

СООТНОШЕНИЕ ЧЕТНЫХ И НЕЧЕТНЫХ ИЗОТОПОВ БАРИЯ У ИЗБРАННЫХ ЗВЕЗД ГАЛО ГАЛАКТИКИ

© 2019 г. Л. И. Машонкина^{1*}, А. К. Беляев^{2**}

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²Российский государственный педагогический университет им. А.И. Герцена,
Санкт-Петербург, Россия

Поступила в редакцию 18.03.2019 г.; после доработки 01.04.2019 г.; принята к публикации 01.04.2019 г.

Усовершенствована модель атома Ba II путем учета возбуждения переходов за счет столкновений с атомами водорода с коэффициентами скоростей из квантово-механических расчетов Беляева и Яковлевой (2018). С использованием спектров высокого разрешения и моделирования линий Ba II при отказе от предположения ЛТР определена доля изотопов бария с нечетным массовым числом (f_{odd}) у четырех гигантов гало Галактики с хорошо известными параметрами атмосфер. Мы используем метод, основанный на требовании общего содержания по резонансной (Ba II 4554 Å) и субординатным (Ba II 5853, 6496 Å) линиям. Достигнута точность 0.04 dex определения содержания бария по индивидуальным линиям. У трех звезд — HD 2796, HD 108317 и HD 122563 — $f_{\text{odd}} \gtrsim 0.4$. Это указывает на то, что $\gtrsim 80\%$ бария, наблюдаемого у этих звезд, было синтезировано в r -процессе. У HD 128279 значение $f_{\text{odd}} = 0.27$ превышает долю нечетных изотопов бария в Солнечной системе, но незначительно. Доминирование r -процесса в эпоху формирования звезд нашей выборки подтверждается наличием у них избытка европия относительно бария — с $[\text{Eu}/\text{Ba}] > 0.3$. Рассчитаны не-ЛТР поправки к содержанию бария для пяти линий Ba II и исследована их зависимость от параметров атмосферы в диапазоне эффективных температур от 4500 до 6500 К, ускорения силы тяжести $\log g$ от 0.5 до 4.5 и металличности $[\text{Fe}/\text{H}]$ от 0 до -3 .

Ключевые слова: атмосферы звезд, формирование спектральных линий в неравновесных условиях, звезды с дефицитом металлов, содержание бария и его изотопов в звездах, синтез бария.

DOI: 10.1134/S0320010819060032

ВВЕДЕНИЕ

Изотопы элементов, расположенных в таблице Менделеева за группой железа ($Z > 30$, далее будем называть их тяжелыми элементами), синтезируются в ядерных реакциях нейтронных захватов (Бербидж и др., 1957), которые в зависимости от плотности потока нейтронов подразделяются на медленный процесс (slow, s -процесс) и быстрый процесс (rapid, r -процесс) захвата нейтронов. В зависимости от места протекания и эффективности производства изотопов различной массы (A) s -процесс разделяют на две компоненты. Основная (main) компонента связана со стадией двойного слоевого источника у звезд асимптотической ветви гигантов (АВГ) и производством изотопов с $A = 90\text{--}208$. Как показали теоретические исследования, подтвержденные наблюдениями (см. обзор

Буссо и др., 1999), наибольший вклад в солнечное содержание s -ядер внесли звезды с начальными массами $1\text{--}4 M_{\odot}$. Слабая (weak) компонента протекает в массивных звездах ($> 10 M_{\odot}$) на стадии горения гелия в ядре и производит наиболее легкие изотопы тяжелых элементов — с $A \leq 90$ (см., например, Каппелер и др., 1989). r -Процесс преодолевает барьер в районе висмута ($Z = 83$, $A = 208$) и может синтезировать самые тяжелые ядра. Вероятно, он связан не с единственным типом звезд. В литературе предлагаются модели слияния нейтронных звезд или черных дыр, взрывов сверхновых II типа, гравитационного коллапса, вызванного аккрецией, и др., и до сих пор нет единого мнения (Нишимура и др., 2017). Но все согласны с тем, что r -процесс должен протекать в звездах, более массивных, чем те, в которых идет нуклеосинтез в основной компоненте s -процесса. Дело в том, что разные элементы и разные изотопы даже одного элемента синтезируются с разной эффективностью в s - и r -процессах. Например,

