111.46										8.31	8.18	+0.13	8.48	8.54	-0.06
7113.17				8.57	8.14	+0.43				8.23	8.10	+0.13	8.45	8.52	-0.07
7115.17										8.42	8.48	-0.06			
7115.18															
7116.98										8.28	8.15	+0.13	8.58	8.64	-0.06
7119.65										8.35	8.22	+0.13	8.64	8.70	-0.06
4932.04										8.48	8.08	+0.40			
5039.06													8.52	8.50	+0.02
5052.14										8.26	7.81	+0.45	8.53	8.51	+0.02
5380.32										8.22	7.66	+0.56	8.53	8.51	+0.02
4762.52										8.46	8.40	+0.06			
4766.66										8.35	8.29	+0.06			
4770.02										8.49	8.43	+0.06	8.47	8.50	-0.03
4771.73										8.46	8.40	+0.06			
4775.89										8.39	8.33	+0.06	8.72	8.75	-0.03
8335.14	8.37		<i>e</i>	8.49		<i>e</i>	8.44		<i>e</i>	8.22		<i>e</i>	8.71	8.77	-0.06
9061.43	8.36		<i>e</i>							8.35	8.48	-0.13			
9062.49										8.52	8.65	-0.13			
9078.28	8.51		<i>e</i>							8.39	8.46	-0.07			
9088.51	8.34		<i>e</i>				8.51	8.01	+0.50	8.40	8.49	-0.09	8.58	8.90	-0.32
9111.80							8.42	8.07	+0.35	8.44	8.57	-0.13	8.60	8.97	-0.37
9405.73	8.52		<i>e</i>	8.64		<i>e</i>				8.50		<i>e</i>	8.55	8.61	-0.06
9603.02										8.35	8.40	-0.05			
9658.43	8.36		<i>e</i>							8.40	8.54	-0.14	8.61	9.02	-0.41
Mean C I	8.42			8.57	8.14		8.46	8.04		8.38	8.36		8.57	8.63	
$\sigma$	0.08			0.08	-		0.05	0.04		0.09	0.26		0.08	0.17	
C II															
3918.97	8.38	8.28	+0.10	8.46	8.44	+0.02	8.36	8.35	+0.01	8.39	8.38	+0.01			
3920.68	8.45	8.35	+0.10												
4267.00	8.33	8.26	+0.07	8.44	8.43	+0.01	8.41	8.40	+0.01	8.35	8.34	+0.01	8.54	8.54	0.00
4267.26				8.44	8.43	+0.01				8.36	8.35	+0.01			
6578.05	8.71	9.13	-0.42	8.50	8.50	0.00	8.39	8.44	-0.05	8.35	8.36	-0.01			
6582.88	8.55	8.97	-0.42	8.54	8.54	0.00	8.49	8.54	-0.05	8.41	8.42	-0.01			
5132.95	8.38	8.46	-0.08												
5133.28	8.37	8.45	-0.08												
5137.25	8.43	8.51	-0.08												
5139.17	8.35	8.43	-0.08												
5143.49	8.38	8.45	-0.07												
5145.16	8.41	8.48	-0.07	8.37	8.40	-0.03									
5151.09	8.36	8.42	-0.06												
7231.33	8.29	8.18	+0.11												
7236.41				8.38	8.35	+0.03									
7237.17	8.41	8.34	+0.07	8.37	8.34	+0.03									
Mean C II	8.43	8.58		8.44	8.45		8.42	8.44		8.37	8.37		8.54	8.54	
$\sigma$	0.10	0.26		0.06	0.07		0.03	0.08		0.03	0.03		-	-	
Mean	8.43	8.58		8.45	8.41		8.43	8.34		8.38	8.36		8.57	8.62	
$\sigma$	0.10	0.26		0.09	0.11		0.05	0.21		0.09	0.23		0.08	0.16	

Таблица 6. Не-ЛТР содержание и поправки для образца звезд, где символом  $\Delta$  обозначена не-ЛТР поправка,  $\Delta_{\text{NLTE}}$ , а значок *e* означает, что линия в эмиссии. Результат диссертанта из работы [2A].

## Глава 3. Содержание углерода в звездах поздних спектральных классов по атомарным и молекулярным линиям

### 3.1 Отклонения от ЛТР для С I в атмосферах F- и G-звезд

Модель атома С I подробно описана в Главе 2 этой работы. При расчете статистического равновесия в атмосферах холодных звезд важно учитывать столкновения с атомами водорода.

К сожалению, наиболее точные данные для неупругих столкновений с атомами водорода на сегодня отсутствуют. В нашей работе мы использовали теорию Дравина [53], на основе которой Стинбоком и Холвегером [55] была предложена формула. Эффективность С+Н столкновений задается свободным параметром, который в нашей работе подбирается из условия достижения согласованного содержания углерода по видимым и ИК линиям на Солнце и некоторых звездах выборки. Для Солнца были проведены вычисления с масштабирующим коэффициентом  $S_H = 0, 0.1, 0.3$  и  $1$ , который задает эффективность С+Н столкновений. Для запрещенных переходов столкновения с атомами водорода не учитывались. Ионизация электронным ударом учитывалась по формуле Ситона [75]. Наша модель повторяет модель Фаббиана [21], за исключением того, что у нас используются более точные данные для столкновений с электронами из работы Рейда [66].

На рисунке 10 показаны  $b$ -факторы для выбранных уровней в атмосфере с параметрами 5777/4.44/0, соответствующие Солнцу. Нейтральный углерод доминирует на всех глубинах в атмосфере. Основное состояние С I и низко-возбужденные уровни не подвержены отклонениям от ЛТР и

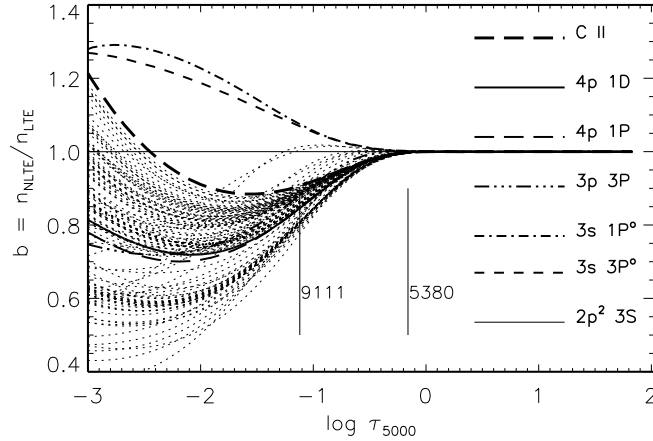


Рис. 10.  $b$ -факторы для уровней С I и основного состояния С II как функция от  $\log \tau_{5000}$  в модели атмосферы MARCS 5777/4.44/0.00. Вертикальные линии показывают глубины формирования линий С I 9111 Å и С I 5380 Å. Результат диссертанта из работы [4A].

сохраняют свои равновесные значения.

Уровни  $3s^1P^o$  и  $3s^3P^o$  перезаселены на глубинах  $\log \tau < -0.2$  благодаря УФ накачке в переходах  $2p^2 \ ^1S - 3s^1P^o$  (2479 Å),  $2p^2 \ ^1D - 3s^1P^o$  (1931 Å) и  $2p^2 \ ^3P - 3s^3P^o$  (1657 Å). Уровни с  $E_{\text{exc}} > 8$  эВ недонаселены на глубинах  $\log \tau < -0.2$  из-за спонтанных переходов на нижние уровни.

Проанализируем не-ЛТР эффекты для двух линий с близкими  $E_{\text{exc}}$ , но различными силами осцилляторов,  $gf$ . Линия С I 5380 Å ( $3s^1P^o - 4p^1P$ ) слабая и формируется глубоко в атмосфере, около  $\log \tau_{5000} = 0$ , где отклонения от ЛТР малы. Линия С I 9111 Å ( $3s^3P^o - 3p^3P$ ) сильная и область формирования ее ядра находится на уровне  $\log \tau_{5000} = -1$ , где  $b$ -фактор нижнего уровня  $b(3s^3P^o)$  больше единицы и  $b(3s^3P^o) > b(3p^3P)$ . Это говорит о том, что будет происходить усиление непрозрачности в линии и падение функции источников относительно функции Планка, а, значит, в не-ЛТР линия будет усиливаться. В случае усиления линии в не-ЛТР поправки к содержанию,  $\Delta_{\text{NLTE}} = \log \epsilon_{\text{NLTE}} - \log \epsilon_{\text{LTE}}$ , будут отрицательны.

Для того, чтобы продемонстрировать, как не-ЛТР эффекты зависят от содержания самого углерода, были вычислены не-ЛТР поправки для

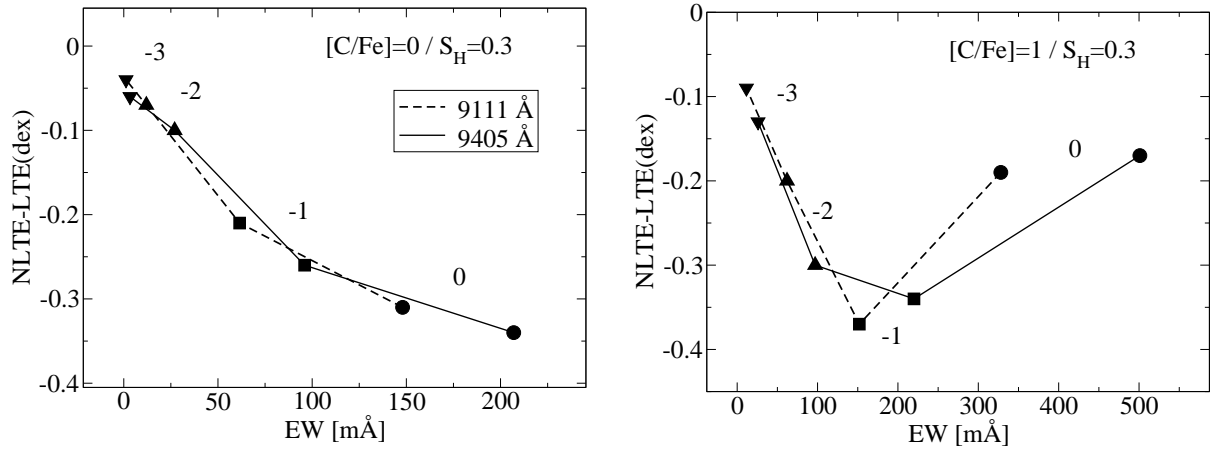


Рис. 11. Не-ЛТР поправки к содержанию в зависимости от эквивалентной ширины линии C I 9405 Å (сплошная кривая) и 9111 Å (пунктирная кривая) в модели атмосферы с  $T_{\text{eff}} = 6000$  K,  $\log g = 4.0$ , и различными металличностями  $[M/H] = 0, -1, -2$  и  $-3$  (кружки, квадраты, треугольники вверх и треугольники вниз, соответственно). Не-ЛТР вычисления были выполнены с  $[C/Fe] = 0$  (левая панель) и  $[C/Fe] = 1$  (правая панель). Повсюду,  $S_H = 0.3$  и  $\xi_t = 1$  km/s. Результат диссертанта из работы [4A].

четырёх моделей атмосфер с общими  $T_{\text{eff}} = 6000$  K и  $\log g = 4.0$ , но различными металличностями  $[M/H] = 0, -1, -2$  и  $-3$ . Для каждой модели не-ЛТР вычисления были представлены для  $[C/Fe] = 0$  и  $[C/Fe] = 1$ . Результаты продемонстрированы на Рис. 11 для C I 9405 Å и 9111 Å.

Не-ЛТР эффекты для C I зависят от содержания самого углерода. В случае  $[C/Fe] = 0$  не-ЛТР поправки по модулю понижаются в направлении понижения эквивалентной ширины (содержания элемента) в диапазоне металличности  $[M/H]$  от 0 до  $-3$ . Для понимания этого на Рис. 12 продемонстрированы  $b$ -факторы для четырех моделей атмосфер с различными металличностями. С одной стороны, полное число свободных электронов, которые связаны с процессами термализации, понижается с понижением металличности и отклонения от ЛТР усиливаются. На самом деле, так и происходит, если смотреть на  $b$ -факторы у всех четырех моделей на строго определенной оптической глубине. С другой стороны, с понижением металличности область формирования линии сдвигается в более глубокие слои, где отклонения от ЛТР значительно уменьшаются. В результате второй

эффект превалирует и мы видим понижение не-ЛТР эффектов с понижением металличности.

В случае  $[C/Fe] = 1$  мы видим уже другое поведение, а именно, не-ЛТР эффекты растут при движении от  $[M/H] = 0$  до  $-1$ , а затем, понижаются в направлении понижения эквивалентной ширины. Линии C I 9405 Å и 9111 Å достаточно сильные при  $[M/H] = 0$  преимущественно благодаря их широкому крыльям. Их эквивалентные ширины  $\simeq 500 \text{ mÅ}$  и  $330 \text{ mÅ}$ , соответственно. Крылья линий формируются в глубоких слоях, где отклонения от ЛТР малы. При  $[M/H] = -1$ , вклад в эквивалентную ширину от крыльев линий снижается, поэтому не-ЛТР эффекты растут. При  $[M/H] = -2$  и  $-3$  не-ЛТР эффекты понижаются благодаря тому, что области формирования сдвигаются в более глубокие слои.

Было проведено сравнение не-ЛТР расчетов с результатами Такеды и Хонды [22] и Фаббиана и др. [21]. Для того, чтобы наши расчеты были близки с расчетами Фаббиана и др. [21], мы использовали одинаковый  $S_H = 1$ . Рисунок 13 показывает зависимость не-ЛТР поправок к содержанию от металличности для линии 9094 Å в модели атмосферы с общими  $T_{\text{eff}} = 6000 \text{ K}$ ,  $\log g = 4.0$ ,  $[C/Fe] = 0.4$  и  $\xi_t = 1 \text{ км/с}$ . Все три работы дают согласованные результаты для  $[M/H] = 0$  и  $-1$ , где не-ЛТР эффекты самые сильные. При  $[M/H] = -2$  наши результаты согласуются с Такедой и Хондой [22], но расходятся в  $\Delta_{\text{NLTE}}$  на  $0.08 \text{ dex}$  с Фаббианом и др. [21]. Не-ЛТР поправки, вычисленные Фаббианом и др. [21] для  $[M/H] = -3$  значительно сильнее, чем в случае  $[M/H] = -2$ , хотя линия C I 9094 Å намного слабее при металличности  $[M/H] = -3$  ( $EW = 8 \text{ mÅ}$ ), чем при  $[M/H] = -2$  ( $EW = 50.2 \text{ mÅ}$ ). В наших вычислениях  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.07 \text{ dex}$ . Следует заметить, что спектральная линия с эквивалентной шириной  $EW = 8 \text{ mÅ}$  слишком слаба в наблюдаемом спектре, чтобы можно было проверить эти теоретические предсказания.

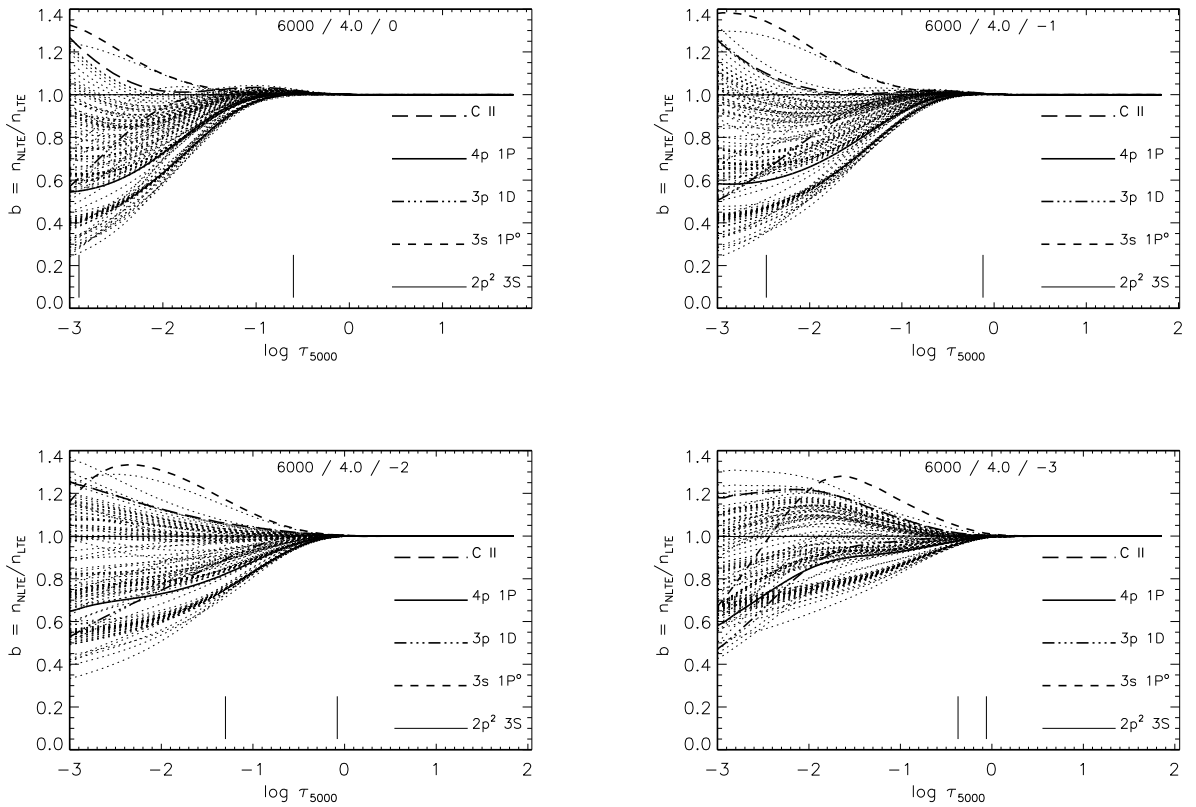


Рис. 12.  $b$ -факторы для уровней С I и основного состояния С II в зависимости от  $\log \tau_{5000}$  для четырех моделей атмосфер с различными металличностями:  $[M/H] = 0, -1, -2,$  и  $-3$ . Всюду  $T_{\text{eff}} = 6000$  К,  $\log g = 4.0$ ,  $[C/Fe] = 1$  и  $\xi_t = 1$  км/с. Две вертикальные линии указывают области формирования линии С I 9405 Å. Результат диссертанта из работы [4A].

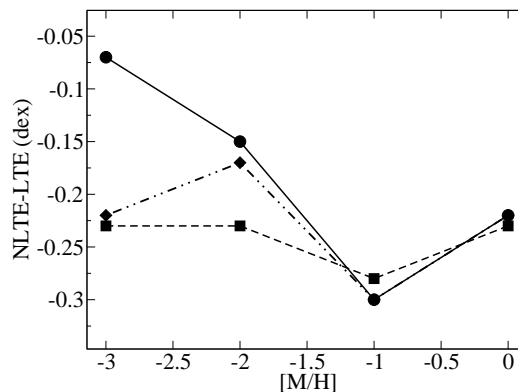


Рис. 13. Не-ЛТР поправки к содержанию в зависимости от металличности для С I 9094 Å в данной работе (кружки), квадраты из [21] и ромбы из [22]. Повсюду,  $T_{\text{eff}} = 6000$  К,  $\log g = 4.0$ ,  $[C/Fe] = 0.4$ ,  $\xi_t = 1$  км/с и  $S_H = 1$ . Результат диссертанта из работы [4A].

## 3.2 Определение содержания углерода на Солнце

### 3.2.1 Атомарные линии C I в солнечном спектре

Определение содержания углерода на Солнце носит тестовый характер. Поскольку Солнце исследовалось многими авторами и его спектр имеет высокое качество, то это наилучший вариант для тестирования. Было определено содержание углерода на Солнце как по линиям C I, так и по молекулярным линиям C<sub>2</sub> и CH. Спектр Солнца был взят из атласа Китт Пик (Kitt Peak Solar Atlas) [76]. Микротурбулентная скорость была принята постоянной и равна  $0.9 \text{ км с}^{-1}$ . Синтетические профили были свернуты с профилем, соединяющим в себе уширение вращением со скоростью  $1.8 \text{ км с}^{-1}$  и уширение за счет макротурбулентности с радиально-тангенциальным профилем. Макротурбулентная скорость,  $V_{\text{mac}}$ , варьировалась между  $2 \text{ км с}^{-1}$  и  $4 \text{ км с}^{-1}$  для различных линий C I и CH. Качество теоретических спектров, воспроизводящих наблюдения, проиллюстрировано на Рис. 14 для двух линий C I. Линия  $9111.95 \text{ \AA}$  блендирована слабой теллурической линией, однако, разница между наблюдаемым и теоретическим не-ЛТР спектром, (O - C), не превосходит 0.4 % для всей остальной части профиля.

Атомные данные для линий C I приведены в Табл. 1. В Табл. 7 мы определили содержание углерода в ЛТР и не-ЛТР с различными предположениями об эффективности столкновений с атомами водорода. В ЛТР разница в содержании по видимым и ИК линиям,  $\Delta \log \epsilon(\text{vis} - \text{IR})$ , достаточно велика и составляет  $-0.21 \text{ dex}$ . Как и показывают исследования предыдущих авторов, запрещенная линия [C I]  $8727 \text{ \AA}$  не подвержена отклонениям от ЛТР, потому что она возникает при переходе между метастабильными уровнями, которые сохраняют ЛТР населенности. Не-ЛТР поправки малы для видимых линий, независимо от величины  $S_{\text{H}}$  с  $|\Delta_{\text{NLTE}}| \leq 0.03 \text{ dex}$ . Для ИК линий отклонения от ЛТР чувствительны к вариации столкновени-



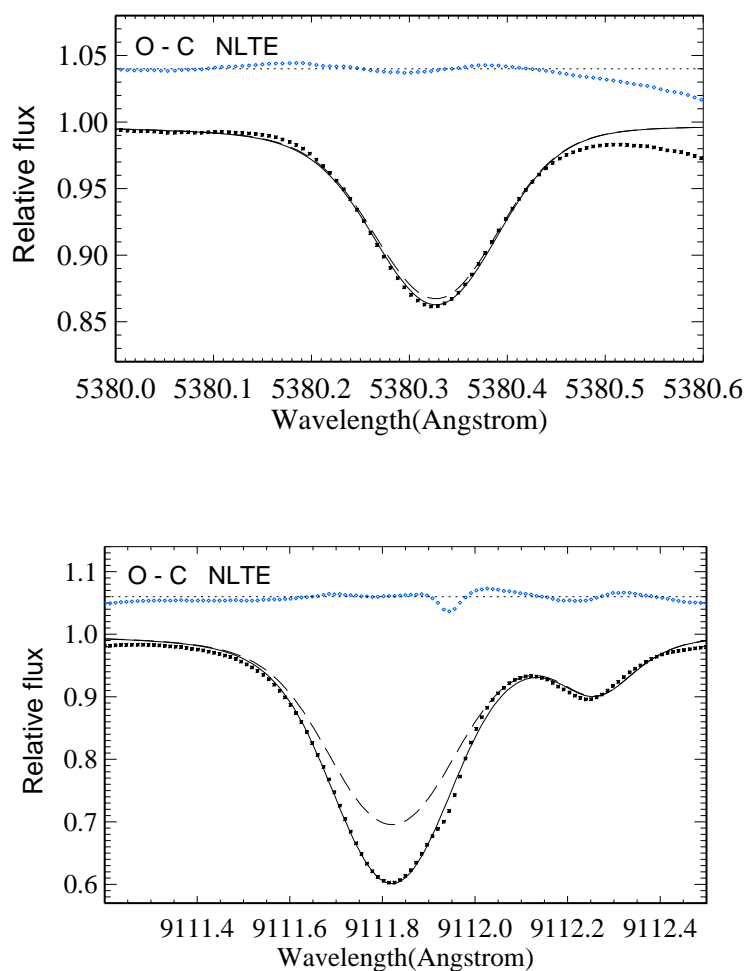


Рис. 14. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения (сплошная кривая) для линий солнечного спектра C I 5380 Å и 9111 Å (звездочки). Для каждой линии ЛТР профиль (пунктирная кривая) был вычислен с содержанием углерода, полученного из не-ЛТР анализа. Линия 9111 Å блендирована слабой теллурической линией на длине волны 9111.95 Å. Разница между наблюдаемым и теоретическим не-ЛТР спектром, (O - C), показана вверху каждой панели. Результат диссертанта из работы [4A].

тельных скоростей. Например, для различных линий  $\Delta_{\text{NLTE}}$  варьируется между  $-0.14 \text{ dex}$  и  $-0.45 \text{ dex}$ , когда  $S_{\text{H}} = 0$ , и между  $-0.08 \text{ dex}$  и  $-0.32 \text{ dex}$ , когда  $S_{\text{H}} = 1$ . Содержание по видимым и ИК линиям наилучшим образом согласуется при не-ЛТР внутри  $0.03 \text{ dex}$  и  $0.02 \text{ dex}$  при принятии  $S_{\text{H}} = 0.3$  и  $1$ , соответственно. Окончательный результат определения содержания углерода на Солнце в нашей работе составляет  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.43 \pm 0.03$  ( $S_{\text{H}}=0.3$ ).

$\lambda, \text{ \AA}$	LTE	NLTE, $S_{\text{H}} =$			
		0.0	0.1	0.3	1.0
8727.139	8.45	8.45	8.45	8.45	8.45
4932.049	8.48	8.45	8.45	8.45	8.45
5052.167	8.50	8.47	8.47	8.47	8.47
5380.337	8.46	8.43	8.43	8.43	8.43
6587.610	8.45	8.43	8.43	8.43	8.43
Mean (vis)	8.47	8.45	8.45	8.45	8.45
$\sigma$	0.02	0.02	0.02	0.02	0.02
8335.148	8.54	8.40	8.40	8.43	8.46
9078.288	8.65	8.41	8.44	8.46	8.51
9094.834	8.72	8.34	8.37	8.40	8.46
9111.809	8.67	8.34	8.37	8.40	8.46
9405.730	8.79	8.34	8.37	8.40	8.47
9658.431	8.71	8.37	8.40	8.43	8.48
Mean (IR)	8.68	8.37	8.39	8.42	8.47
$\sigma$	0.08	0.03	0.03	0.02	0.02
Mean	8.59	8.41	8.42	8.43	8.46
$\sigma$	0.12	0.05	0.04	0.03	0.02

Таблица 7. Содержание углерода на Солнце по линиям C I. Результат диссертанта из работы [4A].

### 3.2.2 Молекулярные линии $\text{C}_2$ и $\text{CN}$ в солнечном спектре

**Линии  $\text{C}_2$ .** Нами были выбраны 12 линий  $\text{C}_2$  из полосы (Swan band) в

диапазоне 4992-5150 Å. Линии приведены в Табл. 8 вместе с потенциалами нижнего уровня и вероятностями переходов из работы [77]. Энергия диссоциации молекулы C<sub>2</sub> была взята из [78] и составляет  $D_0(\text{C}_2) = 6.297$  эВ.

$\lambda$ , Å	$\log(gf)$	$E_{\text{exc}}$	$\log\epsilon(\text{C})$
4992.2750	0.288	0.802	8.44
4992.3035	0.281	0.802	
5033.7792	0.191	0.584	8.47
5143.3240	-0.411	0.102	8.44
5144.9149	-0.447	0.097	8.46
5145.2255	-0.485	0.098	8.46
5150.5448	0.026	0.328	8.46
5150.5542	0.038	0.328	
5150.6461	0.013	0.328	
5150.6737	-0.638	0.084	
5052.6161	0.153	0.489	8.45
5052.6254	0.162	0.489	
5086.3897	0.031	0.328	8.48
5103.7231	-0.023	0.250	8.47
5103.7710	-0.038	0.250	
5109.0921	-0.053	0.227	
5109.1490	-0.068	0.228	8.47
5109.3030	-0.084	0.228	
5135.5509	0.137	0.471	8.45
5135.5818	0.127	0.472	
5135.6825	0.117	0.472	
5073.4490	0.090	0.388	8.45
5073.4513	0.101	0.388	
5073.5815	0.080	0.388	
Mean			$8.46 \pm 0.02$

Таблица 8. Содержание углерода на Солнце по линиям C<sub>2</sub>. Результат диссертанта из работы [4A].

**Линии СН.** Линии СН приведены в Табл. 9. Потенциалы возбужде-

ния нижнего уровня и вероятности переходов были взяты из [79]. Энергия диссоциации молекулы СН была взята из [80] и составляет  $D_0(\text{CH}) = 3.465$  эВ. Наши тестовые вычисления показали, что использование более ранних данных из [81] дает немного завышенное содержание, примерно от 0.00 до 0.04 dex для различных СН линий, по сравнению с соответствующими величинами, основанными на новых данных из [79].

Содержание углерода, полученное по различным линиям  $\text{C}_2$  и СН, приведено в Таблицах 8 и 9. Линии  $\text{C}_2$  дают согласованное содержание в пределах 0.04 dex, и среднее значение  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.46 \pm 0.02$ , которое хорошо согласуется с результатом по атомарным линиям С I. Содержание по различным линиям СН согласуется в пределах 0.05 dex и среднее содержание составляет  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.39 \pm 0.02$ , что также согласуется с результатом по атомарным линиям С I.