* Электронный адрес: lima@inasan.ru

** Электронный адрес: andrey.k.belyaev@gmail.com

в веществе Солнечной системы 80% бария — это s -ядра, синтезированные в звездах АВГ, а европий — продукт преимущественно r -процесса — на 94% (Травальо и др., 1999). Барий ($A = 134–138$) и европий ($A = 151, 153$) не могут производиться в слабой компоненте s -процесса. Еще в конце 1970-х годов было показано, что у звезд гало Галактики наблюдаются избытки европия относительно бария относительно соответствующего солнечного отношения, т.е. $[\text{Eu}/\text{Ba}]^1 > 0$ (Спит, Спит, 1978). Такое возможно только в том случае, если r -процесс идет в звездах с более коротким временем эволюции, т.е. более массивных, чем звезды АВГ. Теоретические аргументы в пользу доминирования r -процесса над s -процессом в эпоху формирования звездного населения гало были приведены Трураном (1981).

Для решения проблемы астрофизического места r -процесса и уточнения современных представлений о химической эволюции Галактики очень важно восстановить историю обогащения галактического вещества s - и r -ядрами. Отношение $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ является хорошим индикатором соотношения вкладов r - и s -процессов (r/s) в содержание бария в ту эпоху, когда звезда сформировалась. Если доминировал r -процесс, то звезда имеет $[\text{Eu}/\text{Ba}] = [\text{Eu}/\text{Ba}]_r$, которое в разных работах по расчету вклада основной компоненты s -процесса в солнечное содержание европия и бария варьируется от 0.67 (Травальо и др., 1999) до 0.80 (Бистерцо и др., 2014) и равно 0.63 в теоретическом приближении точки ожидания (waiting-point, WP, Кратц и др., 2007). Машонкина и др. (2003) показали, что у звезд толстого диска и гало $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ находится в диапазоне от 0.35 до 0.67 и в эпоху формирования толстого диска нуклеосинтез в звездах АВГ уже начался. Была получена оценка вклада s -процесса в содержание бария — от 30 до 50% и показано, что толстый диск формировался в промежутке между 1.1 и 1.6 млрд. лет от начала протогалактического коллапса. Однако использование разных элементных отношений приводит к разным выводам. Из анализа отношений между Ba, La, Nd, Eu и Dy Баррис и др. (2000) пришли к выводу, что вклад звезд АВГ становится заметным, начиная с $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.3$. Симмерер и др. (2004) понизили эту границу до $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.6$, анализируя отношения La/Eu, а Родерер и др. (2010), наоборот, повысили до $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.4$ по наблюдениям Pb/Eu.

Еще одним индикатором r/s в содержании бария является доля изотопов с нечетным массовым числом — f_{odd} . В веществе Солнечной системы

барий представлен, в основном, пятью изотопами с долей в общем содержании: $^{134}\text{Ba} : ^{135}\text{Ba} : ^{136}\text{Ba} : ^{137}\text{Ba} : ^{138}\text{Ba} = 2.4 : 6.6 : 7.9 : 11.2 : 71.7$ и $f_{\text{odd},\odot} = 0.18$ (Лоддерс и др., 2009). В r -процессе получается другая смесь изотопов, например, Травальо и др. (1999) предсказывают: $^{135}\text{Ba} : ^{137}\text{Ba} : ^{138}\text{Ba} = 24 : 22 : 54$ и $f_{\text{odd},r} = 0.46$. Близкое значение получается в модели WP: $f_{\text{odd},r} = 0.438$ (Кратц и др., 2007). Резонансные линии Ba II 4554 и 4934 Å чувствительны к варьированию смеси изотопов бария, и это дает возможность определить f_{odd} , а значит, r/s у звезд.

В литературе используются два метода определения f_{odd} . Оба основаны на том, что у изотопов ^{135}Ba и ^{137}Ba есть сверхтонкое расщепление (HFS — от английского термина) уровней, и каждая линия бария состоит из набора компонент. Первый метод использует тот факт, что ширина резонансной линии Ba II 4554 Å увеличивается при увеличении f_{odd} . Этот метод требует очень высокого спектрального разрешения (R) и сверхвысокого отношения сигнала к шуму (S/N). Например, для самой близкой ($d = 62$ пк) звезды гало — HD 140283 — Ламберт и Алленде Прието (2002) получили спектр с $R \simeq 200\,000$ и $S/N \simeq 550$, а Галлахер и др. (2010) — с $S/N \simeq 1110$ (!) Сложность метода связана с необходимостью отделить уширение линии, обусловленное сверхтонкой структурой, от уширения вращением, макротурбулентными движениями в атмосфере звезды, а также инструментального уширения. При классическом подходе (однородные и одномерные 1D модели атмосфер) для этого используются линии в соседних участках спектра, как правило, элементов группы железа. Слабость этого подхода очевидна. Если инструментальное уширение и уширение вращением производят одинаковый эффект на линии с близкими длинами волн, то эффект макротурбулентности может зависеть от глубины формирования линий. Его невозможно корректно учесть для резонансных линий Ba II, используя линии (преимущественно, субординатные) других элементов. Поэтому так сильно различаются результаты разных авторов для одной и той же звезды. Например, для HD 140283 Ламберт и Алленде Прието (2002) получили $f_{\text{odd}} = 0.3 \pm 0.21$, что указывает на существенный вклад r -процесса в содержание бария, а Галлахер и др. (2010) дают $f_{\text{odd}} = 0.02$, что ниже, чем даже в чистом s -процессе: $f_{\text{odd},s} = 0.11$ (Арландини и др., 1999). Обнадеживающими являются результаты, полученные Галлахером и др. (2015) с применением гидродинамических расчетов в 3D модели атмосферы: $f_{\text{odd}} = 0.38$ для той же звезды, что соответствует современным представлениям об

¹ Мы используем стандартное обозначение для элементных отношений: $[X/Y] = \log(N_X/N_Y)_* - \log(N_X/N_Y)_\odot$.

истории производства тяжелых элементов в Галактике. Но маловероятно, что метод найдет широкое применение из-за невозможности получить наблюдаемые спектры нужного качества для звезд с дефицитом металлов, которые в большинстве своем находятся на значительных расстояниях.

Второй метод использует тот факт, что эффект HFS различен для резонансных и субординатных линий Ba II. Сначала определяется полное содержание бария по субординатным линиям, а затем f_{odd} варьируется до тех пор, пока не получится то же самое содержание по резонансным линиям. Идея была предложена Мэгейном и Жао (1993), но использовалась очень редко. Метод не требует сверхвысокого качества наблюдаемого спектра, но требует точного определения параметров атмосферы, особенно микротурбулентной скорости (ξ_t), и отказа от предположения ЛТР при расчетах линий Ba II, так как не-ЛТР эффекты различны для резонансных и субординатных линий. Поэтому метод был применен для небольшого количества звезд и, преимущественно, в наших работах — Машонкина и Жао (2006, 25 звезд), Машонкина и др. (2008, 2 звезды) и Яблонка и др. (2015, 2 звезды).

Целью данной работы является определение относительного вклада r - и s -процессов в содержание бария у четырех гигантов гало путем определения доли нечетных изотопов бария из анализа резонансных и субординатных линий Ba II. Исследование мотивировано двумя факторами. Во-первых, в апреле 2018 г. обнародованы параллаксы, измеренные обсерваторией Gaia (Гайя ассоциация, 2018), которые позволяют получить точные значения поверхностного ускорения силы тяжести ($\log g$) для звезд, удаленных вплоть до 4.5 кпк. И, во-вторых, в 2018 г. впервые выполнены квантово-механические расчеты столкновений Ba II + H I (Беляев, Яковлева, 2018). Использование этих данных в не-ЛТР расчетах позволит повысить степень доверия к получаемым результатам.