### 3.2.3 Сравнение с другими исследованиями

Принимая общий  $S_{\text{H}} = 0$ , мы получаем среднее содержание по линиям С I ( $8.41 \pm 0.05$ ), которое находится в согласии с 1D и 3D результатами Асплунда и др. [82] (AGSS09), а именно,  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.39 \pm 0.04$  (1D) и  $8.42 \pm 0.05$  (3D), и 3D содержание  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.446 \pm 0.121$  вычисленное Каффау и др. [83] (CLB10).

Содержание по запрещенной линии [С I]  $8727 \text{ \AA}$ ,  $\log \epsilon_{\text{C}} = 8.45$ , что на 0.07 dex и 0.10 dex выше по сравнению с соответствующими величинами из работ Асплунда и др. [82] и Каффау и др. [83]. Расхождения обусловлены частично тем, что в нашей работе было использовано  $gf$ , которая на 0.03 dex ниже. Мы принимали  $\log gf = -8.165$  из Фросе Фишера [84], в то время как Асплунд и др. [82] и Каффау и др. [83] принимали  $\log gf = -8.136$  Хибберта и др. [64]. Другой источник расхождения это разный учет бленд. Согласно данным Куруца [85], две линии Fe I вносят небольшой вклад в область  $8727 \text{ \AA}$ , т.е. блендируют запрещенную линию.

$\lambda, \text{\AA}$	$\log(gf)$	$E_{\text{exc}}[\text{eV}]$	$\log\epsilon_C$
4218.710	-1.315	0.413	8.37
4218.734	-1.337	0.413	
4248.729	-1.467	0.191	
4248.937	-1.431	0.191	8.38
4248.952	-3.256	0.191	
4253.000	-1.506	0.523	8.41
4253.206	-1.471	0.523	
4255.248	-1.461	0.157	8.41
4255.248	-3.210	0.157	
4263.969	-1.575	0.459	8.36
4274.133	-3.025	0.074	8.38
4274.186	-1.563	0.074	
4356.355	-1.846	0.157	8.40
4356.371	-1.455	1.109	
4356.594	-1.793	0.157	8.39
Mean			8.39±0.02

Таблица 9. Содержание углерода на Солнце по линиям СН. Результат диссертанта из работы [4A].

Эти линии Fe I 8727.10  $\text{\AA}$  ( $E_{\text{exc}} = 5.587$  эВ,  $\log gf = -5.924$ ) и Fe I 8727.13  $\text{\AA}$  ( $E_{\text{exc}} = 4.186$  эВ,  $\log gf = -4.262$ ). В работе Каффау и др. [83] использовалась Fe I 8727.132  $\text{\AA}$ , с более высоким  $\log gf = -3.93$  из старых вычислений Куруца [86]. Разница в  $-0.33$  dex в  $gf$ -величине блендирующей линии Fe I дает разницу в содержании углерода по линии [C I] 8727  $\text{\AA}$  порядка  $+0.02$  dex.

Мы также измерили содержание углерода по линии [C I] 8727  $\text{\AA}$ , используя спектр Солнца не только в потоках [76], но и в интенсивности [87]. Было получено полное согласие с  $\log \epsilon_C = 8.45$ . Следует отметить, что наша эквивалентная ширина  $\text{EW}([\text{C I}] 8727) = 5.5 \text{ m}\text{\AA}$  по спектру в интенсивности, в то время как у Асплунда и др. [82] и Каффау и др. [83] приводятся более низкие величины,  $5.3 \text{ m}\text{\AA}$  и  $5.1 \text{ m}\text{\AA}$ , соответственно.

Наши 1D результаты для молекулярных линий хорошо согласуются с 1D и 3D данными из [82],  $\log \epsilon_C = 8.40 \pm 0.03$  (CH) и  $8.46 \pm 0.03$  (C<sub>2</sub>) в 1D и  $\log \epsilon_C = 8.43 \pm 0.03$  (CH) и  $8.46 \pm 0.03$  (C<sub>2</sub>) в 3D. Хорошее согласие между 1D и 3D результатами обусловлено тем, что 3D эффекты в этих линиях малы и не превосходят 0.03 dex.

### 3.3 Тестирование модели атома на звездах с дефицитом металлов

#### 3.3.1 Наблюдательный материал и выборка звезд

Было выбрано девять звезд с дефицитом металлов с диапазоном металличности  $-2.56 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.02$ , для которых доступны спектры высокого качества и надежно определены параметры атмосфер (Табл. 10).

**Эффективные температуры звезд.** Для HD 122563 мы приняли  $T_{\text{eff}} = 4600$  К из [88], которая согласуется с интерферометрическими наблюдениями из [89]. Температуры, определенные методом ИК потоков, были приняты для HD 84937 (согласно рекомендациям Машонкиной и др. [88]) и для HD 59374, HD 94028, HD 103095, HD 140283, BD $-4^{\circ}$ 3208 и BD $+66^{\circ}$ 268, согласно соавторам диссертанта из [5A], основанным на данных из [90–93]. Для HD 29907 эффективная температура была определена по крыльям Бальмеровских линий [94].

**Сила тяжести на поверхности.** Для HD 29907, HD 84937, HD 122563, и HD 140283 мы приняли силы тяжести, вычисленные на основе Гиппарховских параллаксов [88, 94] и [5A]. Для остальных звезд  $\log g$  было получено соавторами диссертанта из работы [5A] на основе не-ЛТР анализа линий Fe I и Fe II.

Спектральные наблюдения для четырех звезд выборки были проведены на 8-м телескопе VLT со спектрографом UVES Европейской Южной обсерватории, а для пяти звезд на 3-м телескопе им. Шейна Ликской обсерватории с использованием эшелле-спектрографа Гамильтон. Харак-

Star	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ (CGS)	[Fe/H]	$\xi_t$ [км с <sup>-1</sup> ]	Ref.
Reference stars					
HD 29907	5500	4.64	-1.55	0.6	[94]
HD 59374	5850	4.38	-1.02	1.2	[5A]
HD 84937	6350	4.09	-2.08	1.7	[88]
HD 94028	5970	4.33	-1.50	1.4	[5A]
HD 103095	5130	4.66	-1.26	0.9	[5A]
HD 122563	4600	1.60	-2.56	2.0	[88]
HD 140283	5780	3.70	-2.38	1.6	[5A]
BD-4°3208	6390	4.08	-2.20	1.3	[5A]
BD+66°268	5300	4.72	-2.06	0.7	[5A]

Таблица 10. Параметры атмосфер выбранных звезд и ссылки. Результат соавторов диссертанта из работы [5A].

теристики полученных спектров приведены в Табл. 11. Все спектры имеют высокое разрешение и сигнал к шуму более чем 100. Для HD 84937, HD 122563 и HD 140283 наблюдаемые спектры были взяты из архива ESO UVESPOP [95]. Наблюдения HD 29907 проводились в рамках проекта 67.D-0086A [94]. Более подробное описание наблюдаемых спектров на Ликской обсерватории описано в работе [5A].

### 3.3.2 Анализ атомарных линий

У выборки звезд было определено содержание углерода по линиям C I, используя тот же подход, что и при анализе Солнца и тот же набор атомных данных.

Спектры, полученные на телескопе им. Шейна, были подвержены инструментальному эффекту (фрингам) в ближней ИК области. Для трех звезд HD 59374, BD-4°3208 и BD+66°268 применялась процедура нормализации континуума. Для линий C I 9094 Å и 9111 Å в HD 103095 и HD 94028 были использованы эквивалентные ширины из [23].

Звезда	$V^1$ (mag)	Телескоп/ спектрограф	Время наблюдения	Сп. диапазон Å	$R$	$S/N$
HD 29907	9.91	8m VLT2/UVES	Apr.2001	3300–7000	80 000	150
HD 59374	8.50	3m Shane/Hamilton	Jan.2011, Mar. 2012	3700–9300	60 000	100
HD 84937	8.28	8m VLT2/UVES	ESO UVESPOP	3300–9900	80 000	200
HD 94028	8.22	3m Shane/Hamilton	Jan.2011, Mar.2012	3700–9300	60 000	100
HD 103095	6.45	3m Shane/Hamilton	Jan.2011, Mar.2012	3700–9300	60 000	100
HD 122563	6.20	8m VLT2/UVES	ESO UVESPOP	3300–9900	80 000	200
HD 140283	7.21	8m VLT2/UVES	ESO UVESPOP	3300–9900	80 000	200
BD−4°3208	9.99	3m Shane/Hamilton	Jan. 2011, Mar.2012	3700–9300	60 000	100
BD+66°268	9.91	3m Shane/Hamilton	Jan. 2011, Mar.2012	3700–9300	60 000	100

Таблица 11. Характеристики наблюдаемых спектров. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

He-ЛТР вычисления для C I были выполнены с разным  $S_{\text{H}}$ . Как и ожидалось, всюду не-ЛТР эффекты приводят к усилению линий в спектре. Не-ЛТР поправки к содержанию,  $\Delta_{\text{NLTE}}$ , варьируются между  $-0.06$  dex и  $-0.45$  dex для ИК линий и между  $0.00$  dex и  $-0.06$  dex для видимых линий. Не-ЛТР поправки уменьшаются по модулю в направлении понижения эффективной температуры и металличности. Например, для C I 9094 Å в HD 59374 (5850/4.38/−1.02)  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.34$  dex ( $S_{\text{H}} = 0.3$ ) и  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.04$  dex для более холодной звезды HD 103095 (5130/4.66/−1.26).

Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения для некоторых атомарных линий в HD 59374 и HD 84937, показаны на Рис. 15.

Содержание углерода, полученное по линиям C I, показано в Табл. 12.

Для HD 59374 нам удалось измерить содержание углерода, как по видимым, так и по ИК линиям. Было получено, что среднее не-ЛТР содержание по двум группам линий согласуется. При ЛТР  $\Delta \log \epsilon(\text{vis} - \text{IR}) = -0.12$  dex, в то время как при не-ЛТР  $\Delta \log \epsilon(\text{vis} - \text{IR}) = +0.07$  dex и  $+0.05$  dex, при принятии  $S_{\text{H}} = 0.3$  и  $1.0$ , соответственно. Это согласуется с нашим эмпирически найденным значением  $S_{\text{H}}$  из анализа солнечных



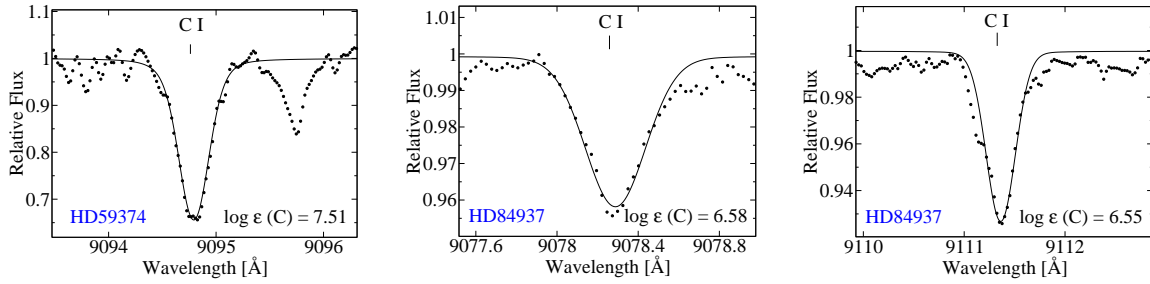


Рис. 15. Теоретические спектры, воспроизводящие наблюдения (сплошная кривая) для некоторых атомарных линий в HD 59374 и HD 84937. Наблюдаемый спектр показан черными точками. Результат диссертанта из работы [4A].

линий. Для HD 94028 нам удалось проанализировать одну линию из видимой области, C I 5052 Å, и две линии из ИК, с принятыми эквивалентными ширинами из [23]. Для HD 29907 также только одну линию из видимой области, C I 5052 Å, удалось проанализировать. Для двух ИК линий C I в HD 103095 мы полагались на эквивалентные ширины из [23], и здесь разница в полученном содержании оказалась более чем 0.2 dex. У HD 122563 атомарные линии не могли быть измерены из-за ее низкой металличности.

### 3.4 Сравнение содержания углерода, полученного по атомарным и молекулярным линиям

#### 3.4.1 Наблюдательный материал и параметры FGK-карликов

Образец включает в себя 57 звезд из солнечной окрестности в интервале металличности  $-2.62 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.24$ . Спектры звезд были получены на 3-м телескопе им. Шейна Ликской обсерватории с использованием эшелле-спектрографа Гамильтон. Спектральное разрешение,  $R=60000$ , спектральный диапазон 3700-9300 Å, с сигналом к шуму более 100. Для двух звезд спектры были получены с CFHT/ESPaDOnS, как описано в [5A]. Для HD 140283 спектры высокого качества были взяты из обзора ESO UVESPOP [95].

HD, BD	$\lambda$ , Å	LTE	NLTE	
			$S_{\text{H}}=0.1$	$S_{\text{H}}=0.3$
29907	5052.144	6.82	6.79	6.79
59374	4932.049	7.63	7.59	7.59
	5052.167	7.75	7.70	7.71
	5380.337	7.74	7.70	7.70
	Mean(vis)	7.71	7.66	7.67
	$\sigma$	0.07	0.06	0.07
	9062.492	7.73	7.51	7.52
	9078.288	7.80	7.60	7.62
	9088.515	7.79	7.59	7.61
	9094.834	7.88	7.51	7.54
	9111.809	7.97	7.68	7.71
	Mean(IR)	7.83	7.58	7.60
		0.09	0.07	0.08
	Mean(C I)	7.79	7.61	7.63
	$\sigma$	0.10	0.08	0.08
84937	8335.148	6.69	6.60	6.62
	9062.492	6.68	6.59	6.61
	9078.288	6.68	6.58	6.60
	9111.809	6.67	6.55	6.57
	Mean	6.68	6.58	6.60
	$\sigma$	0.01	0.02	0.02
94028	5052.167	7.19	7.14	7.16
	9094.834 <sup>1</sup>	7.18	6.90	6.94
	9111.809 <sup>1</sup>	7.19	7.01	7.04
	Mean	7.19	7.02	7.05
	$\sigma$	0.01	0.12	0.11
103095	9094.834 <sup>1</sup>	6.92	6.85	6.88
	9111.809 <sup>1</sup>	7.14	7.07	7.10
	Mean	7.03	6.96	6.99
	$\sigma$	0.16	0.16	0.16
140283	8335.148	6.43	6.34	6.35
	9061.433	6.57	6.47	6.48
	9062.492	6.52	6.44	6.45
	9078.288	6.51	6.41	6.42
	9088.515	6.55	6.44	6.45
	Mean	6.52	6.42	6.43
	$\sigma$	0.05	0.05	0.05
-4°3208	9061.433	6.34	6.21	6.22
	9062.492	6.39	6.29	6.30
	9111.809	6.44	6.29	6.30
	Mean	6.39	6.26	6.27
	$\sigma$	0.05	0.05	0.05
+66°268	9061.433	6.64	6.56	6.58
	9062.492	6.54	6.47	6.48
	Mean	6.59	6.52	6.53
	$\sigma$	0.07	0.06	0.07

Таблица 12. ЛТР и не-ЛТР содержания в звездах выборки. <sup>1</sup> эквивалентные ширины из [23]. Результат диссертанта из работ [4A, 5A].

Физические параметры звезд определялись на основе не-ЛТР анализа линий Fe I и Fe II соавторами диссертанта [5A] и приведены в Таблице 13. Для 6 звезд из этой выборки физические параметры были взяты из [96].

Все звезды - это преимущественно карлики с небольшим количеством субгигантов. Тонкий галактический диск представляют 27 звезд с [Fe/H]

до  $-0.78$ . Толстый диск представляют 11 звезд с  $-1.47 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.70$ , а также 19 звезд гало. Принадлежность звезд к галактическим населением определена на основе двух критериев: кинематического и эволюционного соавторами диссертанта [5A].

Большинство звезд выборки это медленно вращающиеся звезды с  $V \sin i < 6 \text{ км с}^{-1}$ , и только у шести звезд скорость вращения больше чем  $6 \text{ км с}^{-1}$ , но не превышает  $10 \text{ км с}^{-1}$ .

### 3.4.2 Определение содержания углерода

Результаты по определению содержания углерода приведены в Таблице 13.

При определении содержания углерода использовалось три индикатора: атомарные линии C I, молекулярные CN и C<sub>2</sub>. Анализировались атомарные линии как в видимой, так и в ИК области спектра. Список линий и атомные данные представлены в Таблицах 8, 9, 1. Силы осцилляторов для линий C I видимой области намного меньше по сравнению с ИК линиями, поэтому линии C I видимой области анализировались в звездах с металличностью более  $-1.5$ . В звездах с более низкой металличностью они были недоступны. Линии C<sub>2</sub> слабы и на низких металличностях,  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.84$  недоступны для измерения. Линии CN доступны для измерения на всем диапазоне металличностей, однако, они отсутствуют с спектрах более горячих звезд HD 100563, BD $-13^{\circ}3442$ , BD $-04^{\circ}3208$  и BD $+24^{\circ}1676$ .

При анализе атомарных линий в условиях отклонения от ЛТР, коэффициент столкновений с водородом всюду был принят  $S_{\text{H}} = 0.3$ . Содержание по молекулярным линиям CN и C<sub>2</sub> определялось в предположении ЛТР.

При определении содержания был использован дифференциальный подход, при котором из содержания, полученного по каждой линии вычиталось солнечное содержание по этой же самой линии и только после этого

вычислялось среднее значение. Такой подход позволяет исключить влияние ошибок в силах осцилляторов и свести к минимуму влияние неопределенностей в моделях атмосфер. Для сравнения с наблюдениями при расчете теоретических спектров были учтены инструментальное уширение и уширение макротурбулентными движениями.

### 3.4.3 Обсуждение результатов

По видимым и ИК линиям было получено согласие в не-ЛТР содержании в пределах 0.05 dex для большинства звезд, где были доступны обе группы линий.

Для 47 звезд удалось определить содержание углерода по двум группам линий СН и С I. Получено хорошее согласие между содержанием, полученным по атомарным линиям С I (не-ЛТР) и молекулярным линиям СН (Рис. 16).

Для 15 звезд удалось определить содержание углерода по линиям С<sub>2</sub>. Для каждой звезды содержание, полученное по линиям С<sub>2</sub>, согласуется с результатом, полученным по линиям С I.

Недавние теоретические исследования Галлахера и др. [97] показали, что молекулярные линии СН, в частности линии G-полосы, сильно подвержены гидродинамическим эффектам (3D эффектам). В нашей работе, хоть и показано, что среднее содержание по линиям СН и С I совпадает в пределах ошибки, однако, по рисунку 16 видно, что есть звезды, для которых существует разница вплоть до 0.2 dex.

В связи с этим, была проанализирована зависимость разницы в содержании между С I и СН (С I - СН) от эффективной температуры (Рис. 17) и применены 3D поправки к звездам выборки с той целью, чтобы понять, не связано ли это с 3D эффектами в линиях СН. В результате получено, что среднее значение (С I - СН) при 1D:  $-0.02 \pm 0.09$ , а при учете 3D поправок:  $-0.02 \pm 0.066$ . Видно, что учет 3D эффектов не смещает результат,

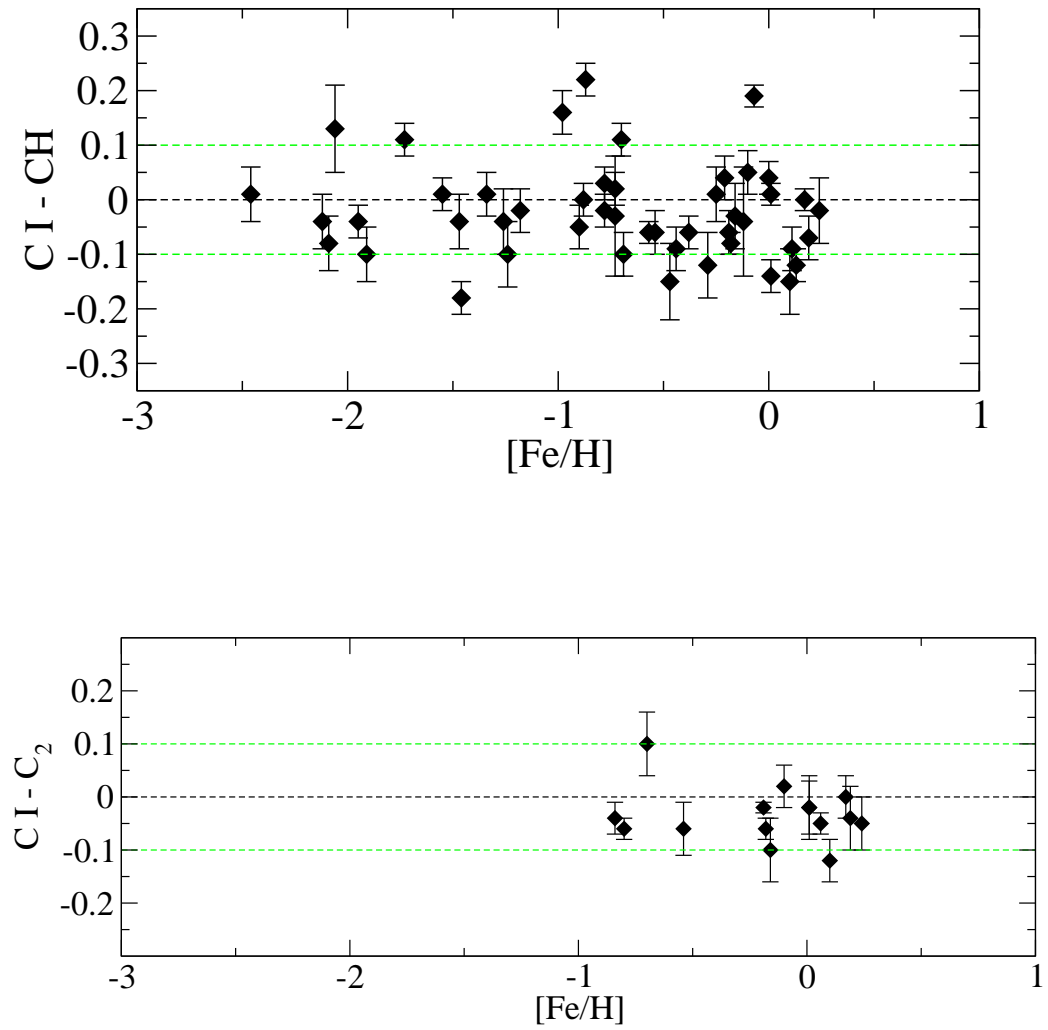


Рис. 16. Разница в содержании, полученная по линиям С I (не-ЛТР) и линиям СН (верхняя панель) и  $C_2$  (нижняя панель) для звезд образца. Результат диссертанта из работы [1А,4А].

т.е. среднее значение (C I - CH) не меняется, но разброс незначительно уменьшается. Можно сделать вывод о том, что молекулярные линии CH могут быть использованы для определения содержания углерода в звездах с дефицитом металлов, где атомарные линии не доступны для наблюдения.

Стоит отметить, что звезда HD 45205 показывала большое отклонение с (C I - CH) = 0.22 dex, после 3D поправки это значение уменьшается на 0.06 dex.

Построенные линейные регрессии (HD142091 не была включена из-за того, что для нее нельзя было провести правильную экстраполяцию с целью определения 3D поправки) указывают на то, что зависимость (C I - CH) от  $T_{\text{eff}}$  существует, но она достаточно слабая и незначительно уменьшается в 3D анализе: 1D: (C I - CH) = 0.84794 - 0.000147\* $T_{\text{eff}}$   $\sigma$  = 0.076, 3D: (C I - CH) = 0.54946 - 0.0000965\* $T_{\text{eff}}$   $\sigma$  = 0.081. Следует заметить, что слабая зависимость от температуры не устраняется с применением 3D поправок.

Далее было исследовано влияние неопределенности в атмосферных параметрах, а именно, 100 К в  $T_{\text{eff}}$ , 0.1 dex в  $\log g$ , и 0.1 dex в [Fe/H], на полученное содержание углерода для пяти наборов  $T_{\text{eff}}/\log g/[Fe/H]$ . Неопределенности рассмотрены на примере линии C I 9094 Å и полосы CH на 4310–4313 Å. Полученные результаты представлены в Таблице 14.

#### 3.4.4 Сравнение с предыдущими исследованиями

Томкин и др. [23] определили не-ЛТР содержание углерода для 34 карликов с дефицитом металлов по атомарным C I и молекулярным CH линиям и нашли, что атомарные линии показывают систематически более высокое содержание по сравнению с результатами по линиям CH. Средняя разница  $[C/Fe]_{\text{CI}} - [C/Fe]_{\text{CH}} = +0.4$  dex. Для четырех звезд, которые оказались общими с нами, мы получили  $[C/Fe]_{\text{CI}} - [C/Fe]_{\text{CH}} = -0.02$  dex по нашим вычислениям и +0.25 dex по данным Томкина и др. [23]. Разница

между двумя исследованиями объясняется тем, что они использовали эффективные температуры, в среднем, на 130 К ниже, чем в нашей работе. Мы принимали температуры, полученные методом ИК-потоков, в то время, как Томкин и др. [23] использовали фотометрические данные на основе показателей цвета  $b - y$ ,  $R - I_J$ ,  $R - I_K$  и  $V - K$ . Как видно из Табл. 14, использование более низкой температуры приводит к более высокому содержанию углерода по линиям C I и, наоборот, к более низкому по линиям CH.

### 3.5 Анализ линий C I у звезд с избытком углерода

Ситуация с пониманием источников производства углерода в ранней Галактике усложняется существованием звезд низкой металличности, показывающих большой избыток углерода, так называемых, Carbon-Enhanced Metal-Poor (CEMP) звезд.

Они показывают избытки вплоть до  $[C/Fe] \sim 3$ . До сих пор остается спорным вопрос о том, образуются ли они из уже обогащенного углеродом вещества или же это связано с аккрецией вещества от звезды-компаньона, находящегося на стадии асимптотической ветви гигантов (АВГ) в двойной системе. Недавние исследования Старкенбург и др. [98] подтверждают двойственность CEMP-s звезд, которые, наряду с углеродом, показывают избытки Ba. Однако, их исследования не подтверждают двойственность CEMP-no звезд, у которых отсутствуют избытки Ba, что свидетельствует о другой причине повышенного содержания углерода в их атмосферах. На сегодня можно констатировать, что CEMP-no звезды не вписываются в современные теоретические модели химической эволюции Галактики. В дополнение к этому, при определении содержания углерода в этих звездах, различные индикаторы дают различающиеся между собой результаты [99].

Бехара и др. (BBL10) [99] и Спит и др. (SCB13) [100] использовали линии C I 4932 Å, 5052 Å, и 5380 Å, а также молекулярные CH линии

для определения содержания углерода у четырех звезд в диапазоне металличности  $-3.3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.5$ . Ими было найдено большое расхождение между атомарными линиями C I и молекулярными CH как в 1D, так и в 3D анализе, с (C I – CH) от  $-0.35 \text{ dex}$  до  $-0.79 \text{ dex}$  в 1D и от  $-0.23 \text{ dex}$  до  $+0.42 \text{ dex}$  в 3D.

Нами было замечено, что не-ЛТР поправки Бехары и др. [99] и Спит и др. [100] к содержанию для слабых линий очень велики,  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.45 \text{ dex}$ . Поэтому мы представили не-ЛТР вычисления с использованием нашей модели атома и атмосферными параметрами из BVL10 и SCB13. Полученные нами не-ЛТР эффекты значительно меньше и составляют  $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.04 \text{ dex}$ . Используя 1D-ЛТР содержания из BVL10 и SCB13 и наши поправки  $\Delta_{\text{NLTE}}$ , мы нашли, что содержание по двум видам линий (атомарным и молекулярным) находится в хорошем согласии для трех из четырех исследованных звезд с (C I – CH) =  $0.02 \text{ dex}$  (одна звезда из BVL10) и  $-0.03 \text{ dex}$  и  $0.07 \text{ dex}$  (две звезды из SCB13). Для одной из звезд из BVL10 (C I – CH) =  $-0.46 \text{ dex}$ . И в 3D разница (C I – CH) положительна и достигает  $+0.7 \text{ dex}$ . Для нас это явилось мотивом рассчитать не-ЛТР поправки к содержанию для линий C I для небольшой сетки моделей атмосфер, характерных для СЕМР-звезд. Нами были приняты  $S_{\text{H}} = 0.3$  и  $\xi_t = 1.5 \text{ km s}^{-1}$ . Результаты представлены в Табл. 15. Для видимых линий C I  $4932 \text{ \AA}$ ,  $5052 \text{ \AA}$ ,  $5380 \text{ \AA}$  и  $6587 \text{ \AA}$ ,  $\Delta_{\text{NLTE}}$  нигде не превосходит  $0.13 \text{ dex}$  по абсолютной величине. Не-ЛТР поправки отрицательны вплоть до  $-0.70 \text{ dex}$ , для ИК линий на  $9061 \text{ \AA}$ ,  $9078 \text{ \AA}$  и  $9111 \text{ \AA}$ . Расчеты были выполнены для  $[\text{C}/\text{Fe}] = 1, 2$  и  $3$ , хотя мы использовали модели атмосфер MARCS [59], вычисленные с  $[\text{C}/\text{Fe}] = 0$ . Для того, чтобы проверить, как  $\Delta_{\text{NLTE}}$  зависит от содержания углерода в модели атмосферы, мы попросили Ф. Группа посчитать две модели MAFAGS-OS [101, 102] с одинаковыми параметрами,  $6250/4.0/-3$ , но различным содержанием углерода  $[\text{C}/\text{Fe}] = 0$  и  $[\text{C}/\text{Fe}] = 3$ . В то время, когда мы берем общее содержание  $[\text{C}/\text{Fe}] = 3$  при вычисле-



нии статистического равновесия, не-ЛТР эффекты в линиях C I близки по значению для обеих моделей.