Выборка звезд, наблюдательный материал и параметры атмосфер представлены в разделе 1. Не-ЛТР расчеты для Ba II — в разделе 2. В разделе 3 мы определяем содержание бария и европия, а в разделе 4 долю нечетных изотопов бария. Выводы сформулированы в разделе 5.

1. ВЫБОРКА ЗВЕЗД, НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЙ МАТЕРИАЛ, ПАРАМЕТРЫ АТМОСФЕР

Поставленная задача требует очень высокой точности определения содержания бария по отдельным линиям. Поэтому мы исключаем блендированные линии Ba II 4934 и 6141 Å и используем три линии: одну резонансную — Ba II 4554 Å и две субординатные — Ba II 5853 и 6497 Å. Для того

чтобы выбрать звезды, были проанализированы списки из работ Жао и др. (2016) и Машонкиной и др. (2017). Мы руководствовались следующими критериями:

1. Линия Ba II 4554 Å не должна быть очень сильной, чтобы избежать возможного влияния хромосферного подъема температуры в атмосфере звезды, но должна оставаться чувствительной к варьированию f_{odd} . Последнее означает, что при изменении f_{odd} от 0.18 (солнечная смесь изотопов) до 0.46 (чистый r -процесс) содержание по этой линии должно изменяться не менее, чем на 0.1 dex.
2. В спектре должны надежно измеряться обе субординатные линии.
3. Точность $\log g$ не хуже, чем 0.05 dex.

По разным причинам не была выбрана ни одна из звезд в списке Жао и др. (2016). Например, для HD 140283 увеличение f_{odd} от 0.18 до 0.46 ведет к уменьшению содержания по линии Ba II 4554 Å всего лишь на 0.02 dex, что меньше ошибки определения полного содержания по субординатным линиям.

Из списка Машонкиной и др. (2017) выбраны четыре звезды, удовлетворяющие всем критериям (табл. 1). Линия Ba II 4554 Å у этих звезд имеет эквивалентную ширину (W_{obs}) в диапазоне от 80 до 140 мÅ. Наблюдаемые спектры и эффективные температуры (T_{eff}) взяты из той же работы. Значения $\log g$ рассчитаны с использованием расстояний (Байлер-Джонс и др., 2018), основанных на параллаксах Gaia. В формулу для вычисления $\log g$ входят еще T_{eff} , масса звезды, видимая звездная величина V и болометрическая поправка. Поскольку звезды — старые ($-2.6 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.2$) и гиганты, то их масса надежно фиксируется: $M = 0.8 M_{\odot}$. Величины V взяты из астрономической базы данных SIMBAD². Болометрические поправки вычислены по таблицам Алонсо и др. (1999). Ошибки $\log g$ в табл. 1 соответствуют ошибкам в расстояниях.

Содержание железа определено по линиям Fe II и микротурбулентная скорость из требования одинакового содержания по линиям Fe I с разной W_{obs} . Не-ЛТР расчеты для Fe I–Fe II выполнены методом, разработанным ранее (Машонкина и др., 2011) и усовершенствованным путем учета неупругих процессов при столкновениях Fe I + H I и Fe II + H I с коэффициентами скоростей из квантово-механических расчетов Яковлевой и др. (2018, 2019).

² <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Таблица 1. Исследуемые звезды: параметры атмосфер и характеристики наблюдаемых спектров

Звезда, HD	T_{eff} , К	$\log g$	[Fe/H]	ξ_t , км/с	Спектр		
					Инструмент	R	Источник
2796	4880	1.80 ± 0.03	-2.19	1.8	VLT2/UVES	70 000	ID: 076.D-0546(A)
108317	5270	2.81 ± 0.02	-2.24	1.4	Magellan/MIKE	60 000	Эззеддин (2017)
122563	4600	1.40 ± 0.02	-2.57	1.6	VLT2/UVES	80 000	Багнуло и др. (2003)
128279	5200	3.00 ± 0.01	-2.19	1.1	VLT2/UVES	45 000	ID: 71.B-0529(A)

2. Не-ЛТР РАСЧЕТЫ ДЛЯ Ba II

2.1. Модель атома Ba II

В атмосферах звезд с дефицитом металлов концентрация электронов — низкая, и неупругие процессы при столкновениях с нейтральными атомами водорода играют важную роль в установлении статистического равновесия (СР) атомов. Беляев и Яковлева (2018) впервые получили коэффициенты скоростей из квантово-механических расчетов столкновений Ba II + H I. В данной работе не-ЛТР расчеты для Ba II проведены с моделью атома Машонкиной и др. (1999), которая усовершенствована путем замены приближенных Дравиновских скоростей столкновений с атомами H I (Дравин, 1968; Стинбок и Холвегер, 1984) на точные данные Беляева и Яковлевой (2018).

На рис. 1 (левая панель) мы сравниваем скорости возбуждения при столкновениях с электронами и атомами H I для различных переходов. Расчеты сделаны с температурой $T = 4190$ К, концентрацией электронов $\log N_e(\text{см}^{-3}) = 10.5$ и концентрацией атомов H I $\log N_{\text{H}}(\text{см}^{-3}) = 16.3$, которые соответствуют глубине формирования линий Ba II ($\log \tau_{5000} \simeq -0.5$) в модели атмосферы $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}] = 4600 \text{ К}/1.6/-2.5$. Для сравнения мы приводим также Дравиновские скорости, умноженные на коэффициент $S_{\text{H}} = 0.01$, который был найден ранее эмпирическим путем (Машонкина и др., 1999). Этот рисунок показывает, что столкновения с атомами H I играют не меньшую роль в установлении СР Ba II, чем столкновения с электронами, несмотря на то что для переходов с близкими энергиями возбуждения (E_{lu}) скорости в расчетах Беляева и Яковлевой (2018) могут различаться на несколько порядков величины: до 10 dex в диапазоне энергий $E_{\text{lu}} < 1.5$ эВ, важном

для СР. Для каждого уровня в атоме скорость обмена зарядом $\text{Ba}^+ + \text{H} \rightarrow \text{Ba}^{++} + \text{H}^-$ на 4–5 порядков величины превышает скорости ионизации электронным ударом (рис. 1, правая панель), но это не оказывает большого влияния на ионизационное равновесие Ba III/Ba II, так как Ba II доминирует в полной концентрации бария.

Система уравнений СР и переноса излучения решалась в заданной модели атмосферы по усовершенствованной программе DETAIL (Батлер, Гиддингс, 1985). Рисунок 2 показывает b-факторы — $b = n_{\text{NLTE}}/n_{\text{LTE}}$ — в модели атмосферы 4600/1.40/-2.57, рассчитанные с учетом и без учета столкновений с атомами H I. Здесь n_{NLTE} и n_{LTE} — населенности уровней, полученные путем решения уравнений СР (не-ЛТР) и по формулам Больцмана–Саха. Как и следовало ожидать, включение столкновений с атомами H I уменьшает отклонения от ЛТР. Несмотря на то что Ba II — это доминирующая стадия ионизации, в случае чисто электронных столкновений b-факторы даже основного и низковозбужденных уровней заметно отличаются от единицы в области формирования линий Ba II — при $\log \tau_{5000}$ от 0 до -1, и b-факторы подуровней тонкого расщепления $5d^2D_{3/2}$ и $5d^2D_{5/2}$ начинают расходиться уже в глубоких слоях ($\log \tau_{5000} \sim 0$).