### 3.6 Выводы по главе 3

Разработана методика расчета статистического равновесия C I и проведен анализ формирования спектральных линий в условиях отклонения от ЛТР в атмосферах FGK-звезд.

Показано, что для каждой звезды из 47 FGK-карликов в диапазоне металличности от  $-2.5$  до  $0.2$  содержание углерода, полученное по молекулярным линиям CN, согласуется с не-ЛТР содержанием по атомарным линиям C I. Это позволяет сделать важный вывод о возможности использования молекулярных линий CN в рамках плоско-параллельных моделей атмосфер для определения содержания углерода, в том числе, для звезд с низкой металличностью, где атомарные линии отсутствуют.

HD/BD	$T_{eff}$ [K]	$\log g$	[Fe/H]	[C/Fe] (C I)	[C/Fe] (CH)	[C/Fe] (C <sub>2</sub> )	[Na/Fe]	[Zr/Fe]	[C/Na]
Тонкий диск									
19373	6045	4.24	0.1	-0.15	0	-0.01	0.07	-0.15	-0.22
22484	6000	4.07	0.01	-0.08	0.06	-0.08	-0.01	0.00	-0.07
30562	5900	4.08	0.17	-0.11	-0.11	-0.14	0.04	-0.05	-0.15
30743	6450	4.20	-0.44	0.14	0.23	—	0.10	0.12	0.04
34411	5850	4.23	0.01	-0.08	-0.09	-0.06	0.04	-0.08	-0.12
43318	6250	3.92	-0.19	0.00	0.06	0.03	0.03	0.07	-0.03
45067	5960	3.94	-0.16	-0.03	0.0	0.07	0.05	-0.05	-0.08
49933	6600	4.15	-0.47	0.03	0.18	—	0.10	0.12	-0.07
52711	5900	4.33	-0.21	0.07	0.03	—	0.08	0.03	-0.01
58855	6410	4.32	-0.29	0.05	0.17	—	0.09	0.15	-0.04
59984	5930	4.02	-0.69	0.09	0.19	—	-0.04	0.04	0.13
69897	6240	4.24	-0.25	0.03	0.02	—	-0.02	0.15	0.05
82943	5970	4.37	0.19	-0.06	0.01	-0.04	0.10	-0.09	-0.16
89744	6280	3.97	0.13	-0.07	0.05	—	0.10	0.03	-0.17
90839	6195	4.38	-0.18	-0.03	0.05	0.01	0.01	0.11	-0.04
92855	6020	4.36	-0.12	-0.08	-0.04	—	-0.01	0.02	-0.07
99984	6190	3.72	-0.38	0.13	0.19	—	0.12	0.12	0.01
100563	6460	4.32	0.06	0.00	—	—	0.05	0.09	-0.05
102870	6170	4.14	0.11	-0.03	0.06	—	0.11	0.02	-0.14
105755	5800	4.05	-0.73	0.20	0.18	—	0.14	0.10	0.06
110897	5920	4.41	-0.57	0.05	0.11	—	0.02	0.01	0.03
114710	6090	4.47	0.06	-0.13	—	-0.08	-0.06	0.08	-0.07
115617	5490	4.40	-0.10	0.04	-0.01	0.02	-0.01	-0.09	0.05
134169	5890	4.02	-0.78	0.16	0.13	—	0.10	0.15	0.06
138776	5650	4.30	0.24	0.00	0.02	0.05	0.16	0.02	-0.16
142091	4810	3.12	-0.07	0.05	-0.14	—	0.10	-0.10	0.02
142373	5830	3.96	-0.54	-0.03	0.03	0.1	-0.02	0.14	-0.01
Толстый диск									
22879	5800	4.29	-0.84	0.19	—	0.23	0.04	0.25	0.15
45205	5790	4.08	-0.87	0.26	0.04	—	0.07	0.15	0.19
59374	5850	4.38	-0.88	0.15	0.15	—	0.05	0.19	0.1
62301	5840	4.09	-0.70	0.23	0.12	0.15	0.00	0.06	0.23
76932	5870	4.10	-0.98	0.30	0.14	—	0.11	0.41	0.19
94028	5970	4.33	-1.47	0.10	0.14	—	-0.10	0.52	0.2
106516	6300	4.44	-0.73	0.14	0.17	—	0.11	0.25	0.03
134088	5730	4.46	-0.80	0.17	—	0.23	0.07	0.36	0.1
102200	6115	4.20	-1.24	0.00	0.10	—	—	—	—
97320	6110	4.27	-1.18	0.18	0.20	—	—	—	—
148816	5880	4.07	-0.78	0.20	0.22	—	—	—	—
Гало									
24289	5980	3.71	-1.94	—	0.39	—	-0.13	0.32	—
64090	5400	4.70	-1.73	0.22	0.11	—	-0.33	0.43	0.55
74000	6225	4.13	-1.97	—	0.36	—	0.19	0.54	—
84937	6350	4.09	-2.12	0.29	0.33	—	-0.15	0.38	0.44
103095	5130	4.66	-1.26	-0.15	-0.11	—	-0.31	0.52	0.16
108177	6100	4.22	-1.67	—	0.14	—	-0.08	0.34	—
140283	5780	3.70	-2.46	0.45	0.44	—	-0.39	0.03	0.84
-04° 3208	6390	4.08	-2.20	—	—	—	-0.20	0.35	—
-13° 3442	6400	3.95	-2.62	0.21	—	—	-0.04	—	0.25
+07° 4841	6130	4.15	-1.46	0.09	0.27	—	-0.02	0.56	0.11
+09° 0352	6150	4.25	-2.09	0.16	0.24	—	-0.23	0.42	0.39
+24° 1676	6210	3.90	-2.44	—	—	—	-0.29	0.64	—
+29° 2091	5860	4.67	-1.91	0.15	0.25	—	-0.35	0.26	0.5
+37° 1458	5500	3.70	-1.95	0.28	0.32	—	-0.32	0.61	0.6
+66° 0268	5300	4.72	-2.06	0.16	0.03	—	-0.43	0.41	—
G090-003	6010	3.90	-2.04	—	0.3	—	0.31	0.39	—
194598	6060	4.27	-1.12	-0.07	—	—	—	—	—
298986	6130	4.30	-1.34	-0.01	-0.02	—	—	—	—
+18° 3423	6070	4.28	-0.90	-0.05	0.00	—	—	—	—

Таблица 13. Результаты по определению содержания C, Na и Zr у звезд выборки. Результат диссертанта из работ [1A,3A,4A].

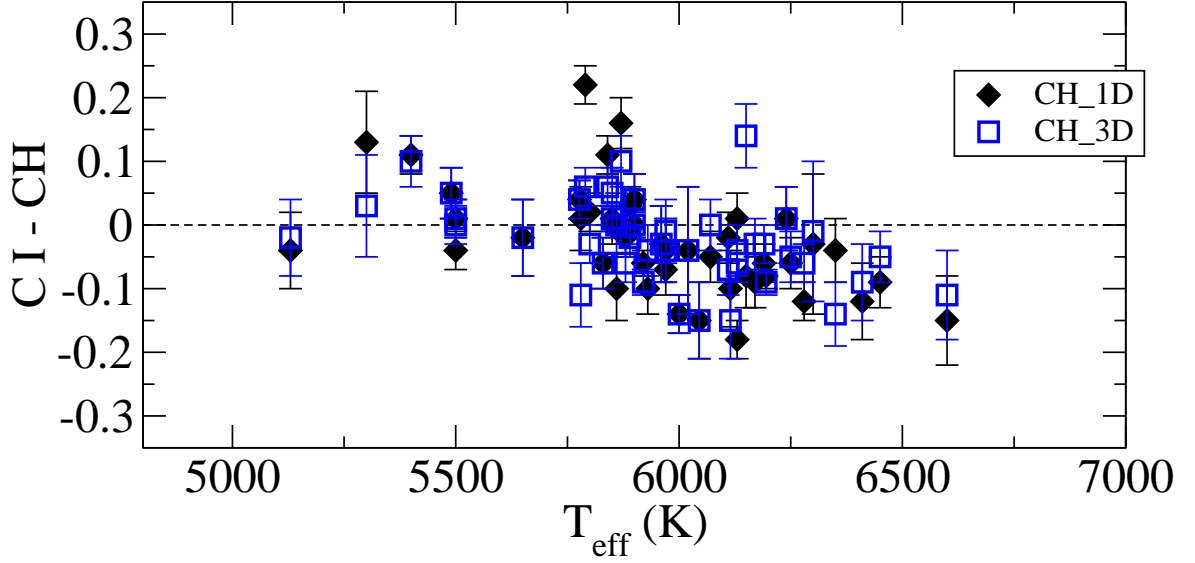


Рис. 17. Разница в содержании углерода, полученная по атомарным и молекулярным линиям. Синим цветом отмечены значения при учете 3D поправок из работы [97] для молекулярных CH линий. Результат диссертанта из работ [1A,4A].

Models	5100/4.5/-1		5800/4.3/-1		5800/3.7/-2		6300/4.0/-2		4600/1.6/-2.5	
	C I	CH	C I	CH	C I	CH	C I	CH	C I	CH
$\Delta T_{\text{eff}}=+100$ K	-0.17	-0.01	-0.08	+0.12	-0.06	+0.18	-0.05	+0.17	-0.11	+0.15
$\Delta \log g=+0.1$	+0.04	+0.01	+0.03	-0.01	+0.04	-0.03	+0.03	-0.04	+0.05	-0.03
$\Delta [M/H]=+0.1$	+0.03	+0.10	+0.03	+0.06	0.00	+0.01	0.00	+0.01	+0.01	+0.04
Total	0.18	0.10	0.09	0.14	0.07	0.18	0.06	0.18	0.12	0.16

Таблица 14. Изменение в содержании за счет изменения звездных параметров, полученное по линиям C I и CH. Результат диссертанта из работы [4A].

$\lambda, \text{\AA}$	4932	5052	5380	6587	9061	9078	9111
$\log g$	$T_{\text{eff}} = 4500 \text{ K}, [\text{M}/\text{H}] = -3, [\text{C}/\text{Fe}] = 2$						
0.5	-0.10	-0.12	-0.12	+0.01	-0.26	-0.21	-0.26
1.0	-0.08	-0.09	-0.10	0.00	-0.21	-0.17	-0.21
2.0	-0.06	-0.06	-0.07	-0.02	-0.13	-0.10	-0.13
	$T_{\text{eff}} = 5000 \text{ K}, [\text{M}/\text{H}] = -2, [\text{C}/\text{Fe}] = 2$						
1.5	-0.08	-0.12	-0.10	-0.06	-0.55	-0.50	-0.59
2.0	-0.06	-0.09	-0.07	-0.06	-0.48	-0.41	-0.50
2.5	-0.04	-0.07	-0.05	-0.05	-0.37	-0.32	-0.39
	$T_{\text{eff}} = 5500 \text{ K}, [\text{M}/\text{H}] = -2, [\text{C}/\text{Fe}] = 2$						
2.0	-0.08	-0.13	-0.10	-0.09	-0.66	-0.59	-0.70
3.0	-0.05	-0.06	-0.04	-0.05	-0.44	-0.40	-0.49
4.0	-0.02	-0.03	-0.02	-0.02	-0.21	-0.20	-0.25
	$T_{\text{eff}} = 6250 \text{ K}, [\text{M}/\text{H}] = -2, [\text{C}/\text{Fe}] = 1$						
3.0	-0.02	-0.02	-0.02	-0.03	-0.24	-0.19	-0.26
4.0	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.14	-0.10	-0.15
5.0	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	-0.06	-0.05	-0.06
	$T_{\text{eff}} = 6250 \text{ K}, [\text{M}/\text{H}] = -3, [\text{C}/\text{Fe}] = 3$						
3.0	-0.05	-0.10	-0.07	-0.07	-0.65	-0.55	-0.69
3.5	-0.04	-0.06	-0.05	-0.05	-0.54	-0.45	-0.56
4.0	-0.03	-0.05	-0.03	-0.04	-0.41	-0.34	-0.39
4.5	-0.02	-0.03	-0.02	-0.02	-0.29	-0.24	-0.29
5.0	-0.01	-0.02	-0.01	-0.01	-0.19	-0.14	-0.19

Таблица 15. Не-ЛТР поправки к содержанию для линий C I для сетки моделей атмосфер характерных для СЕМР-звезд. Результат диссертанта из работы [4A].

## Глава 4. Не-ЛТР содержание натрия у карликов и красных гигантов различных населений Галактики

### 4.1 Формирование линий Na I в неравновесных условиях

#### 4.1.1 Модель атома Na I и атомные данные

**Модель атома.** Модель атома состоит из 17 энергетических уровней нейтрального атома натрия до  $n=7$ ,  $l=5$  и основного состояния Na I. Энергии уровней взяты из работы [103]. Самый верхний уровень ниже порога ионизации на 0.29 эВ. Все состояния с  $n=7$  имеют близкие энергии, и их населенности должны быть равновесными друг относительно друга, поэтому они были объединены в один суперуровень. Тонкая структура не учитывалась за исключением состояния  $3p^2P^o$ . Наша модель атома включает 68 разрешенных связанно-связанных переходов, учитывая переходы на уровни, включенные в объединенные.

**Радиативные переходы.** Для разрешенных переходов силы осцилляторов были взяты из работы Фросе Фишер<sup>1)</sup>. Сечения фотоионизаций для уровней с  $l \leq 4$  были взяты из базы данных TOPbase (Кунто и Мендоза 1992)<sup>2)</sup>. Для высоких возбужденных объединенных уровней были приняты водородоподобные сечения.

**Столкновения с электронами.** Для учета возбуждения и ионизации Na I электронными столкновениями для всех возможных переходов между уровнями 3s, 3p, 4s, 3d, 4p, 5s, 4d, 4f были приняты сечения, вычисленные новым методом ССС (convergent close-coupling), из работы [104].

**Столкновения с атомами водорода.** Нейтральный водород – это

---

<sup>1)</sup> <http://www.vuse.vanderbilt.edu/>

<sup>2)</sup> <http://legacy.gsfc.nasa.gov/topbase>

наиболее распространенный вид атомов в атмосферах холодных звезд. Неупругие столкновения с атомами водорода менее эффективны по сравнению с электронными столкновениями. Однако, за счет большого числа атомов водорода их роль, возможно, велика. Неупругие столкновения с нейтральными атомами водорода были учтены, используя коэффициенты скоростей из работы [105] для всех возможных переходов между девятью самыми нижними уровнями, а именно, 3s, 3p, 4s, 3d, 4p, 5s, 4d, 4f, 5p и процессы обмена зарядом  $\text{Na I}, +\text{H I}(1s) \rightleftharpoons \text{Na}^+ + \text{H}^-$ . В работе [45] показано, что скорости, полученные в работе [105], меньше скоростей, полученных по формуле Дравина ([53]) на несколько порядков (от 1 до 6, в зависимости от перехода).

#### 4.1.2 Механизмы отклонения от ЛТР для Na I

Рис. 18 представляет b-факторы уровней Na I в атмосферах двух исследуемых звезд HD 80966 ( $T_{\text{eff}}=4580$  К,  $\log g=1.80$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]=-1.08$ ) и HD 161587 ( $T_{\text{eff}}=4270$  К,  $\log g=1.47$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]=+0.12$ ). В работе [106] показано, что в установлении статистического равновесия любого атома соревнуются различные механизмы: рекомбинации на возбужденные состояния и последующие каскадные переходы на нижние уровни, выход фотонов в линии на глубинах, не превышающих средней длины свободного пробега, поглощение фотонов на глубинах, где среда непрозрачна в ядре линии, но уже прозрачна в крыльях, а также избыточная фотоионизация на глубинах, где  $\tau < 1$  за порогом ионизации уровня.

Мы исследуем линии  $6154 \text{ \AA}$  и  $6161 \text{ \AA}$ , образованные при переходах  $3p^2P^o_{1/2} - 5s^2S$  и  $3p^2P^o_{3/2} - 5s^2S$ . Анализируя b-факторы этих уровней (Рис. 18) для звезды HD 161587, мы видим, что b-фактор нижнего уровня  $b_l$  больше, чем b-фактор верхнего уровня  $b_u$ , а также неравенство  $b_l > 1$  выполняется для исследуемых линий в областях их формирования. Оба эффекта ведут к тому, что в не-ЛТР линия поглощения будет сильнее, чем

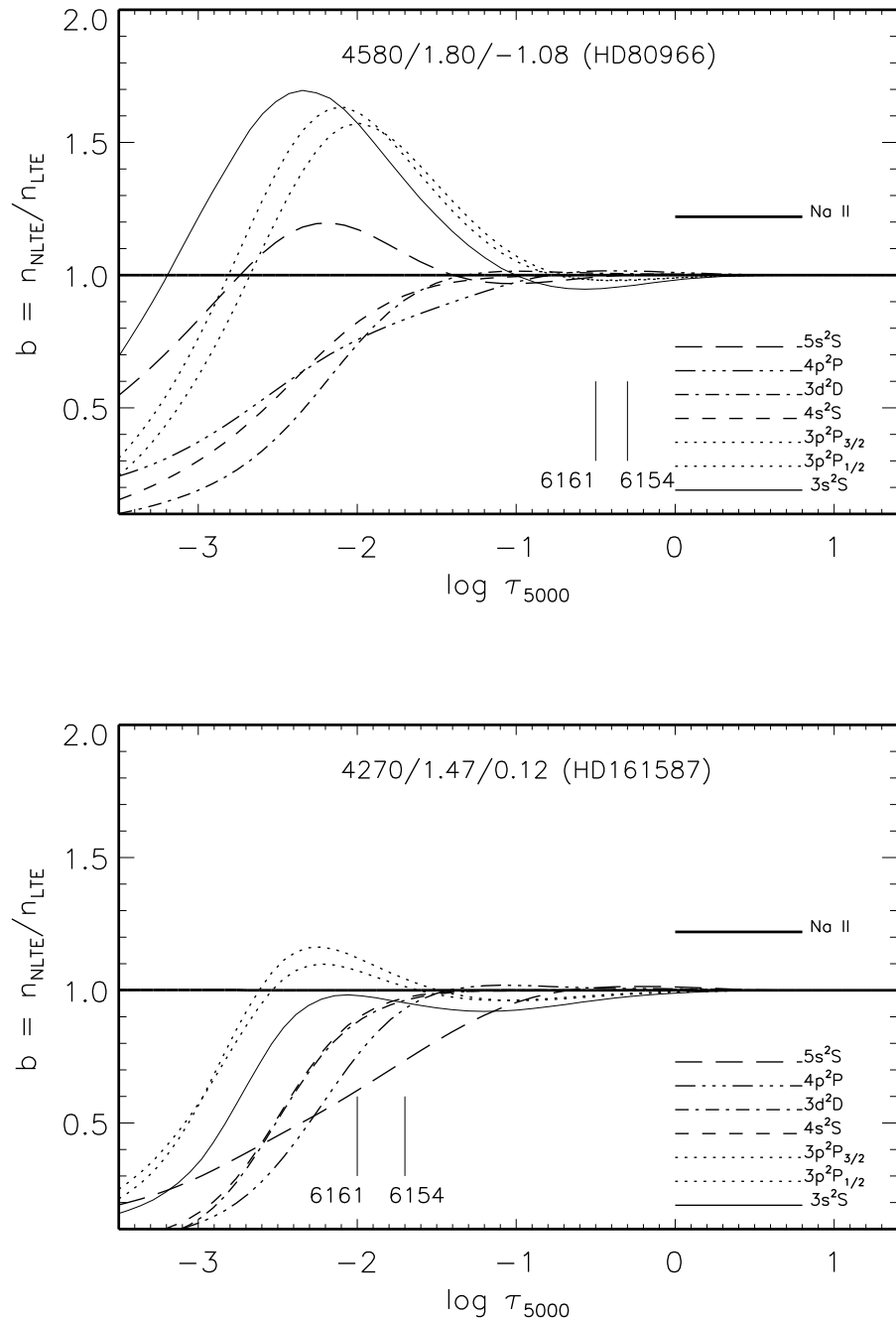


Рис. 18.  $b$ -факторы для уровней Na I в зависимости от оптической глубины  $\tau_{5000}$  в моделях атмосфер с  $T_{\text{eff}}=4580\text{K}$ ,  $\log g=1.80$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]=-1.08$  (HD 80966, верхняя панель) и  $T_{\text{eff}}=4270\text{K}$ ,  $\log g=1.47$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]=+0.12$  (HD 161587, нижняя панель). Вертикальными линиями отмечены глубины формирования ядер исследуемых линий, т.е. глубины, где  $\tau=1$  на центральных длинах волн. Результат диссертанта из работы [6A].

в ЛТР. Это означает, что у линий Na I 6154 Å и 6161 Å не-ЛТР поправки к содержанию ( $\Delta_{NLTE} = \log \epsilon_{LTE} - \log \epsilon_{NLTE}$ ) будут отрицательными. А в атмосфере звезды HD 80966 области формирования исследуемых линий находятся в слоях, где, с одной стороны, присутствует избыточная фотоионизация с уровня 3p ( $\lambda_{\text{thr}} = 4086 \text{ Å}$ ), а, с другой стороны, уровни 3s и 3p становятся перезаселенными, благодаря рекомбинациям на высоковозбужденные состояния с последующими каскадными переходами на нижние уровни. Этот пример показывает, как различные процессы конкурируют между собой в установлении статистического равновесия. Наши дальнейшие расчеты профилей линий показали, что для этой звезды поправки к содержанию отрицательны и малы по величине.

Несмотря на множество работ, посвященных не-ЛТР исследованиям, сравнивать наши результаты возможно только с результатами, полученными Линд и др. [45]. Это связано с тем, что только в этой работе учтены столкновения в атомами водорода, выполненные Барклемом и др. [105]. Мы провели сравнение не-ЛТР поправок для модели MARCS с параметрами атмосферы  $T_{\text{eff}} = 5000 \text{ K}$ ,  $\log g = 2.0 \text{ dex}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2 \text{ dex}$  и  $\xi_t = 2.0 \text{ km/s}$  (Таблица 16). Полученное согласие находится в пределах 0.02 dex.

$\lambda, \text{ Å}$	Переход	Линд и др. (2011)	Эта работа
5895.92	3s-3p	-0.50	-0.51
5688.20	3p-4d	-0.10	-0.10
6160.75	3p-5s	-0.08	-0.10
8183.26	3p-3d	-0.30	-0.32

Таблица 16. Сравнение не-ЛТР поправок данной работы с результатами Линд и др. (2011) для выбранных линий Na I в модели атмосферы гиганта с низкой металличностью  $T_{\text{eff}} = 5000 \text{ K}$ ,  $\log g = 2.0 \text{ dex}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2 \text{ dex}$  и  $\xi_t = 2.0 \text{ km/s}$ . Результат диссертанта из работы [6A].



## 4.2 Анализ солнечных линий Na I

В качестве звезды-стандарта для анализа содержания всех последующих звезд использовалось Солнце. Анализ солнечных линий Na I производился с использованием Атласа Солнца в единицах нормированного потока ([76]). Набор линий натрия с информацией о переходах, принятых силах осцилляторов ( $\log gf$ ), постоянных для штарковского ( $\log C_4$ ) и вандерваальсовского ( $\log C_6$ ) взаимодействия приведен в Таблице 17. Для вычисления профиля уширения линии, вызванного упругими столкновениями с нейтральным водородом (уширение Ван-дер-Ваальса), были использованы данные из работ [107] и [108]. Для трех слабых линий натрия 6154, 6161, 5149 Å нет точных данных для вычисления константы  $C_6$ . Поэтому мы приняли для них такие же величины, как те, что были вычислены для линий 5682, 5688 Å.

Вычисления были выполнены для двух различных моделей солнечной атмосферы с  $T_{\text{eff}}=5777\text{K}$ ,  $\log g=4.44$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]=0$  и  $\xi=0.9$  км/с. Первая модель была вычислена так, как описано в п. 2.2, это, так называемая, модель ATLAS9, которую в дальнейшем мы будем называть стандартной моделью. Вторая – это модель MARCS ([59]).

Содержание натрия определялось путем анализа профилей линий. Как правило, неопределенность в процедуре описания теоретического профиля менее, чем 0.02 dex для слабых линий и 0.03 dex для сильных. Была проведена свертка теоретических профилей для учета уширения вращением со скоростью 1.8 км/с и макротурбулентными движениями.

Полученные результаты по двум моделям хорошо согласуются (Таблица 17). По всем линиям, кроме резонансных, среднее содержание натрия в шкале  $\log \epsilon = 12$  было получено  $\log \epsilon_{Na} = 6.20 \pm 0.04$ . Этот результат хорошо согласуется с результатами Асплунда и др. [82], которые определили  $\log \epsilon_{Na} = 6.24 \pm 0.04$ .

Длина волны, Å	Переход	log $gf$	log $C_4$	log $C_6$	log $\epsilon_{\odot Na}$				
					(а)	(б)	(в)	(г)	(д)
5889.95	$3s^2S - 3p^2P^o_{3/2}$	0.109	-15.11	-31.131	6.17	6.17	6.23	6.16	6.17
5895.92	$3s^2S - 3p^2P^o_{1/2}$	-0.194	-15.11	-31.131	6.17	6.17	6.25	6.16	6.17
8183.26	$3p^2P^o_{1/2} - 3d^2D$	0.237	-13.76	-30.407	6.18	6.19	6.23	6.18	6.18
8194.80	$3p^2P^o_{3/2} - 3d^2D$	0.538	-13.76	-30.407	6.17	6.17	6.22	6.17	6.17
5682.64	$3p^2P^o_{1/2} - 4d^2D$	-0.706	-12.18	-29.469	6.16	6.16	6.19	6.15	6.16
5688.20	$3p^2P^o_{3/2} - 4d^2D$	-0.406	-12.18	-29.469	6.15	6.14	6.22	6.15	6.15
6154.23	$3p^2P^o_{1/2} - 5s^2S$	-1.547	-14.63	-29.469	6.23	6.23	6.23	6.22	6.23
6160.75	$3p^2P^o_{3/2} - 5s^2S$	-1.246	-14.63	-29.469	6.23	6.23	6.23	6.22	6.23
5148.84	$3p^2P^o_{1/2} - 6s^2S$	-2.090	-12.55	-29.469	6.25	6.25	6.25	6.24	6.25
Среднее					6.20	6.20	6.22	6.19	6.20
Ошибка					0.04	0.04	0.02	0.04	0.04

Таблица 17. Используемые атомные данные для линий и солнечное не-ЛТР содержание, полученное с использованием моделей Куруца колонка (а) и MARCS (б). Приведены результаты тестовых расчетов с применением  $\Delta \log C_6 = -0.3$  (в), с использованием скоростей для столкновений из Парк (1971) (г) и Игенберга и др. (2008) (д). Средние величины даны без учета резонансных линий. Результат диссертанта из работы [6A].

Было проверено влияние точности атомных данных на определение содержания. Для этого были определены содержания натрия на Солнце со стандартной моделью атмосферы, используя различные данные для столкновительных процессов с электронами: эмпирические скорости из работы [109] и аналитические функции из работы [104]. Результаты согласуются в пределах 0.01 dex (Таблица 17).

### 4.3 Определение содержания натрия у GK-гигантов

#### 4.3.1 Наблюдательные данные и выборка звезд

Спектральные наблюдения звезд проводились с использованием различных инструментов (Таблица 18). Кроме того, были использованы архивы Европейской Южной Обсерватории (Чили, Паранал, VLT/UVES спек-

трограф, программа ID 266.D-5655(A)). Все спектры были получены с высоким спектральным разрешением ( $R=\lambda/\delta\lambda$ ) и отношением сигнала к шуму не менее 100. Все полученные данные были обработаны в стандартном MIDAS пакете за исключением тех, которые были получены на телескопах VLT (стандартная система обработки UVES) и Otto Struve (IRAF).

№	Обсерватория	Телескоп	Спектрограф	R	$\Delta\lambda$ , Å	Годы
1	КрАО	2.6-м MTS	ASP-14	40000	5100-6800	1998-2005
2	Xinglong	2.2-м	Red brunch	50000	5600-9300	2006-2011
3	Терскол	2-м RCC Karl Zeiss	MAESTRO	43000	3500-9800	2006-2010
4	CAO	6-м БТА	НЭС	60000	5000-6800	2000-2003
5	ESO	8-м VLT	UVES	80000	3030-10400	архив
6	McDonald	2.1-m Otto Struve	CE	60000	5000-6000	2005

Таблица 18. Журнал наблюдений. Наблюдения проводились соавторами диссертанта из работы [6A].

Выборка звезд состоит из 78 красных гигантов в окрестности Солнца. Возрасты, массы и кинематические параметры, а именно, компоненты пространственных скоростей ( $U$ ,  $V$ ,  $W$ ) были взяты из работ [110, 111], [112–114], [33, 34]. В вышеперечисленных работах все звезды были разделены на три кинематические группы: тонкий диск (среди которых 15 бариевых звезд), толстый диск, звезды потока Геркулеса. При разделении звезд на группы принимались во внимание следующие факторы: компоненты галактических скоростей, эксцентриситет орбиты, максимальная высота звезды над плоскостью Галактики. Нужно иметь в виду, что тонкий и толстый диски имеют некоторую область перекрытия по кинематике и металличности, поэтому принадлежность звезд к толстому или тонкому дискам определялась с некоторой долей вероятности по методике, описанной в работе [115].