2.2. Расчеты синтетического спектра

Определение содержания бария и европия проводится методом синтетического спектра, т.е. путем подгонки теоретического профиля линии к наблюдаемому. Мы используем программу SynthV (Цымбал и др., 2019) совместно с BinMag³. b-Факторы, необходимые для расчета теоретических

³ <http://www.astro.uu.se/oleg/binmag.html>

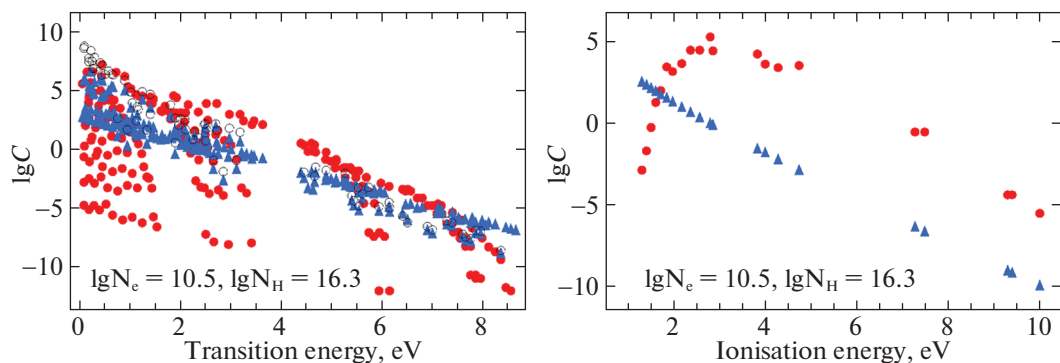


Рис. 1. Левая панель: скорости возбуждения — $\log C$ (с^{-1}) переходов Ba II при столкновениях с электронами (треугольники) и атомами H I (красные кружки, с использованием данных Беляева и Яковлевой, 2018). Открытые кружки соответствуют Дравиновским скоростям. Правая панель: скорости процессов $\text{Ba}^+ + e^- \rightarrow \text{Ba}^{++} + 2e^-$ и $\text{Ba}^+ + \text{H} \rightarrow \text{Ba}^{++} + \text{H}^-$ с использованием аналогичных символов. Расчеты сделаны для $T = 4190 \text{ K}$, $\log N_e (\text{см}^{-3}) = 10.5$ и $\log N_H (\text{см}^{-3}) = 16.3$.

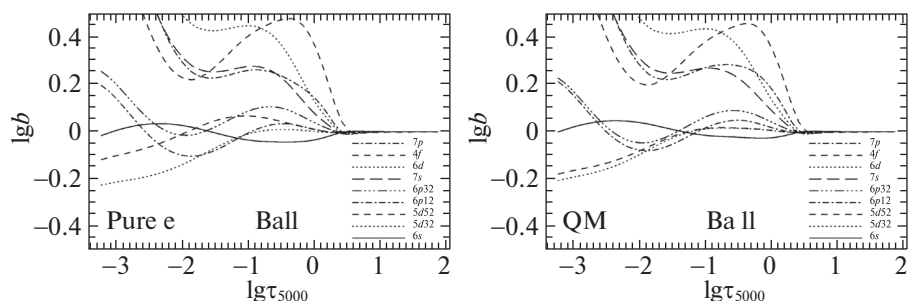


Рис. 2. b-Факторы избранных уровней Ba II в модели атмосферы 4600/1.40/−2.57, рассчитанные с учетом столкновений только с электронами (левая панель) и с включением столкновений с атомами H I (правая панель, с использованием данных Беляева и Яковлевой, 2018).

не-ЛТР спектров, рассчитываются в программе DETAIL. Список линий, атомные данные и их источники приведены в табл. 2. Линия Eu II 4129 Å нечувствительна к эффектам давления, и мы приняли для нее $\log \Gamma_6 = -7.870$ по аналогии с линиями Fe II.