Возраст звезд может служить одним из дополнительных критериев принадлежности звезд к толстому или тонкому диску, учитывая, что

звезды толстого диска не могут быть моложе 8 млрд. лет [37]. Если для звезд-карликов это можно использовать, то для звезд-гигантов, расположенных очень тесно на диаграмме Герцшпрунга–Рессела, возраст невозможно определить с удовлетворительной точностью. В связи с этим, в настоящей работе мы ввели другой критерий – отношение элементов  $\alpha$ -процесса ( $\alpha$ -элементов) к железу. Как показывают многочисленные исследования,  $[\alpha/\text{Fe}]$  в среднем выше у звезд толстого диска ( $[\alpha/\text{Fe}] > 0.2$ ) по сравнению с тонким диском [116]. Где величина  $[\alpha/\text{Fe}]$  есть среднее от  $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  или  $[\langle \text{Mg} + \text{Ca} + \text{Si} \rangle / \text{Fe}]$ . Этот критерий применялся в том случае, если вероятность принадлежности звезды к толстому диску по кинематическому критерию была менее 0.99, но не менее 0.8. В результате образовалась дополнительная группа из 13 звезд, так называемых, переходных, которые однозначно не могут быть отнесены ни к толстому, ни к тонкому диску.

На диаграмме  $(U^2 + W^2)^{1/2}$  от  $V$  (Рис. 19) показаны четыре группы звезд: 38 звезд тонкого диска (среди которых 15 бариевых), 15 звезд толстого диска, 13 звезд потока Геркулеса и 13 переходных звезд. На Рис. 20 показано содержание  $\alpha$ -элементов в атмосферах этих групп звезд. Обращают на себя внимание две звезды HD 74387 и HD 24758, которые по кинематике уверенно (с вероятностью  $p=0.99$ ) принадлежат толстому диску, однако, не показывают избытков  $\alpha$ -элементов. Возможно, это, так называемые, "runaway"-звезды, которые были выброшены из тонкого диска после разрыва двойной системы по причине взрыва сверхновой или вследствие динамических взаимодействий между звездами в плотных скоплениях [117].

Среди 38 звезд тонкого диска 15 звезд - бариевые, поэтому они были выделены в отдельную подгруппу по своим химическим свойствам. Бариевые звезды это звезды с химическими peculiarity, привлекающие внимание исследователей уже более 60 лет [118]. Бариевые звезды, как

правило, обнаруживаются только в тонком диске. Одна из гипотез образования бариевых звезд связана с двойственностью этих объектов. Более массивный компонент, находясь на стадии АВГ, производит химические элементы в s-процессе, которые при сбросе оболочки переносятся на вторичный компаньон - звезду главной последовательности. На завершающем этапе своей эволюции первичный компонент становится труднообнаружимым белым карликом, а вторичный эволюционирует в красного гиганта. Название бариевой звезды связано с усиленными линиями Ba в ее спектре. Эта гипотеза подкрепляется наблюдениями, подтверждающими двойственность бариевых звезд [119], но не согласуется с высокими эксцентриситетами их орбит. Это говорит о нашем неполном понимании того, как образуются бариевые звезды. Хотя, стоит отметить, что не так давно был предложен механизм образования высоких эксцентриситетов орбит бариевых звезд, связанный с рождением белого карлика [120]. Основная доля работ по химическому составу бариевых звезд выполнена на основе ЛТР анализа, при этом основное внимание сосредоточено на тяжелых элементах. Работ по исследованию натрия в бариевых звездах немного. В этих немногочисленных работах получены отличающиеся между собой результаты: в работах [110, 111, 121] найден избыток  $[Na/Fe]$ , в другой работе [122] найдено солнечное значение  $[Na/Fe]$ . Клейтон [123] объясняет избыток натрия его синтезом в s-процессе. С другой стороны, избыток может быть объяснен тем, что не учитывались не-ЛТР эффекты. Определение содержания натрия в бариевых звездах с учетом не-ЛТР эффектов представляет интерес с точки зрения проверки сценария образования этих звезд.

Наша выборка включает также 13 звезд потока Геркулеса. Поток Геркулеса – это группа звезд, движущаяся в выделенном направлении [124, 125]. Природа этого движущегося потока все еще не выяснена. Как правило, звездные потоки являются остатками рассеянных звездных скоплений. При этом звезды потока имеют близкие значения возрастов и содер-

жание химических элементов. Вторая гипотеза о происхождении связана с резонансными взаимодействиями галактического бара. Это, так называемая, динамическая природа потока Геркулеса [126], звезды которого не связаны общей эволюцией и берут свое начало из областей внутреннего диска. Другое предположение основано на том, что поток Геркулеса образовался при слиянии нашей Галактики с другой системой. Исследование химического состава звезд потока Геркулеса были выполнены на основе ЛТР метода для звезд-карликов в работах [127], а также для красных гигантов в работе [114], которые показали существенное различие возрастов и содержание химических элементов звезд потока. Целью нашей работы также является переопределение с учетом не-ЛТР эффектов содержания натрия в гигантах, исследованных в работе [114]. Это позволит качественно сравнить звезды потока Геркулеса со звездами различных населений нашей Галактики на предмет содержания в них натрия, что, возможно, будет полезно для разгадки их природы.

### 4.3.2 Параметры атмосфер

Все параметры атмосфер исследуемых звезд, содержание  $\alpha$ -элементов ( $[Mg/H]$ ,  $[Ca/H]$ ,  $[Si/H]$ ), содержание Ba относительно Fe были взяты из работ [110, 111], [112–114], [33, 34]. Физические параметры заключены в следующих пределах: для эффективной температуры  $3930 < T_{\text{eff}} < 5300\text{K}$ , для ускорения силы тяжести на поверхности  $0.74 < \log g < 3.21$  и для металличности  $-1.08 < [Fe/H] < +0.34$  (Рис. 21). Они определялись методами, основанными на анализе линий элементов железного пика. Металличности  $[Fe/H]$  определялись путем усреднения  $[Fe\ I/H]$  и  $[Fe\ II/H]$ , где  $[Fe\ I/H]$  - это содержание Fe, полученное на основе использования линий нейтрального железа Fe I, а  $[Fe\ II/H]$  - то же самое по линиям Fe II.

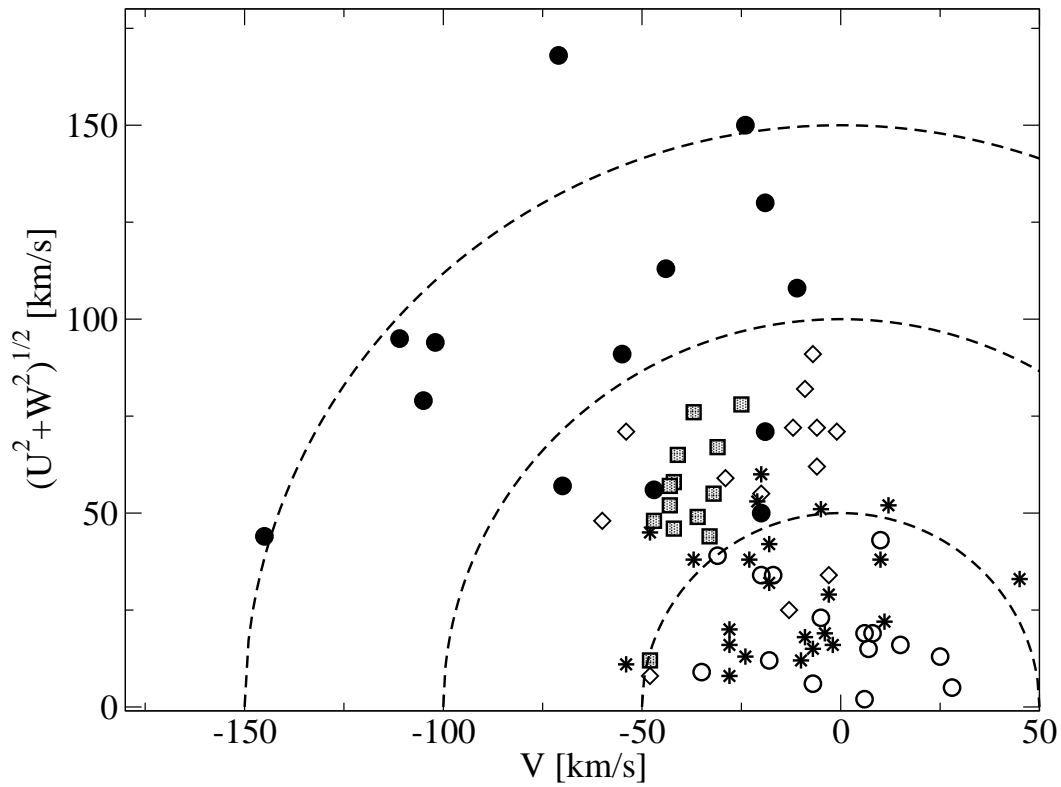


Рис. 19. Диаграмма UVW-скоростей для исследованной выборки звезд. Звезды тонкого диска обозначены „звездочками“, бариевые звезды тонкого диска выделены „белыми кружочками“, звезды толстого диска - „черными кружками“, переходные звезды - „ромбиками“ и звезды потока Геркулеса - „серыми квадратами“. Совместный результат диссертанта из работы [6А].

### 4.3.3 Определение содержания натрия

Содержание натрия для каждой звезды было получено путем согласования синтетических спектров с наблюдаемыми профилями двух линий Na I 6154 Å и 6161 Å. На Рис. 22 показан наблюдаемый профиль линии Na I 6154 Å у HD 211683, который сравнивается с не-ЛТР и ЛТР профилями линий. Полученные содержания приведены в Таблицах 19 и 20. Содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ , полученное в не-ЛТР, оказывается ниже ЛТР содержания в среднем на 0.06 dex. Применение не-ЛТР подхода ведет к уменьшению ошибки  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  для всех групп, что говорит в его пользу. Наиболее очевидно это для группы переходных звезд.

На Рис. 23 показана зависимость не-ЛТР поправок от металличности и эквивалентной ширины линии (EW). Для нашей выборки звезд не-ЛТР поправки к содержанию для двух линий 6154 Å и 6161 Å составляют от  $-0.06$  до  $-0.24$  dex, в зависимости от параметров звезд. Они малы в случае, если  $\text{EW} < 50 \text{ mÅ}$  и становятся больше с увеличением эквивалентной ширины. Зависимость не-ЛТР поправок от эквивалентной ширины обусловлена различным положением линии на кривой роста. Сравнительный анализ наших звезд показывает, что уменьшение металличности приводит к увеличению не-ЛТР поправок. Это связано с тем, что при уменьшении металличности уменьшается электронная концентрация, а значит, столкновительные скорости ослабевают по сравнению с радиативными. В результате для двух звезд с одинаковыми эквивалентными ширинами отклонения от ЛТР будут сильнее там, где ниже металличность. С другой стороны, с ростом металличности линии Na I усиливаются так, что область их формирования перемещается в более высокие атмосферные слои, где отклонения от ЛТР сильнее. Однако, в атмосферах наших звезд первый механизм оказывается доминирующим.

Содержание Na I на Солнце было принято из анализа солнечных линий Na I 6154 Å и 6161 Å в этой работе (п. 2.4) и составляет  $\log \epsilon_{\odot \text{Na}} = 6.23$



в случае не-ЛТР и  $\log \epsilon_{\odot Na} = 6.33$  в ЛТР. Определение содержания  $[Na/Fe]$  зависит от точности параметров атмосферы. Мы вычислили неопределенности в отношениях содержания натрия к железу, полученных по линиям нейтрального ( $[Na/Fe I]$ ) и ионизованного ( $[Na/Fe II]$ ) железа, в зависимости от вероятных ошибок в параметрах атмосферы и в параметре уширения  $\Delta \log C_6 = -0.3$  для двух звезд HD 162587 ( $EW(6154) = 94 \text{ m\AA}$ ,  $EW(6161) = 115 \text{ m\AA}$ ) и HD 10550 ( $EW(6154) = 147 \text{ m\AA}$ ,  $EW(6161) = 164 \text{ m\AA}$ ) (Таблица 21). Общая ошибка вычислялась на основе предположения о независимости всех отдельных ошибок. Ошибки в  $[Na/Fe I]$  вследствие неопределенности  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  небольшие, потому что Na I и Fe I имеют одинаковую чувствительность к изменению параметров. Линии Fe II чрезвычайно чувствительны к ошибке определения  $\log g$ , а линии Na I нет. С другой стороны на линии Na I будет влиять изменение  $T_{\text{eff}}$ , в то время как на линии Fe II не будет. В результате, Na I и Fe II ведут себя по-разному при изменении параметров. Полученные величины ошибок типичны для всех звезд с похожими эквивалентными ширинами.

#### 4.3.4 Анализ результатов

Содержание натрия по отношению к железу показано на Рис. 24 для нашей выборки звезд. Мы не наблюдаем какой-либо зависимости  $[Na/Fe]$  от металличности для кинематических групп. Скорее всего, это обусловлено узким диапазоном металличности исследуемых звезд. Получены следующие содержания: для звезд тонкого диска  $[Na/Fe] = 0.10 \pm 0.10$ , для звезд толстого диска  $[Na/Fe] = 0.04 \pm 0.06$ , для звезд потока Геркулеса  $[Na/Fe] = 0.00 \pm 0.08$  (без звезды HD 10550), для бариевых звезд  $[Na/Fe] = 0.15 \pm 0.11$ , а также для переходных звезд  $[Na/Fe] = 0.07 \pm 0.10$ . Полученные величины  $[Na/Fe]$  в пределах ошибки определения равны солнечному значению. Это говорит о том, что после того, как содержание  $[Fe/H]$  в Галактике достигло величины приблизительно  $-0.5$ , механизмы синтеза натрия и железа не

претерпевали каких-либо изменений.

С другой стороны, нас интересует, действительно ли в наших звездах содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  увеличивалось в процессе звездной эволюции благодаря NeNa-циклу и натрий выносился на поверхность за счет крупномасштабной конвекции. Если это справедливо, то мы должны видеть корреляцию между  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  и светимостью или антикорреляцию  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  с  $\log g$ . На Рис. 25 показана зависимость  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  от  $\log g$ . Для более тонкого анализа звезды были разделены на две группы с  $\log g < 2.4$  и  $\log g > 2.4$ , следуя работе Кэрел и др. (2004). Получены следующие результаты:

- для звезд с  $\log g > 2.4$  мы не нашли различий между звездами тонкого ( $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.08 \pm 0.07$ ) и толстого ( $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.08 \pm 0.03$ ) дисков;
- для звезд с  $\log g < 2.4$  мы обнаружили небольшое увеличение Na по отношению к Fe в среднем для звезд тонкого диска ( $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.11 \pm 0.11$ ) по сравнению со звездами толстого диска ( $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.02 \pm 0.07$ ) наряду с большим разбросом.

Зависимость  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  от  $\log g$  впервые была обнаружена для F-сверхгигантов Боярчуком и Любимковым [129]. Боярчуком и др. [35] была описана антикорреляция между избытками  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  и  $\log g$  для холодных гигантов. Мишенина и др. [130], исследовав 177 гигантов с  $\log g > 2.0$ , не обнаружили никакой корреляции  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  с  $\log g$ .

Наши результаты не обнаруживают заметной корреляции  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  и  $\log g$  для исследуемой выборки звезд тонкого и толстого дисков. Подавляющее большинство звезд толстого диска имеют небольшие массы ( $M/M_{\odot} < 2.0$ ), в отличие от звезд тонкого диска. Согласно современным теоретическим представлениям, у звезд малых масс ( $M/M_{\odot} < 1.5$ ) реакции NeNa-цикла неэффективны. Как следствие, избытки натрия не должны наблюдаться.

Для 15 бариевых звезд тонкого диска обнаружен намек на избыточное содержание натрия, но его величина сопоставима с ошибкой определения:

$[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.17 \pm 0.14$  для звезд с  $\log g < 2.4$  и  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.12 \pm 0.06$  для звезд с  $\log g > 2.4$ . Но маловероятно, что это связано с синтезом Na в s-процессе, поскольку отсутствует зависимость  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  от  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ , как показано на Рис. 26, построенной для 9 звезд из нашей выборки.

Звезды потока Геркулеса показывают, в среднем, солнечное содержание натрия  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.00 \pm 0.08$ , если не учитывать звезду HD 10550, которая показывает большой избыток (Таблица 20) и, вероятно, не принадлежит потоку Геркулеса ( $p = 0.58$ ). Эта звезда находится на более продвинутой стадии эволюции, поскольку имеет высокую массу, и этим, по всей видимости, объясняется большой избыток натрия.

#### 4.3.5 Сравнение с другими исследованиями

Большинство исследований по натрию посвящено звездам в шаровых и рассеянных скоплениях (Таблица 22), а в данной работе исследуются звезды поля. Полученные нами ЛТР результаты для звезд тонкого диска находятся в хорошем согласии с данными [131] и [132], а для звезд толстого диска с данными [133] и [32]. Однако полученные нами ЛТР содержания  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  звезд тонкого диска, в среднем, выше, чем у [32]. Наши не-ЛТР результаты согласуются со значениями  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  для гигантов из работы [130], а также для звезд толстого диска из работы [133]. В работе [130] мы нашли три звезды, общие с нашей работой. Для звезды HD 108381 в нашей работе  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 6.73$ , а у них  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 6.71$ , что говорит о хорошем согласии. С другой стороны,  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  для этой же звезды будет 0.29 в работе [130] и 0.18 в нашей работе. Такое различие результатов  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  объясняется тем, что найденные металличности в этих двух работах различаются на 0.13 dex. Для звезды HD 196714 в работе [130] определено  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 6.19$ , а в нашей работе  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 6.24$  при одинаковых физических параметрах исследуемой звезды. Для HD 100696 мы получили  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 6.03$ , а в работе [130] найденное значение  $\log \epsilon_{\text{Na}} = 5.98$ . В этом случае расхождение на 0.05 dex,

возможно, обусловлено различиями в  $\log g$  и скорости микротурбулентности.

Анализируя красные гиганты толстого и тонкого дисков, [32] не обнаружили разницы в содержании  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между звездами толстого и тонкого дисков. Для карликов толстого и тонкого дисков [30] и [31] также не обнаружили разницы в содержании  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между ними. В работе [134] есть высказывание о том, что карлики тонкого диска кажутся более обогащенными натрием, но, подсчитав среднее, мы не увидели различия (Таблица 22). Сравнивая наши результаты для толстого и тонкого дисков, мы не нашли различий для гигантов с  $\log g > 2.4$ , в то время как для гигантов с  $\log g < 2.4$  содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в звездах тонкого диска, в среднем, выше, чем в звездах толстого диска.

Для сравнения гигантов данной работы с карликами поля мы привлекли работу [135], поскольку только в этой работе применен не-ЛТР подход. Мы не обнаружили различий между ними.

Для бариевых звезд и звезд потока Геркулеса наша работа является первой, где содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  определено в отсутствии предположения об ЛТР. Для бариевых звезд тонкого диска обнаружен намек на избыточное содержание натрия, но его величина сопоставима с ошибкой определения. Полученное нами повышенное ЛТР содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в бариевых звездах согласуется с ЛТР результатами [121]. ЛТР содержание для карликов потока Геркулеса из работы [127] согласуется с нашими не-ЛТР результатами в пределах ошибки определения.

#### **4.3.6 Сравнение измеренного содержания Na с теоретическими предсказаниями**

Существуют теории, которые предсказывают увеличение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  на поверхности звезды после первого или второго перемешивания (1DUP, 2DUP). В течение первого перемешивания химический состав на поверх-

ности звезды изменяется, когда внешняя конвективная зона распространяется вглубь звезды и достигает слоев, которые содержат вещество, участвовавшее в термоядерных реакциях ([155]). Изменение поверхностного содержания натрия зависит от начальной массы и светимости звезды. Мы использовали результаты теоретического моделирования, которые дают различные предсказания изменения содержания натрия на поверхности звезды до того момента, пока звезда не начнет восхождение на стадию АВГ. Первая теория называется стандартной, в которой нет какого-либо иного механизма, кроме конвекции. Вторая теория отличается от стандартной тем, что в ней учитывается термогалинная нестабильность [156]. Термогалинная нестабильность это процесс перемешивания, возникающий при увеличении среднего молекулярного веса звездного вещества по направлению к поверхности звезды. Предсказанное двумя теориями отношение  $[Na/Fe]$  как функция массы звезды показано на Рис. 27. Расчеты сделаны для солнечной металличности. Две теоретические модели дают разные предсказания, но разброс наблюдаемого содержания натрия так велик, что не позволяет сделать никаких выводов о достоверности той или иной теоретической модели. Согласно теории, не следует ожидать повышения  $[Na/Fe]$  для звезд толстого диска, поскольку эти звезды маломассивные. Звезды же тонкого диска обладают разными массами, поэтому для них можно ожидать большой разброс величины  $[Na/Fe]$ . По всей видимости, это объясняет то, что звезды тонкого диска, в среднем, имеют повышенное содержание  $[Na/Fe]$ .

В связи с этим, сложно говорить о том, могут ли звезды нашей выборки быть полезны в решении проблем химической эволюции Галактики. Звезды толстого диска, как наиболее свободные от влияния следов звездной эволюции, будут более привлекательны для сравнения с теоретическими моделями эволюции Галактики.

#### 4.4 Определение содержания натрия у FGK-карликов

Наблюдательный материал и параметры звезд подробно описаны в пункте 3.4.1 этой диссертации.

Результаты по определению содержания натрия у FGK-карликов приведены в Таблице 13.

Список линий, по которым определялось содержание натрия, представлен в Таблице 17. Всего использовалось 6 линий Na, включая резонансные. Включение резонансных линий обусловлено отсутствием иных в звездах низкой металличности. В звездах с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$  резонансные линии не использовались. При определении содержания был использован дифференциальный подход, при котором из содержания, полученного по каждой линии вычиталось солнечное содержание по этой же самой линии и только после этого вычислялось среднее значение. Такой подход позволяет исключить влияние ошибок в силах осцилляторов. Для сравнения с наблюдениями при расчете теоретических спектров были учтены инструментальное уширение и уширение макротурбулентными движениями.

#### 4.5 Сравнение содержания натрия у звезд-карликов и звезд-гигантов

Представляется интересным сравнить содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между карликами и гигантами. Здесь мы приводим сравнение результатов и, как видно, из Рисунка 28 среднее содержание у гигантов тонкого диска  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.10 \pm 0.10$ , в то время, как для карликов тонкого диска эта величина  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.05 \pm 0.06$ . У гигантов толстого диска  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.04 \pm 0.06$ , а у карликов  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.04 \pm 0.07$ . В пределах ошибки определения мы не обнаружили разницы между карликами и гигантами для звезд тонкого диска и звезд толстого диска Галактики.

## 4.6 Выводы по главе 4

Построена модель атома Na I с использованием современных атомных данных. Определено содержание натрия при отказе от ЛТР у 78 красных гигантов, принадлежащих тонкому и толстому дискам Галактики с использованием разработанной не-ЛТР методики. Гиганты потока Геркулеса не обнаруживают какой-либо особенности в отношении содержания натрия. Среднее содержание натрия у них близко к солнечному. Для 15 бариевых звезд-гигантов обнаружен намек на избыточное содержание натрия, но его величина сопоставима с ошибкой определения.

У выборки звезд, включающей 51 FGK -карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание натрия с учетом отклонения от ЛТР. Отношение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  у звезд толстого диска согласуется с аналогичным отношением у звезд тонкого диска и близко к солнечному.

Содержание натрия у карликов и гигантов, принадлежащих тонкому и толстому дискам Галактики, совпадает в пределах ошибки определения.

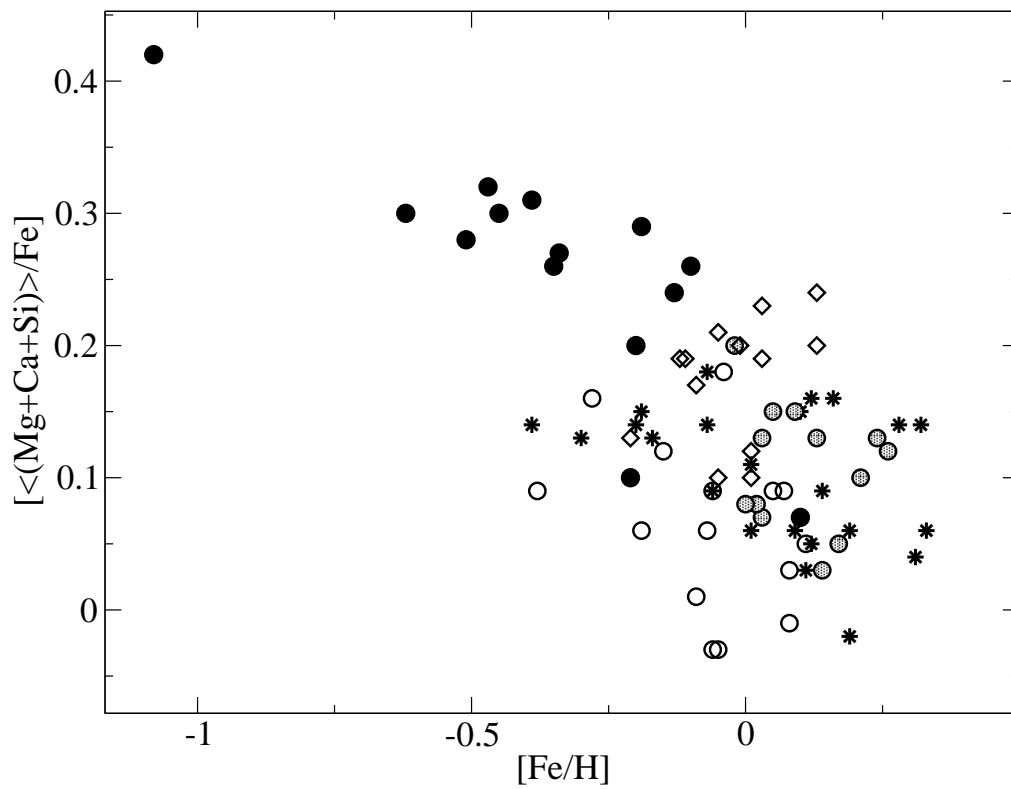


Рис. 20. Содержание элементов  $\alpha$ -процесса у исследуемой выборки.  $[\langle \text{Mg} + \text{Ca} + \text{Si} \rangle / \text{Fe}]$  от  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Описание символов такое же как на Рис. 19. Совместный результат диссертанта из работы [6A].



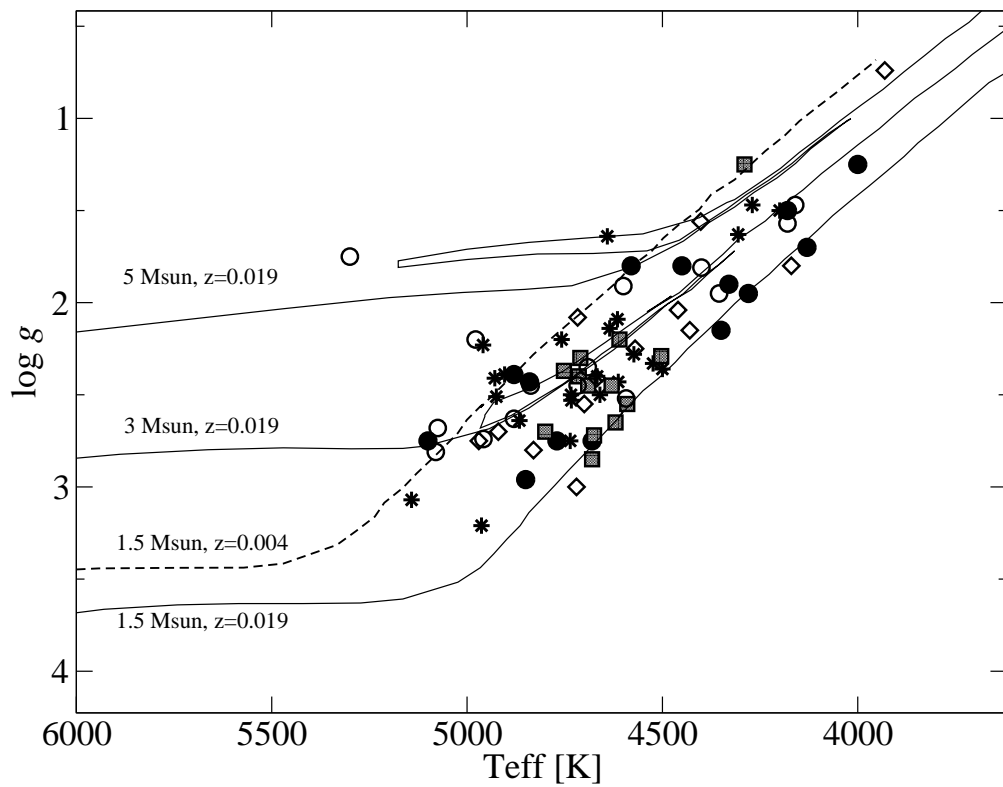


Рис. 21. Диаграмма Герцшпрунга–Рессела на основе данных из Таблиц 19 и 20 с эволюционными треками [128] для начальных масс  $1.5$ ,  $3.0$  и  $5.0 M_{\odot}$  и солнечной металличности ( $z=0.019$ ) (черные сплошные линии), а также эволюционный трек для  $1.5 M_{\odot}$  с пониженной металличностью ( $z=0.004$ ) (пунктирная линия). Совместный результат диссертанта из работы [6A].

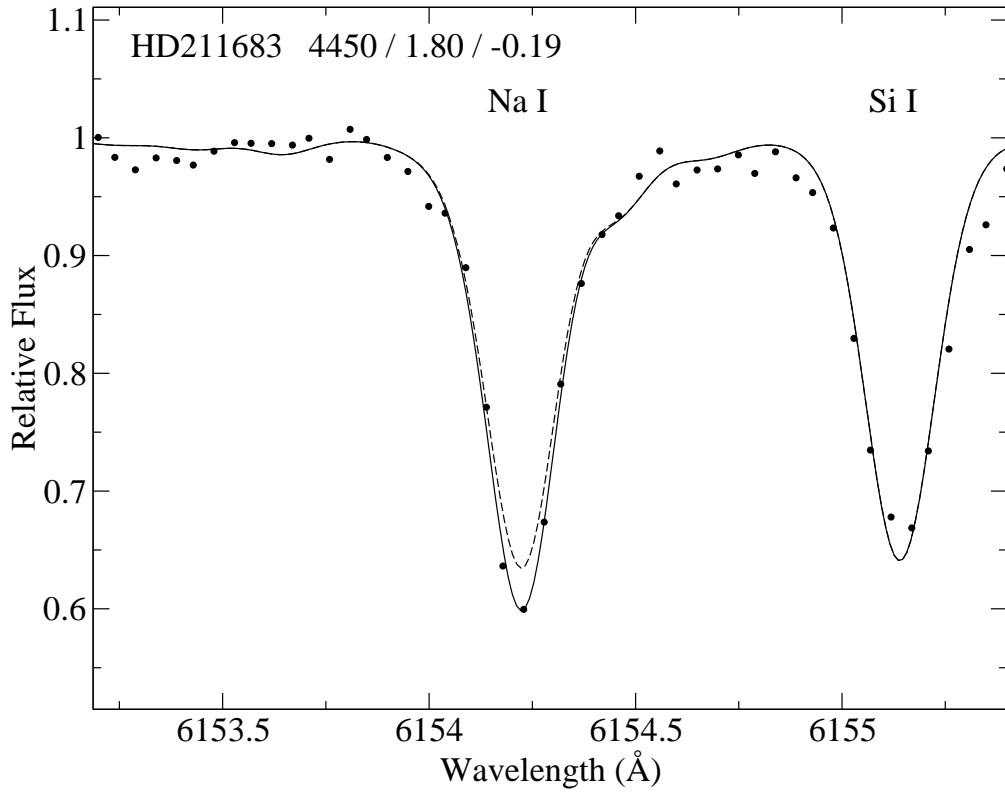


Рис. 22. Наблюдаемый профиль линии Na I 6154 Å у HD 211683 (черные точки) в сравнении с не-ЛТР (сплошная кривая) и ЛТР (пунктирная кривая) профилями. ЛТР профиль нарисован при том же содержании натрия, что и не-ЛТР профиль. При повышенном содержании натрия теоретический ЛТР профиль линии будет описывать наблюдаемый профиль с такой же точностью. Результат диссертанта из работы [6A].

HD	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cgs]	[Fe/H]	$\xi$ [км/с]	$M$ [ $M_{\odot}$ ]	U	V [км/с]	W	$\rho$	$[\alpha/\text{Fe}]$	[Na/Fe] ЛТР	[Na/Fe] не-ЛТР
звезды тонкого диска												
161587	4270	1.47	0.12	1.7	$3.5 \pm 0.5$	-12	-10	2	0.99	0.05	0.30	0.22
320868	4200	1.50	-0.20	1.3	$2.2 \pm 2.0$	0	45	-33	0.91	0.14	0.14	0.07
72604	4310	1.63	-0.19	1.4	$1.1 \pm 0.3$	-6	-7	-14	0.99	0.15	0.13	0.06
184938	4640	1.64	-0.39	1.4	$1.8 \pm 0.3$	-38	10	1	0.99	0.14	0.31	0.23
171767	4620	2.09	0.28	1.5	$2.8 \pm 0.4$	-8	-24	-10	0.99	0.14	0.39	0.32
108123	4640	2.14	0.14	1.3	$2.9 \pm 0.3$	51	-5	-1	0.99	0.09	-0.02	-0.08
105771	4760	2.20	-0.17	1.3	$2.3 \pm 0.4$	-37	-23	-8	0.99	0.13	-0.03	-0.04
162391	4960	2.23	0.19	1.7	$4.1 \pm 0.5$	-15	-2	-5	0.99	0.06	0.36	0.18
179691	4570	2.28	0.01	1.3	$1.0 \pm 0.3$	52	-20	-29	0.90	0.11	0.17	0.11
107325	4520	2.33	0.12	1.2	$1.5 \pm 0.1$	1	-28	-16	0.95	0.16	0.17	0.08
20893	4500	2.36	0.33	1.4	$2.8 \pm 0.3$	11	11	-19	0.95	0.06	0.18	0.13
162587	4900	2.39	0.09	1.6	$4.7 \pm 1.0$	-18	-4	-5	0.99	0.06	0.22	0.16
172190	4670	2.40	0.10	1.4	$2.2 \pm 0.3$	17	-28	-11	0.99	0.15	0.10	0.05
Среднее											0.19	0.11
Ошибка											0.13	0.11
104979	4930	2.41	-0.30	1.1	$2.1 \pm 0.5$	-44	12	-27	0.95	0.13	0.09	0.05
108381	4610	2.43	0.32	1.4	$2.6 \pm 0.1$	-8	-28	2	0.95	0.14	0.24	0.17
94600	4660	2.50	-0.06	1.2	$1.7 \pm 0.3$	20	-18	-37	0.91	0.09	0.12	0.05
26162	4730	2.50	0.16	1.5	$2.5 \pm 0.2$	-36	-37	13	0.95	0.16	0.11	0.05
106714	4930	2.51	-0.07	1.4	$2.6 \pm 0.1$	-5	-3	-29	0.95	0.14	0.12	0.07
180112	4730	2.53	0.11	1.3	$1.6 \pm 0.3$	46	-21	-26	0.95	0.03	0.17	0.09
74212	4870	2.64	0.01	1.3	$2.3 \pm 0.4$	-11	-54	2	0.95	0.06	0.34	0.23
109996	4740	2.75	0.31	1.2	$2.3 \pm 0.1$	-14	-18	-29	0.95	0.04	-0.01	-0.02
185955	5140	3.07	0.19	1.3	$2.7 \pm 0.1$	-18	-9	-2	0.95	-0.02	0.07	0.03
191026	4960	3.21	-0.07	1.2	$1.3 \pm 0.1$	44	-48	-7	0.95	0.18	0.07	0.03
Среднее											0.13	0.08
Ошибка											0.10	0.07
Бариевые звезды тонкого диска												
20644	4160	1.47	0.08	1.3	$5.3 \pm 0.9$	18	8	-7	0.99	-0.01	0.52	0.41
158899	4180	1.57	-0.09	1.3	$2.4 \pm 0.5$	-11	7	-10	0.96	0.01	0.33	0.24
204075	5300	1.75	-0.06	2.2	$4.8 \pm 0.5$	9	25	9	0.99	-0.03	0.03	0.04
9856	4400	1.81	-0.19	1.6	$2.5 \pm 0.5$	-13	15	-10	0.96	0.06	0.25	0.18
199939	4600	1.91	-0.38	1.7	$2.5 \pm 0.5$	33	-20	-8	0.99	0.09	0.23	0.21
83618	4360	1.95	-0.04	1.5	$2.5 \pm 0.5$	26	-17	22	0.95	0.18	0.09	0.00
77247	4980	2.20	0.08	1.5	$3.9 \pm 0.5$	23	-5	0	0.99	0.03	0.07	0.01
176411	4690	2.35	-0.06	1.4	$2.2 \pm 0.5$	-8	-35	5	0.99	0.09	0.31	0.23
Среднее											0.23	0.17
Ошибка											0.16	0.14
181053	4840	2.45	-0.15	1.3	$2.0 \pm 0.5$	-19	6	2	0.99	0.12	0.10	0.10
49293	4720	2.45	0.07	1.4	$3.3 \pm 0.5$	2	6	-1	0.99	0.09	0.22	0.16
153210	4590	2.52	0.11	1.1	$1.6 \pm 0.5$	-38	-31	7	0.99	0.05	0.09	0.02
205011	4880	2.63	-0.05	1.5	$2.4 \pm 0.5$	5	28	1	0.99	-0.03	0.15	0.07
133208	5080	2.68	0.05	1.5	$3.5 \pm 0.5$	6	-7	-1	0.99	0.09	0.25	0.19
65854	4960	2.74	-0.28	1.3	$1.6 \pm 0.5$	-10	-18	-6	0.99	0.16	0.20	0.13
199394	5080	2.81	-0.07	1.5	$2.3 \pm 0.5$	43	10	-4	0.99	0.06	0.25	0.18
Среднее											0.18	0.12
Ошибка											0.07	0.06

Таблица 19. Принятые атмосферные и кинематические параметры звезд, вероятности принадлежности к данному типу населения, содержание  $\alpha$ -элементов, ЛТР и не-ЛТР содержания [Na/Fe]. Каждая группа звезд, разбита на две подгруппы с  $\log g < 2.4$  и  $\log g > 2.4$ . В конце каждой подгруппы приведено среднее значение [Na/Fe] и среднеквадратичное отклонение. Совместный результат диссертанта из работы [6A].

HD	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cgs]	[Fe/H]	$\xi$ [км/с]	$M$ [ $M_{\odot}$ ]	U	V	W	$\rho$	[ $\alpha$ /Fe]	[Na/Fe] ЛТР	[Na/Fe] не-ЛТР
Звезды толстого диска												
37171	4000	1.25	-0.62	1.4	$1.1 \pm 0.2$	-113	-19	65	0.99	0.30	0.14	0.07
141472	4180	1.50	-0.39	1.4	$1.1 \pm 0.3$	155	-71	64	0.99	0.31	0.04	0.00
10057	4130	1.70	-0.35	1.4	$1.7 \pm 0.3$	4	-47	56	0.97	0.26	0.06	-0.01
127243	5100	2.75	-0.51	1.3	$1.6 \pm 0.3$	79	-111	53	0.99	0.28	-0.05	-0.02
80966	4580	1.80	-1.08	1.5	$1.2 \pm 0.3$	-23	-105	76	0.99	0.42	-0.1	-0.08
180682	4330	1.90	-0.45	1.4	$1.1 \pm 0.2$	-90	-11	60	0.99	0.30	0.15	0.11
2901	4350	2.15	-0.47	1.3	$0.7 \pm 0.3$	24	-145	-37	0.99	0.32	0.10	0.05
141353	4280	1.95	-0.10	1.4	$2.0 \pm 0.4$	-9	-70	-56	0.97	0.26	0.08	-0.02
211683	4450	1.80	-0.19	1.4	$1.9 \pm 0.3$	-7	-20	50	0.80	0.29	0.16	0.11
Среднее											0.06	0.02
Ошибка											0.09	0.07
74387	4840	2.43	-0.21	1.3	$2.3 \pm 1.2$	-94	-44	-63	0.99	0.10	0.11	0.07
24758	4680	2.75	0.10	1.2	$1.4 \pm 0.2$	-124	-24	-84	0.99	0.07	0.17	0.12
203344	4770	2.75	-0.13	1.3	$1.8 \pm 0.2$	62	-102	-70	0.99	0.24	0.08	0.08
249	4850	2.96	-0.20	1.2	$1.5 \pm 0.2$	45	-55	-79	0.99	0.20	0.08	0.08
106398	4880	2.39	-0.34	1.3	$2.5 \pm 0.5$	28	-19	65	0.90	0.27	0.04	0.04
Среднее											0.10	0.08
Ошибка											0.05	0.03
Звезды потока Геркулеса												
10550	4290	1.25	0.03	1.5	$7 \pm 1$	-58	-42	3	0.58	0.07	0.66	0.52
203504	4610	2.20	0.03	1.4	$1.9 \pm 0.2$	-40	-47	27	0.82	0.13	0.02	-0.03
49520	4500	2.29	0.26	1.5	$2.8 \pm 0.3$	-64	-41	-11	0.88	0.12	0.11	0.03
188853	4710	2.30	0.02	1.4	$1.9 \pm 0.3$	-10	-48	-7	0.85	0.08	-0.06	-0.08
12139	4750	2.37	-0.02	1.5	$2.2 \pm 0.2$	-46	-43	24	0.83	0.20	0.05	0.02
10437	4710	2.40	0.17	1.3	$2.3 \pm 0.3$	-41	-33	-16	0.81	0.05	-0.05	-0.10
115136	4630	2.45	0.13	1.3	$1.8 \pm 0.2$	-75	-37	15	0.85	0.13	0.21	0.14
221742	4690	2.45	0.05	1.4	$1.9 \pm 0.2$	-44	-42	15	0.87	0.15	-0.04	-0.06
115061	4590	2.55	0.09	1.3	$1.3 \pm 0.2$	-66	-31	14	0.84	0.15	0.15	0.04
94669	4620	2.65	0.00	1.3	$1.5 \pm 0.4$	-42	-43	-38	0.41	0.08	-0.01	-0.09
180314	4800	2.70	0.21	1.3	$2.4 \pm 0.2$	-42	-36	-26	0.86	0.10	0.24	0.13
55280	4680	2.72	0.24	1.3	$1.9 \pm 0.2$	-52	-32	-17	0.85	0.13	0.02	-0.06
184423	4680	2.85	0.14	1.3	$1.7 \pm 0.2$	-78	-25	-7	0.80	0.03	0.09	0.02
Среднее											0.06	0.00
Ошибка											0.10	0.08
Переходные звезды												
183400	3930	0.74	0.13	1.5	$1.9 \pm 1.1$	24	-13	8		0.24	0.42	0.22
109519	4400	1.56	0.03	1.4	$2.6 \pm 0.5$	28	-3	-19		0.23	0.10	0.06
152879	4170	1.80	0.01	1.4	$1.4 \pm 0.5$	10	-29	58	0.04/0.95	0.12	0.26	0.15
162113	4460	2.04	0.13	1.4	$1.3 \pm 0.2$	-71	-1	5		0.20	0.07	-0.01
105475	4720	2.08	-0.09	1.3	$2.3 \pm 0.3$	71	-6	10		0.17	0.09	0.08
92095	4430	2.15	-0.05	1.4	$1.9 \pm 0.3$	68	-54	22	0.16/0.83	0.10	-0.01	-0.05
197752	4570	2.25	0.01	1.3	$2.6 \pm 0.5$	-79	-7	-45	0.41/0.58	0.10	0.18	0.08
Среднее											0.16	0.08
Ошибка											0.14	0.09
74442	4670	2.41	-0.01	1.5	$2.1 \pm 0.1$	-3	-48	-7		0.20	0.08	0.03
212074	4700	2.55	0.03	1.3	$2.3 \pm 0.3$	-6	-6	62	0.03/0.96	0.19	0.07	0.00
100696	4920	2.70	-0.21	1.3	$2.4 \pm 0.3$	-41	-20	36	0.52/0.47	0.13	0.02	0.00
94860	4970	2.75	-0.05	1.2	$2.8 \pm 0.3$	20	-60	-44	0.15/0.80	0.21	0.31	0.25
104985	4830	2.80	-0.11	1.3	$1.9 \pm 0.3$	-76	-9	30	0.38/0.61	0.19	-0.01	-0.05
6555	4720	3.00	-0.12	1.2	$1.2 \pm 0.2$	-25	-12	-68	0.15/0.84	0.19	0.19	0.09
Среднее											0.11	0.05
Ошибка											0.12	0.10

Таблица 20. Принятые атмосферные и кинематические параметры звезд, вероятности принадлежности к данному типу населения, содержание  $\alpha$ -элементов, ЛТР и не-ЛТР содержания [Na/Fe]. Каждая группа звезд, кроме звезд потока Геркулеса, разбита на две подгруппы с  $\log g < 2.4$  и  $\log g > 2.4$ . В конце каждой подгруппы приведено среднее значение [Na/Fe] и среднеквадратичное отклонение. Для звезд потока Геркулеса дано среднее значение [Na/Fe] без учета звезды HD10550. Совместный результат диссертанта из работы [6A].

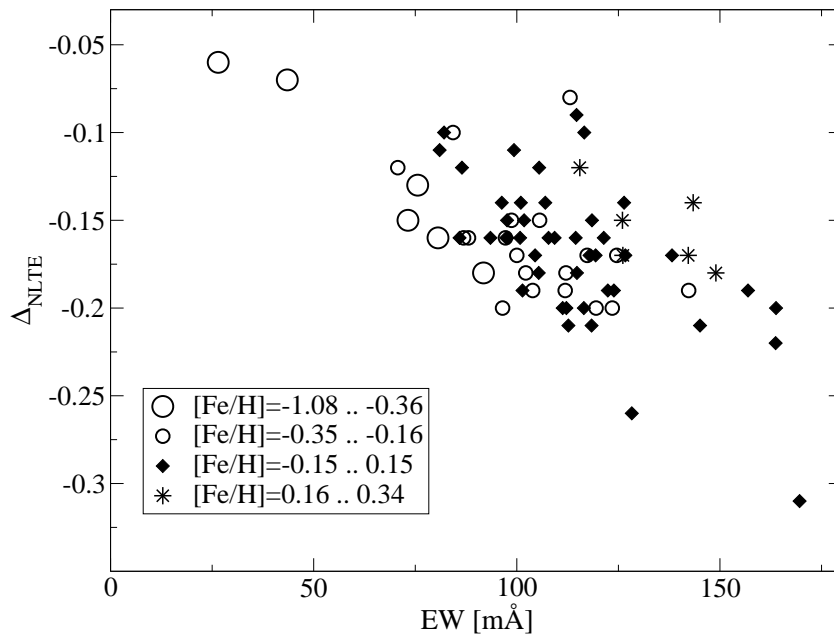
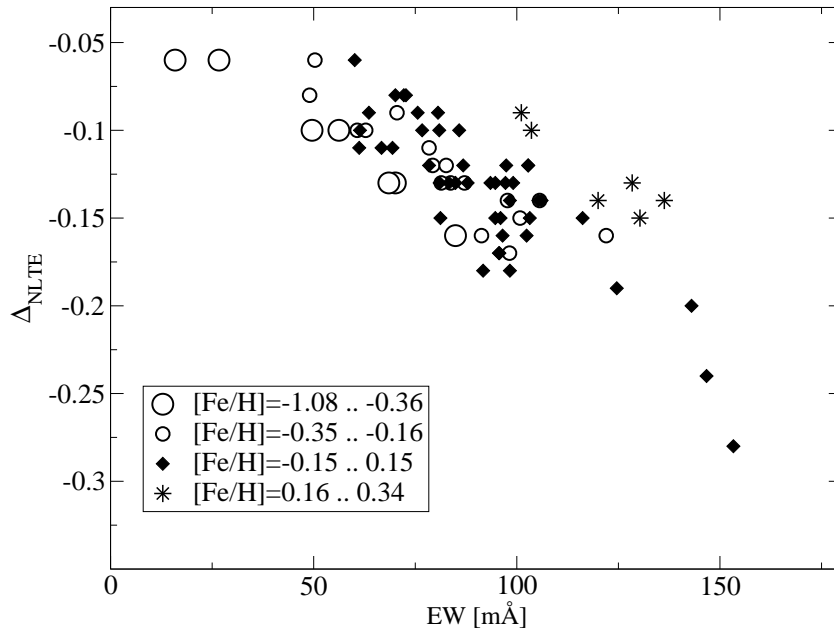


Рис. 23. Зависимость не-ЛТР поправок к содержанию от металличности и EW для линии Na I 6154 Å (верхняя панель) и Na I 6161 Å (нижняя панель) для исследованной выборки звезд. Результат диссертанта из работы [6A].

Звезда		$\Delta T_{\text{eff}}=80\text{K}$	$\Delta \log g=0.15$	$\Delta \xi=0.15 \text{ км/с}$	$\Delta \log C_6=-0.3$	
HD 162587	$\Delta [\text{Na}/\text{Fe I}]$	0.00	0.00	0.02	0.00	0.02
	$\Delta [\text{Na}/\text{Fe II}]$	0.11	-0.08	0.03	0.00	0.14
HD 10550	$\Delta [\text{Na}/\text{Fe I}]$	0.08	-0.03	-0.02	0.00	0.09
	$\Delta [\text{Na}/\text{Fe II}]$	0.24	-0.08	-0.01	0.00	0.25

Таблица 21. Чувствительность содержания  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  к параметрам атмосферы и  $\log C_6$  для HD 162587 ( $\text{EW}(6154)=94 \text{ м\AA}$ ,  $\text{EW}(6161)=115 \text{ м\AA}$ ,  $T_{\text{eff}}=4900\text{K}$ ,  $\log g=2.39$ ,  $\xi=1.6 \text{ км/с}$ ) и HD 10550 ( $\text{EW}(6154)=147 \text{ м\AA}$ ,  $\text{EW}(6161)=164 \text{ м\AA}$ ,  $T_{\text{eff}}=4290\text{K}$ ,  $\log g=1.25$ ,  $\xi=1.5 \text{ км/с}$ ). Совместный результат диссертанта из работы [6A].

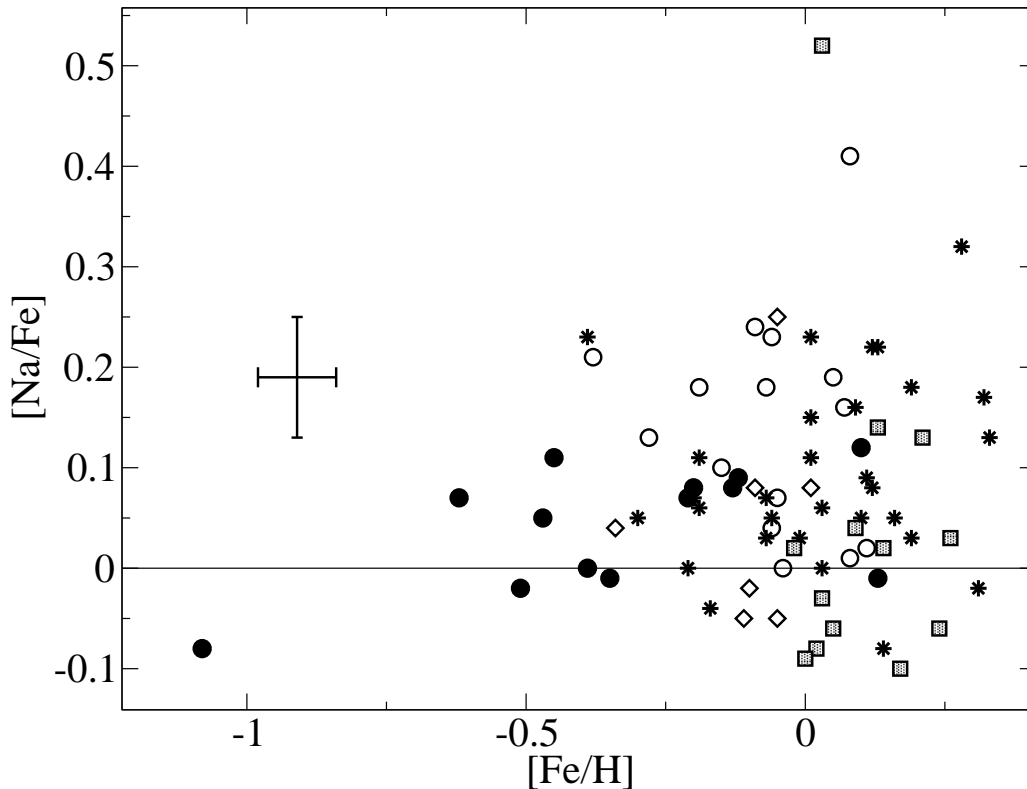


Рис. 24. Содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в зависимости от  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Описание символов такое же как на Рис. 19. Бар ошибок указан слева. Результат диссертанта из работы [6A].

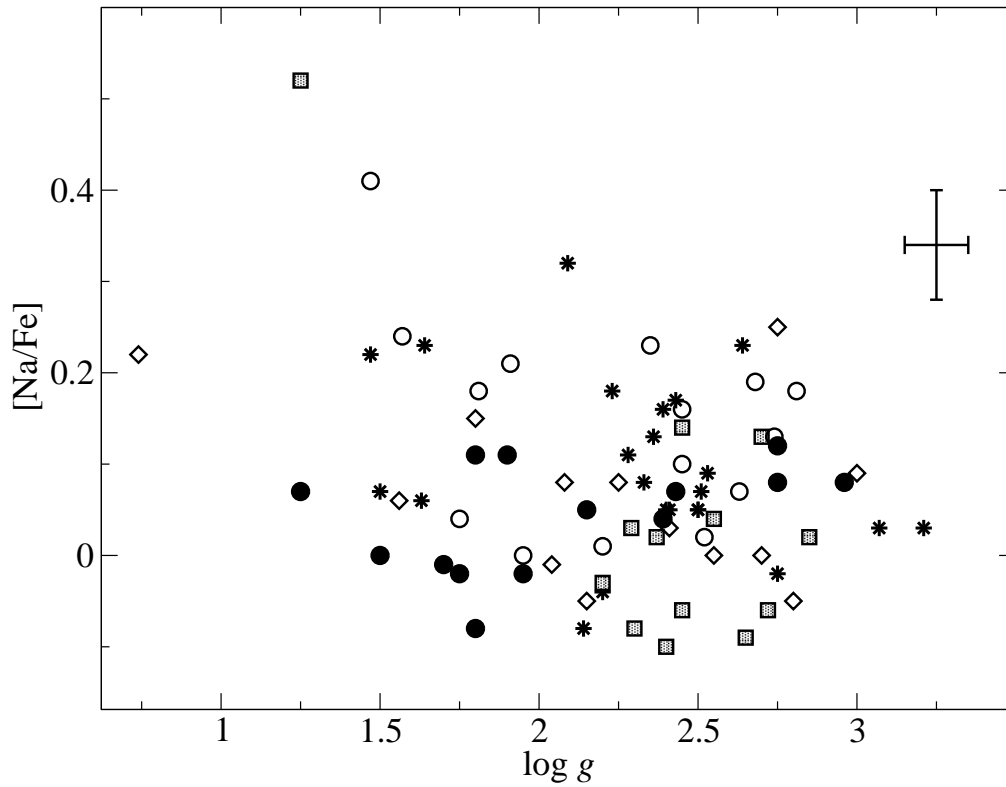


Рис. 25. Содержание  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в зависимости от  $\log g$ . Описание символов такое же как на Рис. 19. Бар ошибок указан справа. Результат диссертанта из работы [6A].

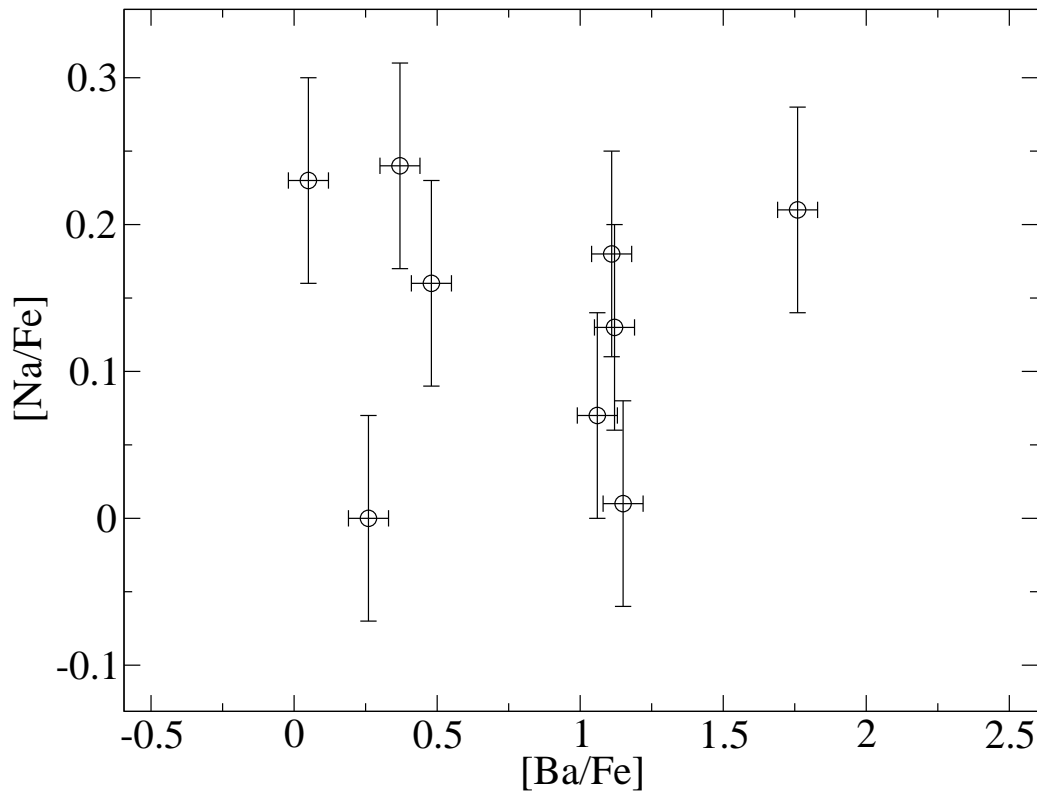


Рис. 26.  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  у 9 бариевых звезд. Совместный результат диссертанта из работы [6A].