Таблица 2. Список использованных линий

λ , Å	E_{exc} , эВ	$\log gf$	$\log \Gamma_6$	Ссылки	
				gf	Γ_6
Ba II 4554.03	0.00	0.17	−7.732	1	3
Ba II 5853.67	0.60	−1.01	−7.584	1	4
Ba II 6496.90	0.60	−0.38	−7.584	1	4
Eu II 4129.72	0.00	0.22	−7.870	2	—

Примечание. Ссылки: 1 — Галлахер (1967), 2 — Лоулер и др. (2001), 3 — Машонкина, Жао (2006), 4 — Барклем и О'Мара (1998).

Для солнечной смеси изотопов резонансная линия Ba II 4554 Å имеет 15 компонент. В r -процессе изотопы ^{134}Ba и ^{136}Ba не образуются, поэтому линия состоит из 13 компонент. Мы используем длины волн и относительные интенсивности компонент как в наших предыдущих исследованиях (см. табл. 1 в статье Машонкиной и Жао, 2006). В расчетах для разной смеси четных и нечетных изотопов мы трактуем изменение их относительного содержания как изменение сил осцилляторов компонент. Для линий Ba II 5853 и 6497 Å эффект HFS очень мал: расчеты с учетом и без учета HFS дают разницу в содержании меньше, чем 0.01 dex. Поэтому всюду для этих линий мы используем набор компонент и их атомные параметры из базы данных VALD (Рябчикова и др., 2015).

Модели атмосфер получены путем интерполяции для заданных $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]$ в сетке моделей MARCS⁴ (Густафсон и др., 2008). Использован алгоритм интерполяции, размещенный на сайте MARCS.

⁴<http://marcs.astro.uu.se>

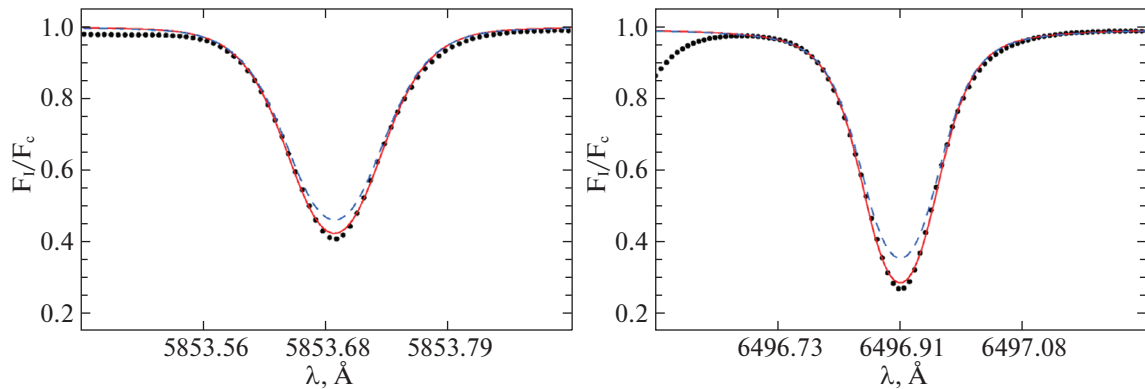


Рис. 3. Линии Ba II в спектре Солнца (пунктирные кривые) и теоретические не-ЛТР (сплошные кривые) и ЛТР (штриховые кривые) профили, рассчитанные с содержанием $\log \varepsilon = 2.25$ и 2.26 для Ba II 5853 и 6497 Å соответственно.