Ссылка	Год	Кол-во звезд	Звездные подсистемы	Метод	$\langle[Na/Fe]\rangle$	T [K]	$\log g$
ГИГАНТЫ							
[136] Брагаглия и др.	2001	3	OC (NGC 6819)	ЛТР	0.47	4740-4860	2.6-2.7
[137] Каретта и др.	2003	70	GC (NGC 2808)	не-ЛТР	0.37	3970-4900	0.6-2.4
				(Граттон, 1999)			
				ЛТР	0.22		
[138] Фриел и др.	2003	4	OC (Collinder261)	ЛТР	0.48	4000-4490	0.7-2.2
[36] Пасквини и др.	2004	5	OC (IC 4651)	ЛТР	0.19	4900-5800	2.7-3.5
[139] Граттон и др.	2005	7	GC (NGC 6752)	не-ЛТР	0.29	4850-5030	2.0-2.5
				(Граттон, 1999)			
[140] Каретта и др.	2005	6	OC (Collinder261)	не-ЛТР	0.33	3980-4580	0.4-2.1
				(Граттон, 1999)			
[141] Йонг и др.	2005	21	GC (NGC 6752)	ЛТР	0.27	3890-4950	0.3-2.4
[130] Мишенина и др.	2006	177	гиганты	не-ЛТР	0.10	4450-5280	1.5-3.2
[142] Якобсон и др.	2007	17	OC (NGC 7142)	ЛТР	0.56	4500-5300	2.0-3.0
		16	OC (NGC 6939)	ЛТР	0.40	4200-5100	1.5-3.0
		11	OC (IC 4756)	ЛТР	0.57	5000-5100	2.0-2.5
[131]	2007	298	тонкий	ЛТР	0.12	4800-5100	2.6-2.8
[132] Такеда и др.	2008	322	тонкий	ЛТР	0.20	4490-5930	1.4-3.3
[143] Каретта и др.	2009	202	19 GCs	не-ЛТР	0.34	4060-4800	0.4-2.3
				(Граттон, 1999)			
[144] Смильяник и др.	2009	31	10 OCs	не-ЛТР	solar	4360-5130	1.8-3.2
				(Takeda, 2003)			
[122] Лиу и др.	2009	8	бариевые	ЛТР	0.00	4280-5550	1.63-3.64
[32] Алвес-Брито и др.	2010	29	тонкий	ЛТР	0.11	3800-5000	1.0-3.2
		22	толстый	ЛТР	0.07	3900-5000	1.0-3.7
[145] Миколайтис и др.	2010	6	OC (NGC 6134)	не-ЛТР	$0.04 \pm 0.06$	4940-5050	2.5-3.1
[146] Граттон и др.	2011	36	GC (NGC 2808)	не-ЛТР	0.14	5430-5690	2.5-2.6
				(Граттон, 1999)			
[147] Якобсон и др.	2011	19	OC (M67)	ЛТР	$0.03 \pm 0.06$	4200-5100	1.8-3.0
[121] Перейра и др.	2011	12	бариевые	ЛТР	$0.19 \pm 0.09$	4700-5300	2.4-3.2
[148] Джонсон и Пилачовски	2012	113	GC (M13)	ЛТР	[-0.6 0.6]	4000-4950	0.8-2.5
[149] Граттон и др.	2012	110	GC (47Tucanae)	не-ЛТР	0.48	4920-5260	2.1-2.3
				(Граттон, 1999)			
[150] Смильяник	2012	4	OC (Hyades)	не-ЛТР	0.30	4830-4970	2.6-2.7
				(Lind 2011)			
[133] Ишигаки и др.	2013	97	толстый, гало	ЛТР	0.13	4000-6600	1.3-3.7
				не-ЛТР	0.00	4000-6600	1.3-3.7
				(Takeda, 2003)			
[151] Качаров и др.	2013	15	GC (M75)	ЛТР	0.30	3690-4230	0.3-1.3
[152] Мунос и др.	2013	8	GC (NGC 3201)	не-ЛТР	0.07	4180-4480	0.5-1.1
				(Mashonkina, 2000)			
КАРЛИКИ							
[153] Эдвардсон и др.	1993	189	звезды поля	ЛТР	$0.08 \pm 0.05$	5600-7000	3.8-4.5
[154] Прохаска и др.	2000	10	толстый	ЛТР	$0.09 \pm 0.01$	5220-5700	4.2-4.6
[30] Редди и др.	2003	181	тонкий	ЛТР	$0.07 \pm 0.04$	5500-6500	3.4-4.6
			толстый	ЛТР	$0.10 \pm 0.04$		
[31] Бенсби и др.	2003	45	тонкий	ЛТР	$0.07 \pm 0.09$	5020-6475	3.7-4.5
		21	толстый	ЛТР	$0.05 \pm 0.07$	5320-6040	3.5-4.6
[36] Пасквини и др.	2004	17		ЛТР	-0.09	5960-6390	4.3-4.4
[31] Бенсби и др.	2005	15	тонкий	ЛТР	$0.05 \pm 0.08$	5810-6870	3.9-4.5
		17	толстый	ЛТР	$0.07 \pm 0.05$	5000-6410	3.1-4.4
[127] Соубиран и др.	2005	7	поток Геркулеса	ЛТР	$0.02 \pm 0.05$		
[135] Мишенина и др.	2008	131	звезды поля	не-ЛТР	$0.02 \pm 0.15$	4200-6000	4.0-4.8

Таблица 22. Обзор литературных данных по определению содержания Na у звезд поздних типов, где CO – рассеянное, а CG – шаровое скопления. Результат диссертанта из работы [6A].



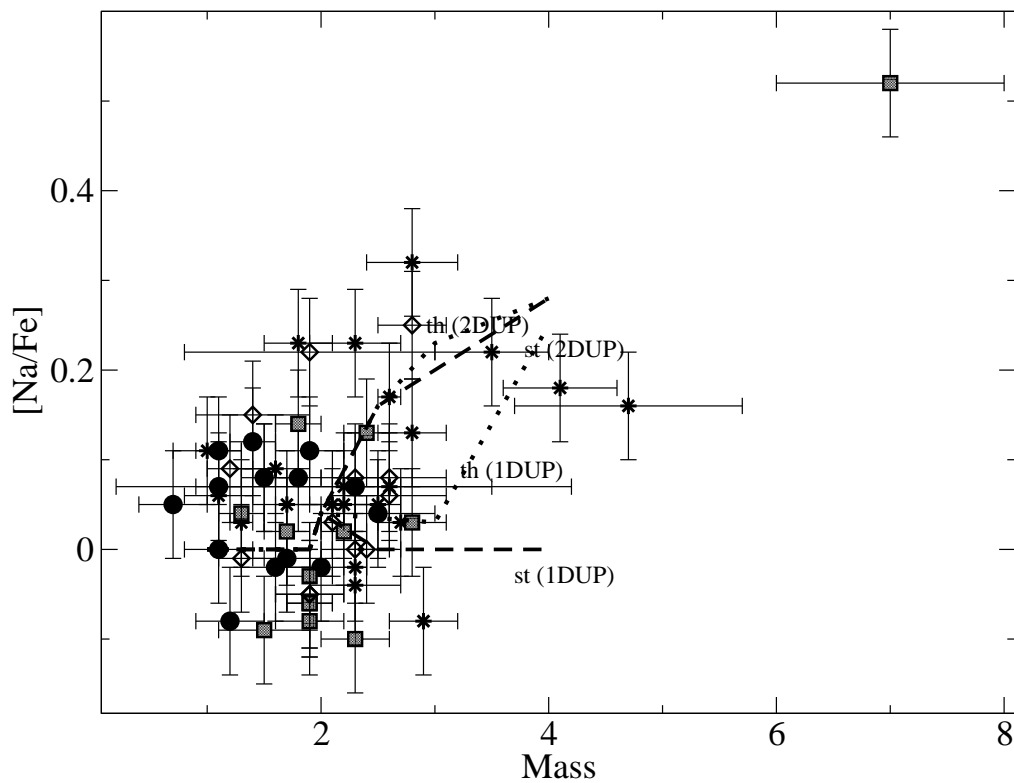


Рис. 27. Содержание  $[Na/Fe]$  у звезд исследуемой выборки (за исключением бариевых) как функция массы звезды. Штриховые линии показывают теоретические предсказания стандартной теории (st) и теории с учетом термогалинной неустойчивости (th). Описание символов такое же как на Рис. 19. Совместный результат диссертанта из работы [6A].

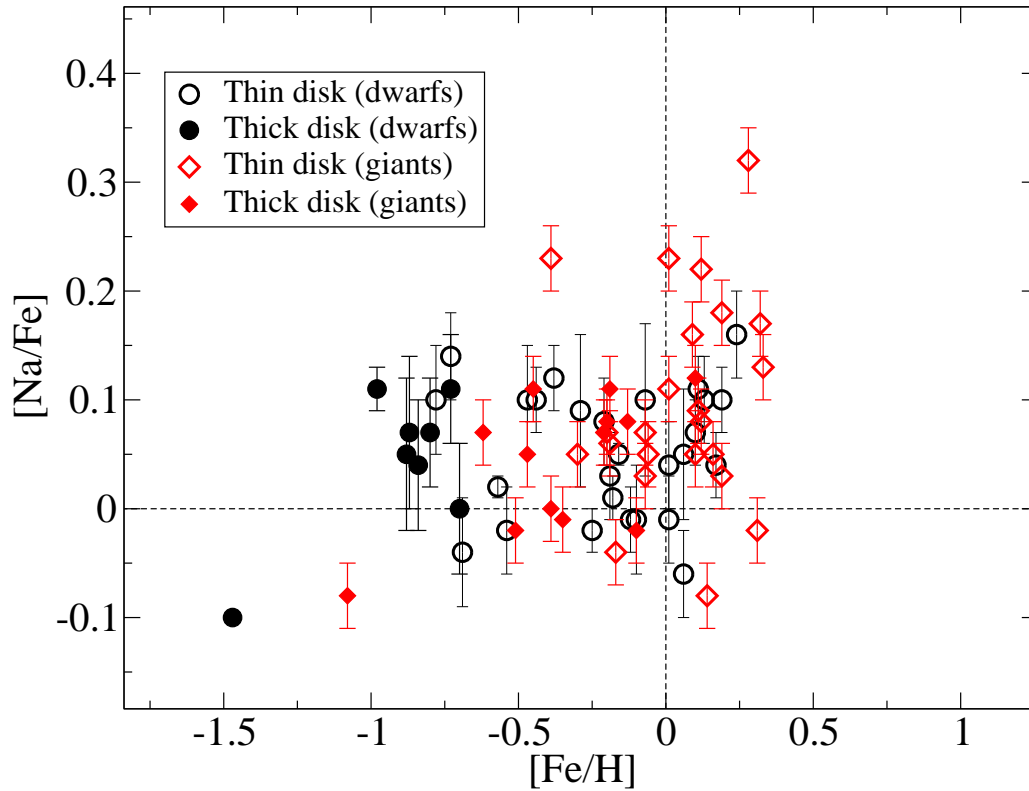


Рис. 28. Сравнение содержания натрия у звезд-карликов (dwarfs) и гигантов (giants), принадлежащих различным подсистемам Галактики. Открытые черные кружки – карлики тонкого диска, заливные черные кружки – карлики толстого диска, открытые красные ромбы – гиганты тонкого диска, заливные красные ромбы – гиганты толстого диска. Результат диссертанта из работ [1А,6А].

## Глава 5. Наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики

Исследование различий в содержании элементов между различными галактическими населенными важно для понимания химической эволюции Галактики и ее формирования. При проведении спектроскопического анализа, на основе которого определяются содержания элементов, как правило, используют звезды карлики главной последовательности, потому что в их атмосферах содержание элементов отражает ту величину, которая была в протозвездном облаке в результате химической эволюции предыдущего поколения звезд.

Для того, чтобы интерпретировать полученное содержание элементов, строятся модельные кривые химической эволюции Галактики. Общие тренды наблюдаемого содержания звезд можно легко объяснить простой моделью химической эволюции Галактики, которая была предложена Тиммс и др. [157]. Однако новые результаты наблюдений поставили некоторые ограничения на физические сценарии эволюции Галактики. Так, например, учет гало Галактики в рамках иерархической структуре Галактики и значительная роль радиальной миграции в галактическом диске должны быть правильно учтены в моделях. За последние несколько лет было предпринято несколько попыток учета этих процессов в численном моделировании. Построенные модели химической эволюции Галактики сравниваются с наблюдательными данными, которые получены на основе наблюдений звезд солнечной окрестности. Тем не менее, звезды, измеренные в окрестности Солнца не являются достаточно представительными для всей Галактики в целом. В частности, в наружном гало Галактики могут находиться

звезды карликовых галактик, у которых химическая эволюция протекала медленнее, чем во внутренних областях Галактики. Более того, даже для звезд солнечной окрестности, они имеют различное распределение содержания, что указывает на сложную химическую эволюцию Галактики в разных местоположениях. Для того, чтобы расшифровать наблюдаемые содержания, требуются наиболее реалистичные модели звездных атмосфер и процессов формирования линий. Тем не менее, на сегодня, подавляющее большинство работ по анализу химического состава звезд позднего типа основывается на предположении о ЛТР. Этот подход достаточно часто дает ошибочные результаты, и для многих элементов такие систематические ошибки могут быть очень серьезными.

### 5.1 Определение не-ЛТР содержания циркония у FGK-карликов

Наблюдательный материал и параметры звезд подробно описаны в пункте 3.4.1 этой диссертации.

Результаты по определению циркония представлены в Таблице 13.

Для определения содержания циркония при условии не-ЛТР использовалась модель атома циркония, разработанная Величко и др. [158]. Коэффициент столкновений с атомами водорода, используемый при расчете статистического равновесия был принят  $S_H=1.0$ , как рекомендовано в [158].

Только три линии Zr II были доступны в наблюдаемых спектрах (Табл. 23). Линия Zr II 4208.98 Å достаточно сильная и была измерена на всем диапазоне металличности, кроме звезды BD-13°3442 ( $[Fe/H]=-2.62$ ), у которой ни одной линии Zr измерить не удалось. Линия Zr II 4208.98 Å хоть и сильная, но блендируется слабой линией Cr I 4208.95 Å, поэтому мы контролировали ЛТР содержание хрома по ближайшей линии Cr I 4209.365 Å с  $E_{exc}=3.85$  эВ,  $\log gf=-0.263$ . Линия Zr II 5112 Å хоть и не блендирована, но слабая и была доступна только при  $[Fe/H]>-0.88$ . Третья линия, Zr II 4161.21 Å находится в крыле линии Fe I 4161.08 Å,

поэтому она была доступна для измерения на низких металличностях,  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.19$ .

$\lambda, \text{\AA}$	$E_{\text{exc}}$ эВ	$\log gf$	$\log C_6$	$\log \epsilon_{\odot}$	
				ЛТР	не-ЛТР
4161.21	0.71	-0.59	-32.0	2.49	2.51
4208.98	0.71	-0.51	-32.0	2.57	2.58
5112.27	1.67	-0.85	-32.0	2.70	2.71

Таблица 23. Атомные данные для линий циркония [159], по которым определялось содержание. В последних двух колонках приведены результаты для Солнца. Вспомогательные данные, на защиту не выносятся.

## 5.2 Анализ элементных отношений $[\text{C}/\text{Fe}]$ , $[\text{Na}/\text{Fe}]$ , $[\text{C}/\text{Na}]$ , $[\text{C}/\text{O}]$ , $[\text{Zr}/\text{Fe}]$ и $[\text{Zr}/\text{Sr}]$ и сравнение с моделями химической эволюции Галактики

Для анализа элементных отношений  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{C}/\text{Na}]$ ,  $[\text{C}/\text{O}]$ ,  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Zr}/\text{Sr}]$  используются не-ЛТР содержания углерода, натрия и циркония, определенные у выборки звезд, включающей 51 FGК -карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами. Содержание кислорода и стронция в условиях отклонения от ЛТР было определено соавторами диссертанта в работе [A1].

Звезды этих спектральных классов наиболее часто используются для изучения химической эволюции Галактики благодаря их большому количеству и продолжительному времени жизни. Кроме этого, они похожи на Солнце, которое используется в качестве звезды для тестирования.

На Рисунках 29, 30, 31, 32 представлены элементные отношения  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{C}/\text{O}]$ ,  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{C}/\text{Na}]$  для звезд выборки и сравнение полученных наблюдательных данных с результатами моделирования химической эволюции Галактики (K15) согласно Кобаяши и др. [160]. Следует отметить, что эта модель наиболее полная из имеющихся на сегодняшний день. Все

элементные отношения рассматриваются как функции от металличности, которая является индикатором возраста звезды. Так, звезды низкой металличности отражают химический состав в эпоху ранней Галактики, а звезды с солнечной металличностью – эпоху современной Галактики.

**[C/Fe] и [C/O].** Отношение [C/Fe] для звезд тонкого диска близко к солнечному (Рис. 29). Хорошо определяется понижающийся тренд с возрастанием металличности для звезд с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.8$ . Среднее содержание у звезд гало  $[\text{C}/\text{Fe}] = 0.17 \pm 0.08$ , а у звезд толстого диска  $[\text{C}/\text{Fe}] = 0.13 \pm 0.17$ . Отмечается заметный разброс в содержании углерода у звезд толстого диска и гало, однако, если проанализировать отношение [C/O] (Рис. 30), то разброс значительно уменьшается. Таким образом, звезды близкой металличности имеют похожее отношение [C/O]. На металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$  наблюдается локальный минимум [C/O].

**[C/Fe] и [C/O]. Сравнение с моделью K15.** Основными источниками производства углерода являются сверхновые типа Ia (SN Ia), сверхновые II типа (SN II), гиперновые (HN) и звезды асимптотической ветви гигантов (АВГ) [161]. Важной является оценка вклада вышеперечисленных источников в производства углерода на протяжении эволюции Галактики. Вклад различных источников в обогащение углерода можно оценить путем сравнения наблюдений с теоретическими предсказаниями [C/Fe] в зависимости от [Fe/H] в широком диапазоне металличности. Для отношения [C/Fe] модель K15 дает волнообразную кривую. Отношение [C/Fe] сначала слегка понижается при [Fe/H] от  $-3$  до  $-1.7$ , а затем имеется быстрое возрастание с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.5$ , которое связано с обогащением межзвездной среды углеродом за счет звезд АВГ. До этого звезды АВГ не вносили своего вклада, поскольку до момента  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.5$  звезды с массами менее  $4 M_{\odot}$  еще не успели дойти до этой эволюционной стадии. Начиная с  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.0$  отношение [C/Fe] понижается благодаря тому, что происходит обогащение межзвездной среды железом за счет сверхновых типа Ia. Согласно теорети-

ческим предсказаниям Кобаяши и др. [161], если рассматривать сценарий с учетом вращающихся массивных звезд, то отношение  $[C/Fe]$  может достигать величин вплоть до  $0.9 \text{ dex}$  на низких металличностях  $[Fe/H] < -3$ . В целом, тренд очень хорошо соответствуют нашим наблюдениям, за исключением того, что модельная кривая сдвинута параллельно оси ординат на  $0.1 - 0.2 \text{ dex}$ .

**$[C/Fe]$  и  $[C/O]$ . Сравнение с другими авторами.** В работе Акермана и др. [13] на основе ЛТР анализа звезд-карликов и гигантов в диапазоне металличности  $-3.2 \leq [Fe/H] \leq -0.7$  показано, что при уменьшении  $[O/H]$  от 0 до  $-1$   $[C/O]$  падает до  $\sim -0.6$ , а затем, при дальнейшем уменьшении  $[O/H]$  от  $-1$  до  $-2.5$ , наблюдается разворот  $[C/O]$  в сторону повышения. Этот результат явился новым результатом в обнаружении разворота при  $[O/H] = -1$ . В дальнейшем, применяя не-ЛТР поправки к ЛТР содержанию Акермана и др. [13], Фаббиан и др. [21] подтвердили аналогичную зависимость  $[C/O]$  и наличие разворота на  $[Fe/H] \cong -1.2$ , где  $[C/O] \cong$  от  $-0.65$  до  $-0.7$ , в зависимости от  $S_H$ , и дальнейший рост  $[C/O]$  при уменьшении металличности. Наши результаты качественно похожи с результатами предыдущих авторов, а именно,  $[C/O]$  показывает, в среднем, значения близкие к солнечному у звезд тонкого диска с  $[Fe/H] > -0.6$ , а затем крутое падение на низких металличностях, вплоть до  $[C/O] = -0.55$  на  $[Fe/H] = -1.26$  (Рис. 30). Далее  $[C/O]$  снова возрастает до  $-0.2$  на  $[Fe/H] = -2.5$ . Полученные наблюдения  $[C/O]$  важны для понимания нуклеосинтеза в ранней Галактики. Модельная кривая (K15) качественно хорошо воспроизводит наблюдаемую зависимость  $[C/O]$ , однако, как и в случае  $[C/Fe]$ , кривая оказывается сдвинутой вниз примерно на  $0.35 \text{ dex}$ .

Фаббиан и др. [21] определили содержание углерода для образца звезд-карликов с  $-3.2 < [Fe/H] < -0.7$ . В отличие от нашей работы, полученное ими содержание углерода близко к солнечному у всего образца звезд. Возможны, как минимум, две причины расхождения. Первая связана с

учетом столкновения с атомами водорода. Фаббиан и др. [21] не учитывали столкновения с H I, в то время как мы учитывали, принимая  $S_H=0.3$ . Второй причиной расхождения может быть использование различных источников непрозрачности. Наши тестовые расчеты показали, что вариации в источниках непрозрачности, такие как исключение квазимолекулярного поглощения, поглощение  $H_2^+$  и поглощение в линиях металлов может привести к тому, что не-ЛТР эффекты будут усилены на 0.2 dex для ИК линий (8335, 9405 Å) (пример модели атмосферы HD 140283 с 5777/3.70/-2.38).

**[Na/Fe].** Отношение [Na/Fe] у звезд тонкого и толстого дисков совпадает и близко к солнечному с  $[Na/Fe]=0.05\pm 0.06$ , как и в случае маломассивных красных гигантов, рассмотренных в Главе 3 этой работы (Рис. 31). У звезд гало наблюдается разброс с дефицитом натрия  $[Na/Fe]=-0.17\pm 0.21$  относительно солнечного. Разброс незначительно уменьшается при рассмотрении отношения [C/Na] (Рис. 32).

**[Na/Fe]. Сравнение с моделью K15** В модели K15 производство натрия сильно зависит от металличности предшественников сверхновых. Этим объясняется возрастающий тренд на  $[Fe/H]$  от  $-3$  до  $-1.5$ , который хорошо согласуется с наблюдениями. Начиная с  $[Fe/H] \simeq -1.5$ , [Na/Fe] быстро возрастает благодаря вкладу, который вносят звезды на стадии АВГ. Модельная кривая хорошо описывает наблюдения до  $[Fe/H] \simeq -1.5$ , затем вклад звезд АВГ в производство натрия оказывается переоцененным.

**[Zr/Fe] и [Zr/Sr].** Содержание [Zr/Fe] в зависимости от  $[Fe/H]$  показано на Рисунке 33. У звезд тонкого диска относительные содержания в среднем совпадают с соответствующими солнечными значениями,  $[Zr/Fe]=0.04\pm 0.08$ . У звезд гало наблюдается избыток циркония относительно железа со средним содержанием  $[Zr/Fe]=0.41\pm 0.15$ . Полученные результаты находятся в хорошем согласии с [96].

Сравнение циркония с железом не столь привлекательно, поскольку эти элементы синтезировались в разных типах звезд. Наиболее интересным



представляется сравнение циркония со стронцием, поскольку они оба являются легкими элементами нейтронных захватов и могут синтезироваться в s- и r- процессах. Помимо этих двух процессов рассматривают еще гипотетический процесс LEPP (lighter element primary process) [46], в котором могут образовываться легкие элементы нейтронных захватов (Sr, Y, Zr) и который ассоциируется с массивными звездами низкой металличности.

У звезд тонкого диска отношение  $[Zr/Sr]$  близко к нулю, у звезд толстого диска  $[Zr/Sr]=0.18\pm 0.10$ , а затем наблюдается рост вплоть до 0.8 на  $[Fe/H]=-2.5$ . Начиная с  $[Fe/H] \simeq -1.0$  межзвездная среда довольно интенсивно обогащалась этими элементами за счет звезд АВГ, в которых они оба синтезировались в главной компоненте s-процесса.

Травальо и др. [46] выполнили расчеты и получили, что в современную эпоху в солнечной системе 80% стронция было синтезировано в s-процессе, 12% в r-процессе и 8% отводится на LEPP-процесс. Для циркония эти соотношения следующие: 67% – s-процессе, 15% – r-процесс и 18% – LEPP-процесс. Как видно, основная доля этих элементов синтезируется в s-процессе, который запускается в звездах АВГ. В более раннюю эпоху Галактики ( $[Fe/H] < -1.5$ ) звезды АВГ не могли вносить свой вклад, а, значит, там производство этих элементов обязано r- и LEPP-процессам, которые могут протекать в массивных звездах. Используя эмпирические предсказания Травальо и др. [46], мы получаем, что отношения  $[Zr/Sr]_{r+LEPP} = 0.22$  и  $[Zr/Sr]_r = 0.10$ , если предполагать, что стронций и цирконий оба синтезировались в r- и LEPP- процессах или только в одном r-процессе, соответственно. По нашим наблюдениям у звезд толстого диска  $[Zr/Sr]=0.18\pm 0.10$ , что можно объяснить производство этих элементов в r- и LEPP- процессах. Однако, далее, при понижении металличности у звезд гало мы наблюдаем повышение  $[Zr/Sr]$  до 0.4 на  $[Fe/H]=-2$ , а затем дальнейший рост вплоть до 0.8 на  $[Fe/H]=-2.5$ . На сегодняшний день причина этого роста остается неясной. Однако, существует гипотеза, что это может быть связано с

s-процессом, который мог бы протекать в быстровращающихся массивных звездах с дефицитом металлов.

### 5.3 Выводы по главе 5

У выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание Zr с учетом отклонения от ЛТР. Выполнен анализ элементных отношений  $[C/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$ ,  $[C/Na]$ ,  $[C/O]$ ,  $[Zr/Fe]$  и  $[Zr/Sr]$  и проведено сравнение полученных наблюдательных данных с результатами моделирования химической эволюции Галактики (K15) из [160].

Отношения  $[C/Fe]$  показывают разброс для звезд гало, но разброс уменьшается для отношения  $[C/O]$ . Подтверждено существование локального минимума в  $[C/O]$  на металличности  $[Fe/H] = -1.5$ . Отношение  $[Na/Fe]$  у карликов толстого и тонкого дисков совпадает и близко к солнечному, при этом отмечается разброс у звезд гало. У звезд тонкого диска отношение  $[Zr/Fe]$  близко к солнечному. Начиная с металличности  $[Fe/H] = -0.8$ , наблюдается подъем  $[Zr/Fe]$  до  $\sim 0.5$  у звезд гало. Анализ  $[Zr/Sr]$  показывает, что у звезд тонкого диска отношение  $[Zr/Sr]$  близко к нулю, а у звезд толстого диска  $[Zr/Sr] = 0.18 \pm 0.10$ . Далее при понижении металличности у звезд гало мы наблюдаем повышение  $[Zr/Sr]$  до  $0.4$  на  $[Fe/H] = -2$ , а затем дальнейший рост вплоть до  $0.8$  на  $[Fe/H] = -2.5$ . На сегодняшний день остается неясной причина этого роста, поскольку эмпирические предсказания Травальо и др. [46] дают  $[Zr/Sr]_{r+LEPP} = 0.22$  и  $[Zr/Sr]_r = 0.10$ , если предполагать, что стронций и цирконий оба синтезировались в r- и LEPP- процессах или только в одном r-процессе, соответственно.

Полученные результаты помогут восстановить картину обогащения межзвездной среды тяжелыми элементами и будут полезны как наблюдательные ограничения на модели химической эволюции Галактики.

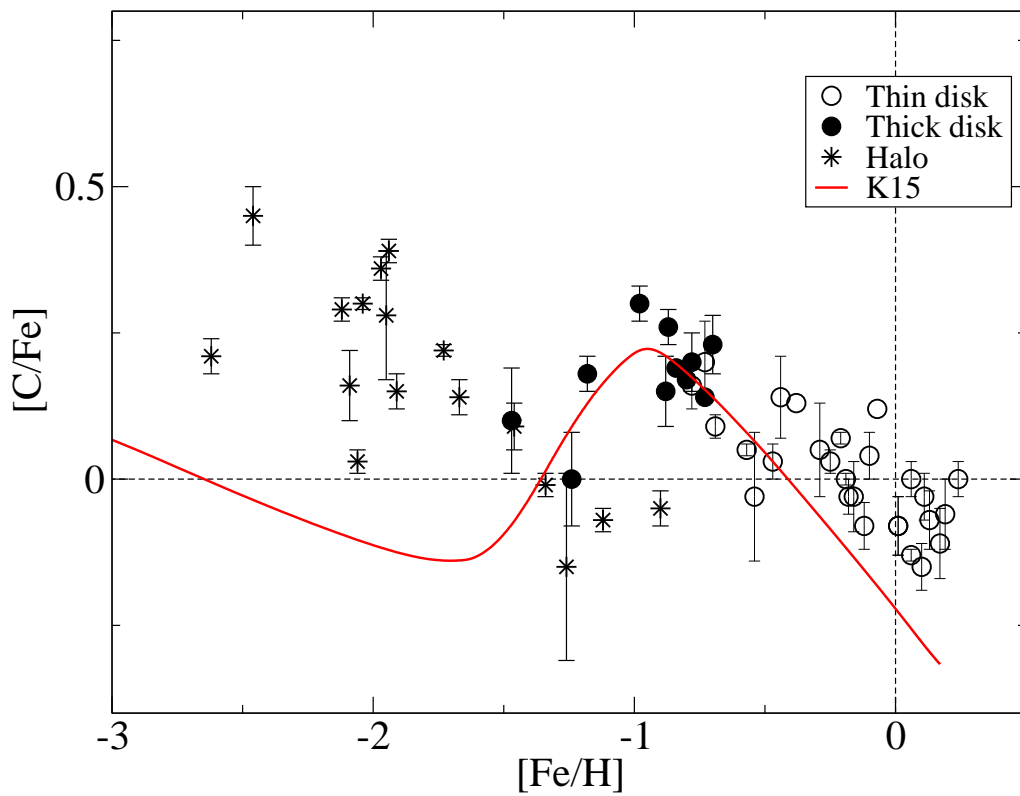


Рис. 29. Содержание  $[C/Fe]$  в зависимости от  $[Fe/H]$ . Результат диссертанта из работ [1А,4А]. Сплошной кривой показаны результаты моделирования химической эволюции Галактики (K15) согласно [160].

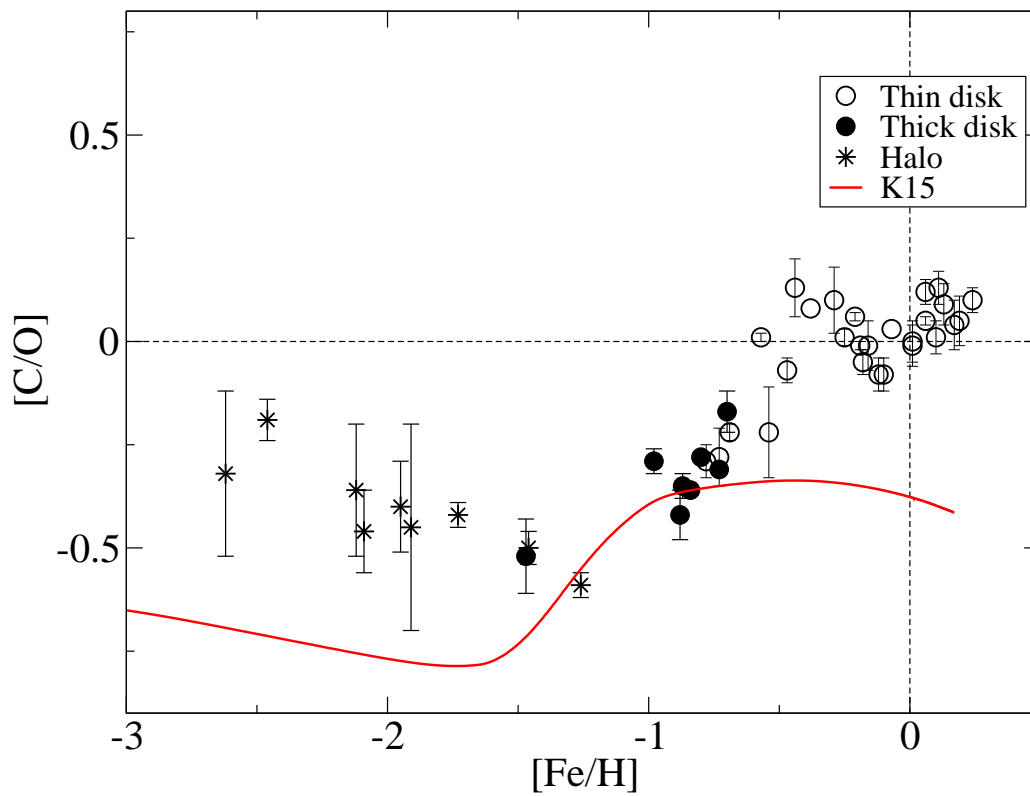


Рис. 30. Содержание  $[C/O]$  в зависимости от  $[Fe/H]$ . Совместный результат диссертанта из работ [1А,4А]. Сплошной кривой показаны результаты моделирования химической эволюции Галактики (K15) согласно [160].

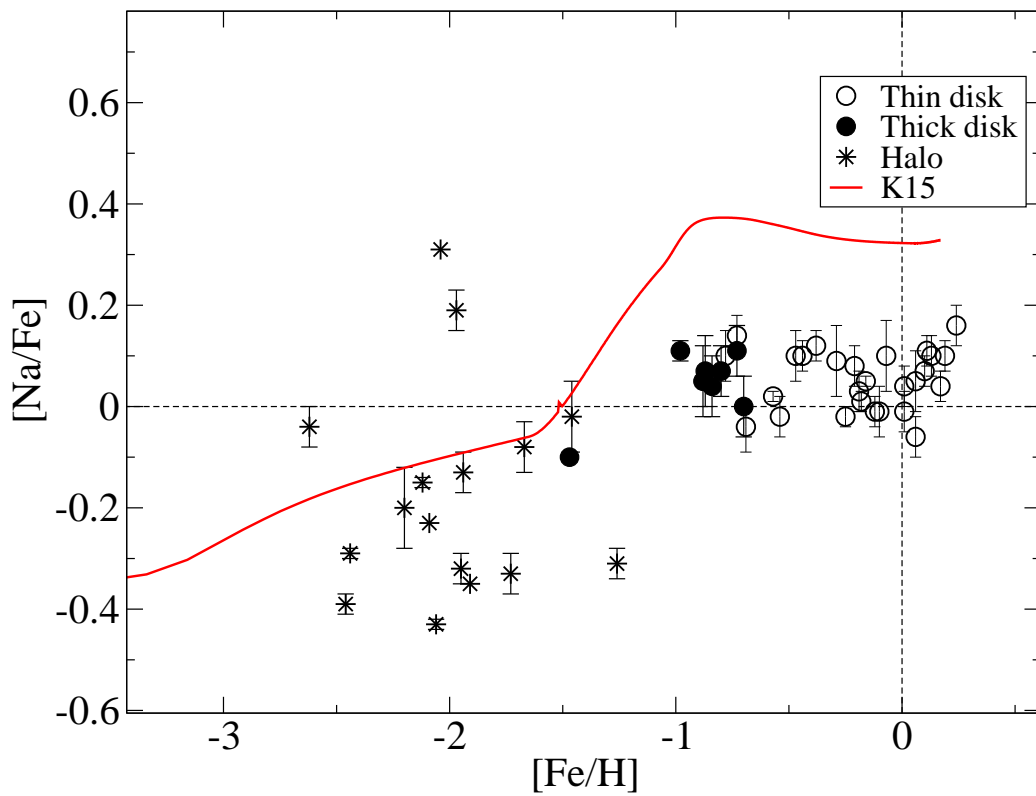


Рис. 31. Содержание  $[Na/Fe]$  в зависимости от  $[Fe/H]$ . Результат диссертанта из работы [1A]. Сплошной кривой показаны результаты моделирования химической эволюции Галактики (K15) согласно [160].

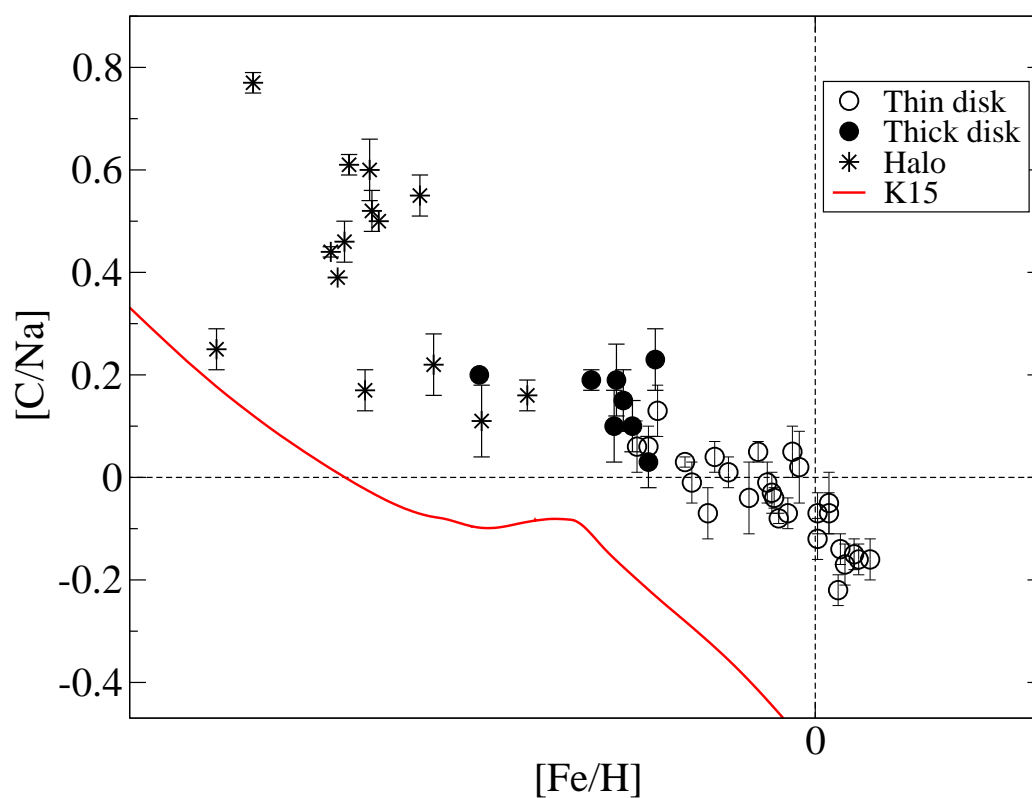


Рис. 32. Содержание  $[C/Na]$  в зависимости от  $[Fe/H]$ . Результат диссертанта из работ [1A]. Сплошной кривой показаны результаты моделирования химической эволюции Галактики (K15) согласно [160].

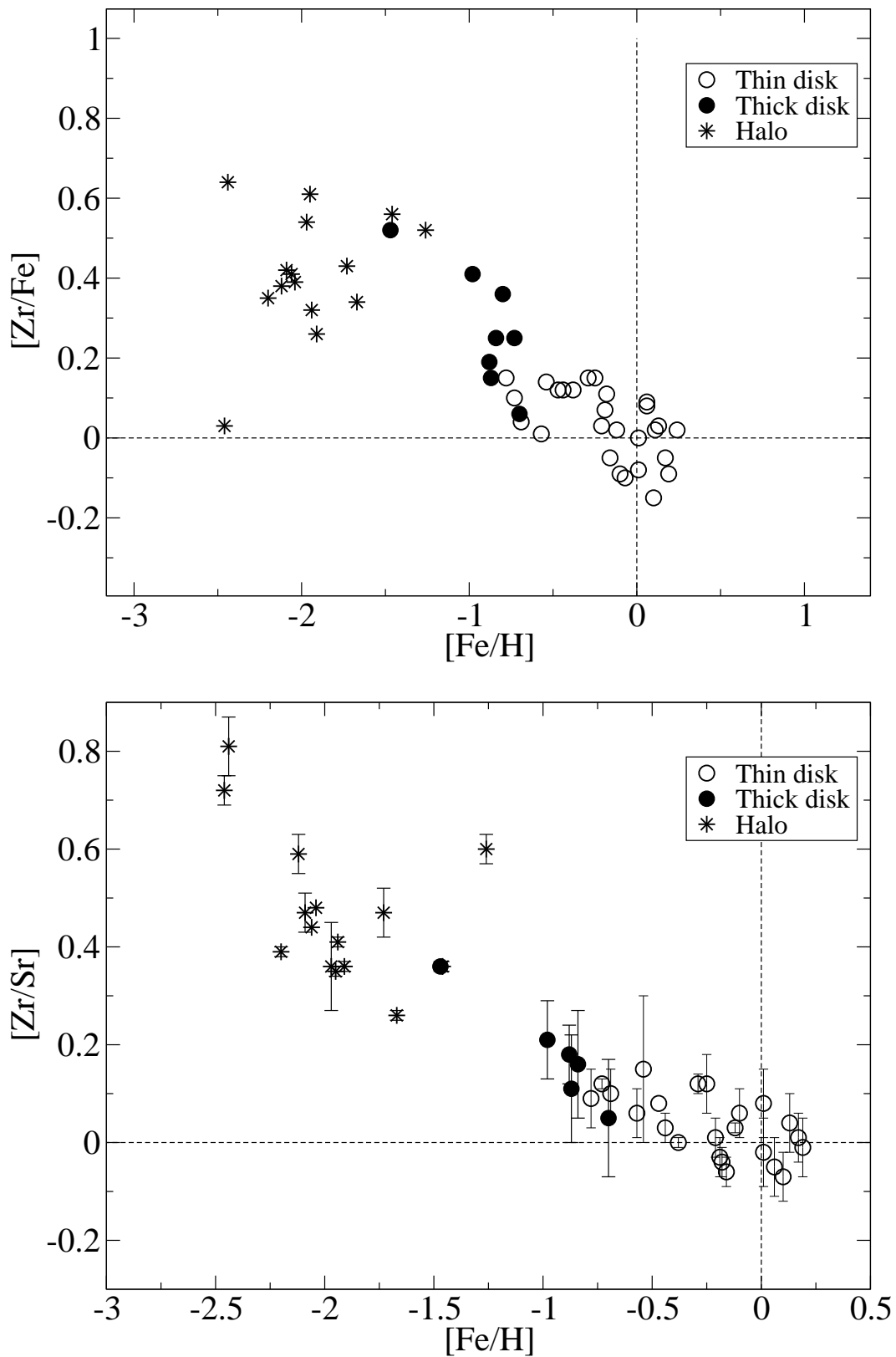


Рис. 33. Отношения  $[Zr/Fe]$  и  $[Zr/Sr]$  в зависимости от  $[Fe/H]$ . Совместный результат диссертанта из работы [1A].



## Заключение

В работе представлены разработанные и протестированные модели атомов C I – C II и Na I, которые могут быть использованы для решения различных астрофизических задач.

Расчет населенностей атомных уровней был проведен с использованием комплекса программ DETAIL [51], разработанного Батлером и Гиддингсом и описанного в работе [51]. В этой программе для решения уравнений переноса излучения используется метод ускоренной  $\Lambda$ -итерации в варианте, описанном Райбики и Хаммером в [52].

Во второй главе была построена модель атома для C I – C II с использованием современных атомных данных и проанализированы не-ЛТР эффекты в линиях C I – C II в атмосферах A и B звезд. Не-ЛТР вычисления предсказывают, что некоторые линии C I в ИК диапазоне спектра могут быть в эмиссии, в зависимости от атмосферных параметров. Сначала эмиссия появляется в синглетных линиях 8335 и 9405 Å при эффективной температуре от 9250 до 10500 К. При  $T_{\text{eff}} > 15000$  К ( $\log g = 4$ ) глубины формирования всех линий C I сдвигаются во внутренние слои и в слоях формирования линий C I 9061 – 9111 Å и 9603 – 9658 Å нарушается детальный баланс в УФ переходе  $2p^2 \ ^3P - 3s^3P^\circ$  (1657 Å), что приводит к опустошению уровня  $3s^3P^\circ$  и к эмиссии в линиях C I 9061 – 9111 Å и 9603 – 9658 Å.

Наши теоретические результаты нашли подтверждение в наблюдаемых спектрах звезд. Эмиссионные линии C I были обнаружены в четырех самых горячих звездах с  $T_{\text{eff}} \geq 10\,400$  К, и они были воспроизведены посредством наших не-ЛТР вычислений.

Определено содержание углерода по линиям C I – C II в условиях

отклонения от ЛТР для семи АВ звезд по спектрам высокого разрешения. В четырех самых горячих наблюдаются линии двух стадий ионизации, включая эмиссионные линии С I, и по всем линиям получено согласие при определении содержания углерода. Шесть звезд показывают практически одинаковое содержание углерода, близкое к солнечному значению. Был подтвержден значительный дефицит углерода у Сириуса с  $[C/H] = -0.72$ .

В работе была продемонстрирована важность учета точных атомных данных для вычисления статистического равновесия. В частности, эмиссионные линии С I оказались чрезвычайно чувствительными к варьированию столкновительных скоростей с электронами. Со скоростями, вычисленными приближенно по формулам эмиссионные линии не воспроизводятся. Эмиссионные линии воспроизводятся в том случае, если принимаются точные квантово-механические расчеты для столкновений с электронами [65].

Полученные результаты могут мотивировать на исследование эмиссионных линий других металлов Mg II, Si II, P II, Ca II, Cr II, Fe II, Ni II, Cu II и Hg II, которые наблюдаются в спектрах В-звезд [47–50].

В третьей главе проведен анализ формирования линий С I в условиях отклонения от ЛТР в классических 1D моделях атмосфер, представляющих модели звезд поздних спектральных классов, при варьировании содержания углерода от солнечного до  $[C/H] = -3$ . В согласии с предыдущими исследованиями нами получено, что не-ЛТР ведет к усилению линий по сравнению с ЛТР из-за падения функции источников относительно функции Планка и увеличения непрозрачности в линиях.

Отклонения от ЛТР велики для сильных линий, таких как С I 9061-9111 Å (мультиплет 3), 9405 Å, и 9658 Å, которые формируются в верхних слоях атмосферы, где столкновения неэффективны. Для этих линий  $\Delta_{NLTE}$  варьируются между  $-0.10$  dex и  $-0.45$  dex, в зависимости от параметров атмосферы. Не-ЛТР поправки не превосходят 0.03 dex по абсолютной ве-

личине для слабых линий C I видимой области спектра 4932 Å, 5052 Å, 5380 Å и 6587 Å. Не-ЛТР эффекты сильно зависят от содержания углерода в атмосфере.

В диапазоне металличности  $-1 \leq [M/H] \leq 0$  наши теоретические результаты хорошо согласуются с Такедой и Хондой [22] и Фаббианом и др. [21]. При  $[M/H] = -2$  наши  $\Delta_{\text{NLTE}}$  находятся в согласии с [22], однако на 0.08 dex меньше по абсолютной величине, чему у [21]. Наши не-ЛТР поправки значительно меньше при  $[M/H] = -3$ , чем соответствующие поправки в работах [22] и [21]. Очевидно, что это нельзя объяснить применением атомных данных из Рейда [66]. К сожалению, мы не нашли наблюдательных данных из литературы, чтобы проверить какие из полученных результатов верны.

У выборки звезд, включающей 57 FGK-карликов в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание углерода по линиям C I в условиях отклонения от ЛТР, а также по молекулярным линиям CN и C<sub>2</sub>. Из 57 FGK-карликов у 47 удалось измерить содержание по обеим группам линий, атомарным C I и молекулярным CN.

Показано, что для каждой звезды из 47 FGK-карликов в диапазоне металличности от  $-2.5$  до  $0.2$  содержание углерода, полученное по молекулярным линиям CN, согласуется с не-ЛТР содержанием по атомарным линиям C I. Это позволяет сделать важный вывод о возможности использования молекулярных линий CN в рамках плоско-параллельных моделей атмосфер для определения содержания углерода, в том числе, для звезд с низкой металличностью, где атомарные линии отсутствуют. На основе полученных результатов рекомендуется использовать атомарные C I и молекулярные CN линии в качестве дополнительного индикатора определения эффективной температуры у звезд поздних спектральных классов, в том числе в автоматических методах определения параметров звездных атмо-

сфер.

Показано, что не-ЛТР поправки к содержанию для линий C I 4932 Å, 5052 Å и 5380 Å в моделях 6200/4.0/−3 с избытком углерода не превосходят 0.04 dex по абсолютной величине. Мы представляем не-ЛТР поправки к содержанию для линий C I в моделях с избытком углерода для набора параметров  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  и  $[M/H]$ . Поправки будут полезны для определения содержания углерода у звезд с избытком углерода.

В четвертой главе автором построена модель атома Na I с использованием современных атомных данных. В согласии с предыдущими исследователями показано, что основной механизм отклонения от ЛТР для Na I это сверхрекомбинация, когда нижние уровни Na I оказываются перезаселенными относительно ЛТР населенностей благодаря рекомбинациям на высоковозбужденные состояния с последующими каскадными переходами на нижние уровни. Показано, что отклонения от ЛТР необходимо учитывать даже при использовании слабых линий Na I 6154, 6161 Å. Не-ЛТР поправки для Na I 6154, 6161 Å варьируются от −0.06 до −0.24 dex, в зависимости от параметров звезды.

По спектрам высокого разрешения у 78 GK-гигантов и 51 FGK-карлика, принадлежащих различным населением Галактики, определено не-ЛТР содержание натрия. На основе анализа (U, V, W) скоростей и относительного содержания  $[\alpha/Fe]$  были выделены 4 подгруппы звезд-гигантов: тонкий диск (38 звезд, из которых 15 бариевые), толстый диск (15 звезд), поток Геркулеса (13 звезд) и переходные звезды (13 звезд). Среди FGK-карликов тонкий галактический диск составляют 27 звезд с  $[Fe/H]$  до -0.78, толстый диск представляют 11 звезд с  $-1.47 \leq [Fe/H] \leq -0.70$ , а также 19 звезд гало.

Благодаря учету не-ЛТР эффектов удалось показать, что отношение  $[Na/Fe]$  у красных гигантов тонкого и толстого дисков совпадает и близко к солнечному. Также не обнаружено различий в относительном содержа-

нии  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  между карликами толстого и тонкого дисков, и полученные отношения близки к солнечному значению. Подтверждено существование избытка  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  в бариевых звездах. Звезды потока Геркулеса показывают близкие к солнечному отношения  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ .

В пятой главе у выборки звезд, включающей 51 FGK-карлик в диапазоне металличности от  $-2.6$  до  $0.2$  с точными атмосферными параметрами, определено содержание циркония с учетом отклонения от ЛТР. Выполнен анализ элементных отношений  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{Na}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{C}/\text{Na}]$ ,  $[\text{C}/\text{O}]$ ,  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  и  $[\text{Zr}/\text{Sr}]$  и проведено сравнение полученных наблюдательных данных с результатами моделирования химической эволюции Галактики (K15) из [160].

Отношение  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  у карликов толстого и тонкого дисков совпадает и близко к солнечному, при этом отмечается разброс у звезд гало со средним значением  $[\text{Na}/\text{Fe}] = -0.17 \pm 0.21$ . Не обнаружено различие в содержании натрия у звезд тонкого и толстого дисков и их среднее содержание натрия близко к солнечному с  $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.05 \pm 0.06$ . Модельная кривая (K15) качественно хорошо воспроизводит наблюдаемую зависимость на интервале  $[\text{Fe}/\text{H}]$  от  $-3$  до  $-1.5$ , а затем кривая оказывается выше на  $0.30$  dex относительно наблюдаемых значений.

Анализ элементных отношений  $[\text{C}/\text{Fe}]$  показывает наличие разброса у звезд гало, но разброс уменьшается при анализе отношения  $[\text{C}/\text{O}]$ . Присутствует локальный минимум в  $[\text{C}/\text{O}]$  на металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ . Отношение  $[\text{C}/\text{O}]$  показывает, в среднем, значения близкие к солнечному у звезд тонкого диска с  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.6$ , а затем крутое падение на низких металличностях, вплоть до  $[\text{C}/\text{O}] = -0.55$  на  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.26$ . Далее  $[\text{C}/\text{O}]$  снова возрастает до  $-0.2$  на  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.5$ . Полученный результат находится в согласии с другими авторами. Модельная кривая (K15) качественно хорошо воспроизводит наблюдаемую зависимость  $[\text{C}/\text{O}]$ , однако, как и в случае  $[\text{C}/\text{Fe}]$ , кривая оказывается сдвинутой вниз примерно на  $0.35$  dex.

У звезд тонкого диска отношение  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  близко к солнечному с

$[Zr/Fe]=0.04\pm 0.08$ . Начиная с металличности  $[Fe/H] = -0.8$ , наблюдается подъем  $[Zr/Fe]$  до  $\sim 0.5$  у звезд гало. Анализ  $[Zr/Sr]$  показывает, что у звезд тонкого диска отношение  $[Zr/Sr]$  близко к нулю, а у звезд толстого диска  $[Zr/Sr]=0.18\pm 0.10$ . При понижении металличности у звезд гало мы наблюдаем повышение  $[Zr/Sr]$  до 0.4 на  $[Fe/H]=-2$ , а затем дальнейший рост вплоть до 0.8 на  $[Fe/H]=-2.5$ . На сегодняшний день остается неясной причина этого роста, поскольку эмпирические предсказания Травальо и др. [46] дают  $[Zr/Sr]_{r+LEPP} = 0.22$  и  $[Zr/Sr]_r = 0.10$ , если предполагать, что стронций и цирконий оба синтезировались в r- и LEPP- процессах или только в одном r-процессе, соответственно.

Полученное не-ЛТР содержание углерода, натрия и циркония у FGК-звезд различных галактических населений может быть использовано в качестве ограничений на модели химической эволюции Галактики.

## Литература

1. Carlsson M., Rutten R. J., Shchukina N. G. The formation of the MG I emission features near 12 microns // *Astronom. and Astrophys.* 1992. — Jan. Vol. 253. Pp. 567–585.
2. Sigut T. A. A. The interpretation of Mn II emission from late-type B stars // *Astronom. and Astrophys.* 2001. — Oct. Vol. 377. Pp. L27–L30.
3. Nieva M. F., Przybilla N. Carbon abundances of early B-type stars in the solar vicinity. Non-LTE line-formation for C II/III/IV and self-consistent atmospheric parameters // *Astronom. and Astrophys.* 2008. — Apr. Vol. 481. Pp. 199–216. 0711.3783.
4. Wahlgren G. M. Weak emission lines and peculiar stars // *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso.* 2008. — Apr. Vol. 38. Pp. 279–284.
5. Fossati L., Ryabchikova T., Bagnulo S. et al. The chemical abundance analysis of normal early A- and late B-type stars // *Astronom. and Astrophys.* 2009. — Sep. Vol. 503. Pp. 945–962.
6. Asplund M. New Light on Stellar Abundance Analyses: Departures from LTE and Homogeneity // *Annual Review of Astronomy and Astrophys.* 2005. — Sep. Vol. 43. Pp. 481–530.
7. Roby S. W., Lambert D. L. Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in the chemically peculiar stars of the upper main sequence // *Astrophys. J. Suppl.* 1990. — May. Vol. 73. Pp. 67–102.

8. Przybilla N., Butler K., Kudritzki R. P. Non-LTE line-formation for neutral and singly-ionized carbon. Model atom and first results on BA-type stars // *Astronom. and Astrophys.* 2001. — Dec. Vol. 379. Pp. 936–954.
9. Rentzsch-Holm I. Non-LTE abundance corrections of iron and carbon in A-type and related stars. // *Astronom. and Astrophys.* 1996. — Aug. Vol. 312. Pp. 966–972.
10. Nieva M.-F., Przybilla N. Present-day cosmic abundances. A comprehensive study of nearby early B-type stars and implications for stellar and Galactic evolution and interstellar dust models // *Astronom. and Astrophys.* 2012. — Mar. Vol. 539. P. A143. arXiv:astro-ph.SR/1203.5787.
11. Bensby T., Feltzing S. The origin and chemical evolution of carbon in the Galactic thin and thick discs\* // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2006. — Apr. Vol. 367. Pp. 1181–1193. astro-ph/0601130.
12. Reddy B. E., Lambert D. L., Allende Prieto C. Elemental abundance survey of the Galactic thick disc // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2006. — Apr. Vol. 367. Pp. 1329–1366. astro-ph/0512505.
13. Akerman C. J., Carigi L., Nissen P. E. et al. The evolution of the C/O ratio in metal-poor halo stars // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — Feb. Vol. 414. Pp. 931–942. astro-ph/0310472.
14. Carbon D. F., Barbuy B., Kraft R. P. et al. Carbon and nitrogen abundances in metal-poor dwarfs of the solar neighborhood // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* 1987. — May. Vol. 99. Pp. 335–368.
15. Spite M., Cayrel R., Plez B. et al. First stars VI - Abundances of C, N, O, Li, and mixing in extremely metal-poor giants. Galactic evolution of the light elements // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Feb. Vol. 430. Pp. 655–668. astro-ph/0409536.



16. Baumüller D., Gehren T. Aluminium in metal-poor stars. // *Astronom. and Astrophys.* 1997. — Sep. Vol. 325. Pp. 1088–1098.
17. Vernazza J. E., Avrett E. H., Loeser R. Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun // *Astrophys. J. Suppl.* 1981. — Apr. Vol. 45. Pp. 635–725.
18. Shchukina N. G., Shcherbina T. G. The effects of departure from local thermodynamical equilibrium in the solar Fraunhofer spectrum - The C I 1069.5-nm infrared multiplet // *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel.* 1990. — Apr. Vol. 6. Pp. 44–52.
19. Stuerenburg S., Holweger H. Statistical equilibrium and photospheric abundance of carbon in the sun and in VEGA // *Astronom. and Astrophys.* 1990. — Oct. Vol. 237. Pp. 125–136.
20. Takeda Y. Statistical equilibrium and abundances of carbon and nitrogen in the atmosphere of VEGA // "Publications of the Astronomical Society of Japan". 1992. — Dec. Vol. 44. Pp. 649–662.
21. Fabbian D., Asplund M., Carlsson M., Kiselman D. The non-LTE line formation of neutral carbon in late-type stars // *Astronom. and Astrophys.* 2006. — Nov. Vol. 458. Pp. 899–914. astro-ph/0608284.
22. Takeda Y., Honda S. Photospheric CNO Abundances of Solar-Type Stars // "Publications of the Astronomical Society of Japan". 2005. — Feb. Vol. 57. Pp. 65–82.
23. Tomkin J., Lemke M., Lambert D. L., Sneden C. The carbon-to-oxygen ratio in halo dwarfs // *Astronom. J.* 1992. — Oct. Vol. 104. Pp. 1568–1584.
24. Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J. et al. Line formation in solar granulation. VI. [C I], C I, CH and C<sub>2</sub> lines and the photospheric C abun-

- dance // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Feb. Vol. 431. Pp. 693–705. astro-ph/0410681.
25. Dobrovolskas V. Effects of convection and non-equilibrium radiation transfer in stellar atmospheres. Vilnius university, Center for physical sciences and technology. 2013.
  26. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2013. — Nov. Vol. 559. P. A102. arXiv:astro-ph.SR/1310.7791.
  27. Gallagher A. J., Caffau E., Bonifacio P. et al. An in-depth spectroscopic examination of molecular bands from 3D hydrodynamical model atmospheres I. Formation of the G-band in metal-poor dwarf stars // *ArXiv e-prints*. 2016. — May. arXiv:astro-ph.SR/1605.07215.
  28. Woosley S. E., Weaver T. A. The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis // *Astrophys. J.* 1995. — Nov. Vol. 101. P. 181.
  29. Denisenkov P. A., Denisenkova S. N. Correlation Between the Abundances of NA and the CNO Elements in Red Giants in Omega-Centauri // *Soviet Astronomy Letters*. 1990. — Jul. Vol. 16. P. 275.
  30. Reddy B. E., Tomkin J., Lambert D. L., Allende Prieto C. The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2003. — Mar. Vol. 340. Pp. 304–340. astro-ph/0211551.
  31. Bensby T., Feltzing S., Lundström I. Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars // *Astronom. and Astrophys.* 2003. — Nov. Vol. 410. Pp. 527–551.

32. Alves-Brito A., Meléndez J., Asplund M. et al. Chemical similarities between Galactic bulge and local thick disk red giants: O, Na, Mg, Al, Si, Ca, and Ti // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — Apr. Vol. 513. P. A35. arXiv:astro-ph.SR/1001.2521.
33. Pakhomov Y. V. Chemical composition of the atmospheres of red giants with high space velocities // *Astronomy Letters.* 2012. — Feb. Vol. 38. Pp. 101–116. arXiv:astro-ph.SR/1312.3195.
34. Pakhomov Y. V. Sodium in the atmospheres of thick-disk red giants // *Astronomy Letters.* 2013. — Jan. Vol. 39. Pp. 54–64. arXiv:astro-ph.SR/1311.5040.
35. Boyarchuk A. A., Antipova L. I., Boyarchuk M. E., Savanov I. S. A Comparative Analysis of Chemical Abundances in the Atmospheres of Red Giants of Different Age Groups // *Astronomy Reports.* 2001. — Apr. Vol. 45. Pp. 301–308.
36. Pasquini L., Randich S., Zoccali M. et al. Detailed chemical composition of the open cluster IC 4651: The iron peak,  $\alpha$  elements, and Li // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — Sep. Vol. 424. Pp. 951–963. astro-ph/0406113.
37. Fuhrmann K. Nearby stars of the Galactic disk and halo // *Astronom. and Astrophys.* 1998. — Oct. Vol. 338. Pp. 161–183.
38. Gehren T. Kinetic equilibrium and line formation of Na I in the solar atmosphere // *Astronom. and Astrophys.* 1975. — Jan. Vol. 38. Pp. 289–302.
39. Boyarchuk A. A., Lyubimkov L. S., Sakhbullin N. A. Effects of deviations from local thermodynamic equilibrium in the atmospheres of F supergiants. I. Overionization of Fe I atoms // *Astrophysics.* 1985. — Mar. Vol. 22. Pp. 203–214.

40. Mashonkina L. I., Sakhbullin N. A., Shimanskij V. V. NaI spectral lines in the atmospheres of G-dwarfs in the absence of LTE // *Астрон. Журн.* 1993. — Apr. Vol. 70. Pp. 372–380.
41. Baumueller D., Butler K., Gehren T. Sodium in the Sun and in metal-poor stars // *Astronom. and Astrophys.* 1998. — Oct. Vol. 338. Pp. 637–650.
42. Gratton R. G., Sneden C., Carretta E., Bragaglia A. VizieR Online Data Catalog: Metal-poor field stars abundances (Gratton+, 2000) // *VizieR Online Data Catalog.* 1999. — Nov. Vol. 335.
43. Takeda Y., Zhao G., Takada-Hidai M. et al. Non-LTE Analysis of the Sodium Abundance of Metal-Poor Stars in the Galactic Disk and Halo // *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics.* 2003. — Aug. Vol. 3. Pp. 316–340. astro-ph/0304337.
44. Shi J. R., Gehren T., Zhao G. Sodium abundances in nearby disk stars // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — Aug. Vol. 423. Pp. 683–691. astro-ph/0405535.
45. Lind K., Asplund M., Barklem P. S., Belyaev A. K. Non-LTE calculations for neutral Na in late-type stars using improved atomic data // *Astronom. and Astrophys.* 2011. — Apr. Vol. 528. P. A103. arXiv:astro-ph.SR/1102.2160.
46. Travaglio C., Gallino R., Arnone E. et al. Galactic Evolution of Sr, Y, And Zr: A Multiplicity of Nucleosynthetic Processes // *Astrophys. J.* 2004. — Feb. Vol. 601. Pp. 864–884. astro-ph/0310189.
47. Sigut T. A. A., Landstreet J. D., Shorlin S. L. S. Emission Lines in the Spectrum of the  ${}^3\text{He}$  Star 3 Centauri A // *Astrophys. J.* 2000. — Feb. Vol. 530. Pp. L89–L92. astro-ph/0001090.

48. Wahlgren G. M., Hubrig S. Emission lines in the spectra of late-B type stars // *Astronom. and Astrophys.* 2000. — Oct. Vol. 362. Pp. L13–L16.
49. Wahlgren G. M., Hubrig S. Emission lines in the optical spectrum of 3 Cen A // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — May. Vol. 418. Pp. 1073–1081.
50. Castelli F., Hubrig S. A refined analysis of the remarkable Bp star HR 6000 // *Astronom. and Astrophys.* 2007. — Dec. Vol. 475. Pp. 1041–1052. 0710.0005.
51. 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. Vol. No. 9. P. University of London. arXiv:0805.0554.
52. Rybicki G. B., Hummer D. G. An accelerated lambda iteration method for multilevel radiative transfer. I - Non-overlapping lines with background continuum // *Astronom. and Astrophys.* 1991. — May. Vol. 245. Pp. 171–181.
53. 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. — Aug. Vol. 211. Pp. 404–417.
54. van Regemorter H. Rate of Collisional Excitation in Stellar Atmospheres. // *Astrophys. J.* 1962. — Nov. Vol. 136. P. 906.
55. Steenbock W., Holweger H. Statistical equilibrium of lithium in cool stars of different metallicity // *Astronom. and Astrophys.* 1984. — Jan. Vol. 130. Pp. 319–323.
56. Kochukhov O. 2010.

57. Reetz J. K. Diploma Thesis. Universität München, 1991. URL: <http://books.google.com/books?id=8mL9PgAACAAJ>.
58. Shulyak D., Tsymbal V., Ryabchikova T. et al. Line-by-line opacity stellar model atmospheres // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — Dec. Vol. 428. Pp. 993–1000.
59. Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K. et al. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties // *Astronom. and Astrophys.* 2008. — Aug. Vol. 486. Pp. 951–970. 0805.0554.
60. 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>.
61. Kupka F., Piskunov N., Ryabchikova T. A. et al. VALD-2: Progress of the Vienna Atomic Line Data Base // *Annual review of astronomy and astrophysics.* 1999. — Jul. Vol. 138. Pp. 119–133. (VALD).
62. Cunto W., Mendoza C., Ochsenbein F., Zeippen C. J. TOPBASE: the Opacity Project atomic database // *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires.* 1993. — Jan. Vol. 42. P. 39.
63. Luo D., Pradhan A. K., Saraph H. E. et al. Atomic data for opacity calculations. X - Oscillator strengths and photoionisation cross sections for O III // *Journal of Physics B Atomic Molecular Physics.* 1989. — Feb. Vol. 22. Pp. 389–406.
64. Hibbert A., Biemont E., Godefroid M., Vaeck N. Accurate F values of astrophysical interest for neutral carbon // *Annual review of astronomy and astrophysics.* 1993. — May. Vol. 99. Pp. 179–204.
65. Wang Y., Zatsarinny O., Bartschat K. B-spline R-matrix-with-

- pseudostates calculations for electron-impact excitation and ionization of carbon // *Physical Review A*. 2013. — Jan. Vol. 87, no. 1. P. 012704.
66. Reid R. H. G. Electron impact excitation of C I. 1994. — Aug.
67. Wilson N. J., Bell K. L., Hudson C. E. Effective collision strengths for electron impact excitation of C II // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Mar. Vol. 432. Pp. 731–736.
68. Seaton M. J. The Impact Parameter Method for Electron Excitation of Optically Allowed Atomic Transitions // *Proceedings of the Physical Society*. 1962. — Jun. Vol. 79. Pp. 1105–1117.
69. Bailey J. D., Landstreet J. D. Abundances determined using Si ii and Si iii in B-type stars: evidence for stratification // *Astronom. and Astrophys.* 2013. — Mar. Vol. 551. P. A30. arXiv:astro-ph.SR/1301.3050.
70. Hill G. M., Landstreet J. D. Compositional Differences among the A-Type Stars - Part One - Six Narrowlined Stars // *Astronom. and Astrophys.* 1993. — Sep. Vol. 276. P. 142.
71. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2007. — Dec. Vol. 476. Pp. 911–925. 0710.0579.
72. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2000. — Jul. Vol. 359. Pp. 1085–1106.
73. Lambert D. L., Roby S. W., Bell R. A. Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in Sirius and VEGA // *Astrophys. J.* 1982. — Mar. Vol. 254. Pp. 663–669.

74. Landstreet J. D. Abundances of the elements He to Ni in the atmosphere of Sirius A // *Astronom. and Astrophys.* 2011. — Apr. Vol. 528. P. A132.
75. Seaton M. J. in *Atomic and Molecular Processes* (New York: Academic Press). 1962.
76. Kurucz R. L., Furenlid I., Brault J., Testerman L. *Solar flux atlas from 296 to 1300 nm.* 1984.
77. Brooke J. S. A., Bernath P. F., Schmidt T. W., Bacskay G. B. Line strengths and updated molecular constants for the C<sub>2</sub> Swan system // *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer.* 2013. — Jul. Vol. 124. Pp. 11–20. arXiv:astro-ph.SR/1212.2102.
78. Urdahl R. S., Bao Y., Jackson W. M. An experimental determination of the heat of formation of C<sub>2</sub> and the C#58872H bond dissociation energy in C<sub>2</sub>H // *Chemical Physics Letters.* 1991. — Mar. Vol. 178. Pp. 425–428.
79. Masseron T., Plez B., Van Eck S. et al. CH in stellar atmospheres: an extensive linelist // *Astronom. and Astrophys.* 2014. — Nov. Vol. 571. P. A47. arXiv:astro-ph.SR/1410.4005.
80. Huber K. P., Herzberg G. *Molecular spectra and molecular structure.* 1979.
81. Jorgensen U. G., Larsson M., Iwamae A., Yu B. Line intensities for CH and their application to stellar atmospheres. // *Astronom. and Astrophys.* 1996. — Nov. Vol. 315. Pp. 204–211.
82. Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P. The Chemical Composition of the Sun // *Annual review of astronomy and astrophysics.* 2009. — Sep. Vol. 47. Pp. 481–522. arXiv:astro-ph.SR/0909.0948.
83. Caffau E., Ludwig H.-G., Bonifacio P. et al. The solar photospheric abundance of carbon. Analysis of atomic carbon lines with the CO5BOLD



- solar model // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — May. Vol. 514. P. A92. arXiv:astro-ph.SR/1002.2628.
84. Froese Fischer C. Some improved transition probabilities for neutral carbon // *Journal of Physics B Atomic Molecular Physics.* 2006. — May. Vol. 39. Pp. 2159–2167.
85. Kurucz R. L. Robert L. Kurucz on-line database of observed and predicted atomic transitions. 2007.
86. Kurucz R. L. SYNTHE spectrum synthesis programs and line data. 1993.
87. Brault J., Testerman L. Preliminary Kitt Peak Photoelectric Atlas. Kitt Peak Nat. Obs., Tucson. 1972.
88. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2011. — Apr. Vol. 528. P. A87. arXiv:astro-ph.SR/1101.4570.
89. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2012. — Sep. Vol. 545. P. A17. arXiv:astro-ph.SR/1207.5954.
90. Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C. Determination of effective temperatures for an extended sample of dwarfs and subdwarfs (F0-K5). // *Annual review of astronomy and astrophysics.* 1996. — Jun. Vol. 117. Pp. 227–254.
91. González Hernández J. I., Bonifacio P. A new implementation of the infrared flux method using the 2MASS catalogue // *Astronom. and Astrophys.* 2009. — Apr. Vol. 497. Pp. 497–509. arXiv:astro-ph.SR/0901.3034.

92. Casagrande L., Ramírez I., Meléndez J. et al. An absolutely calibrated  $T_{eff}$  scale from the infrared flux method. Dwarfs and subgiants // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — Mar. Vol. 512. P. A54. arXiv:astro-ph.SR/1001.3142.
93. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2011. — Jun. Vol. 530. P. A138. arXiv:astro-ph.GA/1103.4651.
94. Mashonkina L., Gehren T., Travaglio C., Borkova T. Mg, Ba and Eu abundances in thick disk and halo stars // *Astronom. and Astrophys.* 2003. — Jan. Vol. 397. Pp. 275–284. astro-ph/0210366.
95. Bagnulo S., Jehin E., Ledoux C. et al. The UVES Paranal Observatory Project: A Library of High-Resolution Spectra of Stars across the Hertzsprung-Russell Diagram // *The Messenger.* 2003. — Dec. Vol. 114. Pp. 10–14.
96. 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. — Nov. Vol. 51. Pp. 903–919.
97. Gallagher A. J., Caffau E., Bonifacio P. et al. An in-depth spectroscopic examination of molecular bands from 3D hydrodynamical model atmospheres. I. Formation of the G-band in metal-poor dwarf stars // *Astronom. and Astrophys.* 2016. — Sep. Vol. 593. P. A48. arXiv:astro-ph.SR/1605.07215.
98. Starkenburg E., Shetrone M. D., McConnachie A. W., Venn K. A. Binarity in carbon-enhanced metal-poor stars // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2014. — Jun. Vol. 441. Pp. 1217–1229. arXiv:astro-ph.SR/1404.0385.

99. Behara N. T., Bonifacio P., Ludwig H.-G. et al. Three carbon-enhanced metal-poor dwarf stars from the SDSS. Chemical abundances from CO<sup>5</sup>BOLD 3D hydrodynamical model atmospheres // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — Apr. Vol. 513. P. A72. arXiv:astro-ph.SR/1002.1670.
100. Spite M., Caffau E., Bonifacio P. et al. Carbon-enhanced metal-poor stars: the most pristine objects? // *Astronom. and Astrophys.* 2013. — Apr. Vol. 552. P. A107. arXiv:astro-ph.GA/1303.1791.
101. Grupp F. MAFAGS-OS: New opacity sampling model atmospheres for A, F and G stars. II. Temperature determination and three “standard” stars // *Astronom. and Astrophys.* 2004. — Oct. Vol. 426. Pp. 309–322.
102. 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 // *Astronom. and Astrophys.* 2009. — Aug. Vol. 503. Pp. 177–181. arXiv:astro-ph.SR/0906.5449.
103. Martin W. C., Zalubas R. Energy levels of sodium Na I through Na XI // *Journal of Physical and Chemical Reference Data.* 1981. — Jan. Vol. 10. Pp. 153–196.
104. Igenbergs K., Schweinzer J., Bray I. et al. Database for inelastic collisions of sodium atoms with electrons, protons, and multiply charged ions // *Atomic Data and Nuclear Data Tables.* 2008. — Nov. Vol. 94. Pp. 981–1014.
105. Barklem P. S., Belyaev A. K., Dickinson A. S., Gadéa F. X. Inelastic Na+H collision data for non-LTE applications in stellar atmospheres // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — Sep. Vol. 519. P. A20. arXiv:astro-ph.SR/1006.5164.
106. Bruls J. H. M. J., Rutten R. J., Shchukina N. G. The formation of he-

- lioseismology lines. I - NLTE effects in alkali spectra // *Astronom. and Astrophys.* 1992. — Nov. Vol. 265. Pp. 237–256.
107. Anstee S. D., O'Mara B. J. Width cross-sections for collisional broadening of s-p and p-s transitions by atomic hydrogen // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 1995. — Oct. Vol. 276. Pp. 859–866.
108. Barklem P. S., O'Mara B. J. The broadening of p-d and d-p transitions by collisions with neutral hydrogen atoms // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 1997. — Sep. Vol. 290. Pp. 102–106.
109. Park C. Electron impact excitation rate coefficients for hydrogen, helium and alkali atoms. // *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer.* 1971. Vol. 11. Pp. 7–36.
110. Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Y. V., Panchuk V. E. Studies of Classical Barium Stars // *Astronomy Reports.* 2003. — Aug. Vol. 47. Pp. 648–659.
111. Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Y. V., Yushkin M. V. Analysis of the Na, Mg, Al, and Si Abundances in the Atmospheres of Red Giants of Different Spectral Subgroups // *Astronomy Reports.* 2005. — Jul. Vol. 49. Pp. 535–547.
112. Pakhomov Y. V., Antipova L. I., Boyarchuk A. A. et al. A study of red giants in the fields of open clusters. Cluster members // *Astronomy Reports.* 2009. — Jul. Vol. 53. Pp. 660–674.
113. Pakhomov Y. V., Antipova L. I., Boyarchuk A. A. et al. Red giants in the vicinity of open clusters. Field stars // *Astronomy Reports.* 2009. — Aug. Vol. 53. Pp. 685–702.
114. Pakhomov Y. V., Antipova L. I., Boyarchuk A. A. Chemical abundance

- analysis for the atmospheres of red giants in the Hercules moving group // Astronomy Reports. 2011. — Mar. Vol. 55. Pp. 256–266.
115. Mishenina T. V., Soubiran C., Kovtyukh V. V., Korotin S. A. On the correlation of elemental abundances with kinematics among galactic disk stars // Astronom. and Astrophys. 2004. — May. Vol. 418. Pp. 551–562. astro-ph/0401234.
116. Fuhrmann K. Nearby stars of the Galactic disk and halo // Astronom. and Astrophys. 1998. — Oct. Vol. 338. Pp. 161–183.
117. Zwicky F. Morphological astronomy. 1957.
118. Bidelman W. P., Keenan P. C. The BA II Stars. // Astrophys. J. 1951. — Nov. Vol. 114. P. 473.
119. McClure R. D., Woodsworth A. W. The binary nature of the barium and CH stars. III - Orbital parameters // Astrophys. J. 1990. — Apr. Vol. 352. Pp. 709–723.
120. Davis D. S., Richer H. B., King I. R. et al. On the radial distribution of white dwarfs in the globular cluster NGC 6397 // Monthly Notices Roy. Astronom. Soc. 2008. — Jan. Vol. 383. Pp. L20–L24. 0709.4286.
121. Pereira C. B., Sales Silva J. V., Chavero C. et al. Chemical abundances and kinematics of a sample of metal-rich barium stars // Astronom. and Astrophys. 2011. — Sep. Vol. 533. P. A51. arXiv:astro-ph.SR/1108.2500.
122. Liu G.-Q., Liang Y.-C., Deng L.-C. Abundance analysis of Barium stars // Research in Astronomy and Astrophysics. 2009. — Apr. Vol. 9. Pp. 431–448. 0811.2079.
123. Clayton D. Handbook of Isotopes in the Cosmos. 2003. — Sep. P. 326.

124. Dehnen W. The Distribution of Nearby Stars in Velocity Space Inferred from HIPPARCOS Data // The Astronomical Journal. 1998. — Jun. Vol. 115. Pp. 2384–2396. astro-ph/9803110.
125. Famaey B., Jorissen A., Luri X. et al. Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters // Astronom. and Astrophys. 2005. — Jan. Vol. 430. Pp. 165–186. astro-ph/0409579.
126. Fux R. Order and chaos in the local disc stellar kinematics induced by the Galactic bar // Astronom. and Astrophys. 2001. — Jul. Vol. 373. Pp. 511–535. astro-ph/0105398.
127. Soubiran C., Girard P. Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk // Astronom. and Astrophys. 2005. — Jul. Vol. 438. Pp. 139–151. astro-ph/0503498.
128. Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7  $M_{sun}$ , and from  $Z=0.0004$  to 0.03 // Astrophys. J. Suppl. 2000. — Feb. Vol. 141. Pp. 371–383. astro-ph/9910164.
129. Boyarchuk A. A., Lyubimkov L. S. Detailed analysis of F supergiants. 1. Distribution of microturbulence and element abundances in the atmospheres of  $\gamma$  Cyg and  $\alpha$  UMi // Bulletin Crimean Astrophysical Observatory. 1981. Vol. 64. P. 1.
130. Mishenina T. V., Bienaymé O., Gorbaneva T. I. et al. Elemental abundances in the atmosphere of clump giants // Astronom. and Astrophys. 2006. — Sep. Vol. 456. Pp. 1109–1120. astro-ph/0605615.
131. Luck R. E., Heiter U. Giants in the Local Region // Astrophys. J. 2007. — Jun. Vol. 133. Pp. 2464–2486.

132. Takeda Y., Sato B., Murata D. Stellar Parameters and Elemental Abundances of Late-G Giants // *Publ. Astron. Soc. Japan.* 2008. — Aug. Vol. 60. Pp. 781–802. 0805.2434.
133. Ishigaki M. N., Aoki W., Chiba M. Chemical Abundances of the Milky Way Thick Disk and Stellar Halo. II. Sodium, Iron-peak, and Neutron-capture Elements // *Astrophys. J.* 2013. — Jul. Vol. 771. P. 67. 1306.0954.
134. Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Ilyin I.  $\alpha$ -, r-, and s-process element trends in the Galactic thin and thick disks // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Apr. Vol. 433. Pp. 185–203. astro-ph/0412132.
135. Mishenina T. V., Soubiran C., Bienaymé O. et al. Spectroscopic investigation of stars on the lower main sequence // *Astronom. and Astrophys.* 2008. — Oct. Vol. 489. Pp. 923–930.
136. Bragaglia A., Carretta E., Gratton R. G. et al. Metal Abundances of Red Clump Stars in Open Clusters. I. NGC 6819 // *Astrophys. J.* 2001. — Jan. Vol. 121. Pp. 327–336. astro-ph/0009321.
137. Carretta E., Bragaglia A., Cacciari C., Rossetti E. Proton capture elements in the globular cluster NGC 2808. I. First detection of large variations in sodium abundances along the Red Giant Branch // *Astronom. and Astrophys.* 2003. — Oct. Vol. 410. Pp. 143–154. astro-ph/0309021.
138. Friel E. D., Jacobson H. R., Barrett E. et al. Abundances of Red Giants in the Old Open Cluster Collinder 261 // *Astrophys. J.* 2003. — Nov. Vol. 126. Pp. 2372–2384.
139. Gratton R. G., Bragaglia A., Carretta E. et al. Precise reddening and metallicity of NGC 6752 from FLAMES spectra // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Nov. Vol. 442. Pp. 947–947.

140. Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., Tosi M. High-resolution spectroscopy of the old open cluster Collinder 261: abundances of iron and other elements // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Oct. Vol. 441. Pp. 131–140. astro-ph/0505606.
141. Yong D., Grundahl F., Nissen P. E. et al. Abundances in giant stars of the globular cluster NGC 6752 // *Astronom. and Astrophys.* 2005. — Aug. Vol. 438. Pp. 875–888. astro-ph/0504283.
142. Jacobson H. R., Friel E. D., Pilachowski C. A. Na, Al, and O Abundances of Open Clusters NGC 7142, NGC 6939, and IC 4756 // *Astrophys. J.* 2007. — Sep. Vol. 134. Pp. 1216–1230.
143. Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., Lucatello S. Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra // *Astronom. and Astrophys.* 2009. — Oct. Vol. 505. Pp. 139–155. 0909.2941.
144. Smiljanic R., Gauderon R., North P. et al. CNO<sub>Na</sub> and <sup>12</sup>C/<sup>13</sup>C in giant stars of 10 open clusters // *Astronom. and Astrophys.* 2009. — Jul. Vol. 502. Pp. 267–282. 0810.1701.
145. Mikolaitis Š., Tautvaišienė G., Gratton R. et al. Chemical composition of clump stars in the open cluster NGC 6134 // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2010. — Sep. Vol. 407. Pp. 1866–1874. arXiv:astro-ph.SR/1005.3944.
146. Gratton R. G., Lucatello S., Carretta E. et al. The Na-O anticorrelation in horizontal branch stars. I. NGC 2808 // *Astronom. and Astrophys.* 2011. — Oct. Vol. 534. P. A123. 1109.4013.
147. Jacobson H. R., Pilachowski C. A., Friel E. D. A Chemical Abundance Study of 10 Open Clusters Based on WIYN-Hydra Spectroscopy // *Astrophys. J.* 2011. — Aug. Vol. 142. P. 59. 1107.4139.



148. Johnson C. I., Pilachowski C. A. Oxygen and Sodium Abundances in M13 (NGC 6205) Giants: Linking Globular Cluster Formation Scenarios, Deep Mixing, and Post-RGB Evolution // *The Astrophysical Journal Letters*. 2012. — Aug. Vol. 754. P. L38. arXiv:astro-ph.SR/1207.1919.
149. Gratton R. G., Lucatello S., Carretta E. et al. The Na-O anticorrelation in horizontal branch stars (Corrigendum). II. NGC 1851 // *Astronom. and Astrophys.* 2012. — Nov. Vol. 547. P. C2.
150. Smiljanic R. On the sodium overabundance of giants in open clusters: the case of the Hyades // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2012. — May. Vol. 422. Pp. 1562–1570. arXiv:astro-ph.SR/1202.2200.
151. Kacharov N., Koch A., McWilliam A. A comprehensive chemical abundance study of the outer halo globular cluster M 75 // *Astronom. and Astrophys.* 2013. — Jun. Vol. 554. P. A81. 1304.4247.
152. Muñoz C., Geisler D., Villanova S. The origin and chemical evolution of the exotic globular cluster NGC 3201 // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2013. — Aug. Vol. 433. Pp. 2006–2017. 1305.3645.
153. Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B. et al. The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results // *Astronom. and Astrophys.* 1993. — Aug. Vol. 275. P. 101.
154. Prochaska J. X., Naumov S. O., Carney B. W. et al. The Galactic Thick Disk Stellar Abundances // *Astrophys. J.* 2000. — Nov. Vol. 120. Pp. 2513–2549. astro-ph/0008075.
155. Iben I., Jr. Stellar Evolution.VI. Evolution from the Main Sequence to the Red-Giant Branch for Stars of Mass  $1 M_{\odot}$ ,  $1.25 M_{\odot}$ , and  $1.5 M_{\odot}$  // *Astrophys. J.* 1967. — Feb. Vol. 147. P. 624.

156. Charbonnel C., Lagarde N. Thermohaline instability and rotation-induced mixing. I. Low- and intermediate-mass solar metallicity stars up to the end of the AGB // *Astronom. and Astrophys.* 2010. — Nov. Vol. 522. P. A10. arXiv:astro-ph.SR/1006.5359.
157. Timmes F. X., Woosley S. E., Weaver T. A. Galactic chemical evolution: Hydrogen through zinc // *Astrophys. J. Suppl.* 1995. — Jun. Vol. 98. Pp. 617–658. astro-ph/9411003.
158. Velichko A. B., Mashonkina L. I., Nilsson H. Formation of Zr I and II lines under non-LTE conditions of stellar atmospheres // *Astronomy Letters.* 2010. — Sep. Vol. 36. Pp. 664–679. arXiv:astro-ph.SR/1102.0085.
159. Ljung G., Nilsson H., Asplund M., Johansson S. New and improved experimental oscillator strengths in Zr II and the solar abundance of zirconium // *Astronom. and Astrophys.* 2006. — Sep. Vol. 456. Pp. 1181–1185.
160. Kobayashi C., Tsujimoto T., Nomoto K. The History of the Cosmic Supernova Rate Derived from the Evolution of the Host Galaxies // *Astrophys. J.* 2000. — Aug. Vol. 539. Pp. 26–38. astro-ph/9908005.
161. Kobayashi C., Karakas A. I., Umeda H. The evolution of isotope ratios in the Milky Way Galaxy // *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* 2011. — Jul. Vol. 414. Pp. 3231–3250. arXiv:astro-ph.GA/1102.5312.