2.3. Влияние не-ЛТР на определение содержания бария

Эффект от применения точных скоростей столкновений с H I был сначала проверен на солнечных линиях Ba II 5853 и 6497 Å. Спектр Солнца как звезды взят из атласа Куруца и др. (1984). Модель атмосферы — MARCS с $T_{\text{eff}} = 5777$ K и $\log g = 4.44$, $\xi_t = 0.9$ км/с. При предположении ЛТР мы получаем $\log \varepsilon = 2.34$ и 2.39 для Ba II 5853 и 6497 Å соответственно. Это больше, чем метеоритное содержание бария — $\log \varepsilon_{\text{met}} = 2.21 \pm 0.04$ (Лоддерс и др., 2009). Здесь используется стандартная шкала содержания, в которой $\log \varepsilon_{\text{H}} = 12$. Не-ЛТР ведет к усилению линий Ba II и уменьшению получаемого по ним содержания. При учете только электронных столкновений: $\log \varepsilon = 2.21$ (Ba II 5853 Å) и 2.23 (Ba II 6497 Å), что согласуется с $\log \varepsilon_{\text{met}}$. Отметим, что такие же результаты были получены нами и ранее (Машонкина и др., 1999). Учет столкновений с H I ведет к уменьшению отклонений от ЛТР, и мы получаем немного более высокое содержание — $\log \varepsilon = 2.25$ и 2.26 , хотя расхождения с метеоритным не превышают ошибки определения. Теоретические не-ЛТР профили, описывающие наилучшим образом солнечные линии Ba II, показаны на рис. 3.

Мы рассчитали не-ЛТР поправки к содержанию — $\Delta_{\text{NLTE}} = \log \varepsilon_{\text{NLTE}} - \log \varepsilon_{\text{LTE}}$ для пяти линий Ba II: трех из табл. 2, а также Ba II 4934 и 6141 Å и для двух сеток моделей атмосфер. Одна из них имеет диапазон параметров, типичный для холодных гигантов: $T_{\text{eff}} = 4500$ и 4750 K, $\log g$ от 0.5 до 2.5 с шагом 0.5 и $[\text{Fe}/\text{H}] = 0, -1, -2, -2.5, -3$. Другая — типичный для звезд поздних спектральных классов вблизи главной последовательности: T_{eff} от 4500 до 6500 K с шагом 500 K, $\log g$ от 3.0 до 4.5 с шагом 0.5 и $[\text{Fe}/\text{H}]$ от 0

до -3 с шагом -0.5 . Таблицы поправок доступны на веб-странице http://www.inasan.rssi.ru/~lima/NLTE_corrections/.

Не-ЛТР поправки для трех линий при двух значениях T_{eff} представлены на рис. 4. Как впервые показано Машонкиной и др. (1999), отклонения от ЛТР для линий Ba II могут быть разного знака и величины в зависимости от металличности звезды, а также ее T_{eff} и $\log g$. Картина качественно не меняется и в расчетах с более точными столкновительными данными, как видно на рис. 4. При солнечной металличности не-ЛТР ведет к усилению линий Ba II и отрицательной Δ_{NLTE} , независимо от T_{eff} и $\log g$. Нужно отметить, что не-ЛТР эффекты малы для линии Ba II 4554 Å у холодных гигантов, причем в широком диапазоне металличности, так как линия — очень сильная, с развитыми ван дер Ваальсовскими крыльями, которые формируются в глубоких слоях атмосферы. В моделях с $\log g \geq 3$ не-ЛТР эффекты растут, т.е. Δ_{NLTE} становится более отрицательной, с уменьшением $[\text{Fe}/\text{H}]$ до определенной величины, которая зависит от линии, $\log g$ и T_{eff} . С дальнейшим уменьшением $[\text{Fe}/\text{H}]$ не-ЛТР поправки уменьшаются по абсолютной величине, проходят через 0 и становятся положительными. Это связано с ослаблением линий и смещением глубин их формирования в глубокие атмосферные слои. Когда линия Ba II сильная, то не-ЛТР эффект имеет место в ее ядре, и он обусловлен падением функции источников относительно функции Планка в поверхностных слоях из-за выхода фотонов в самой линии, который ведет к опустошению верхнего уровня относительно нижнего. Когда линия Ba II слабая, она формируется в глубоких слоях, где верхние уровни перезаселены относительно нижних, что ведет к ослаблению линии по сравнению со случаем ЛТР.

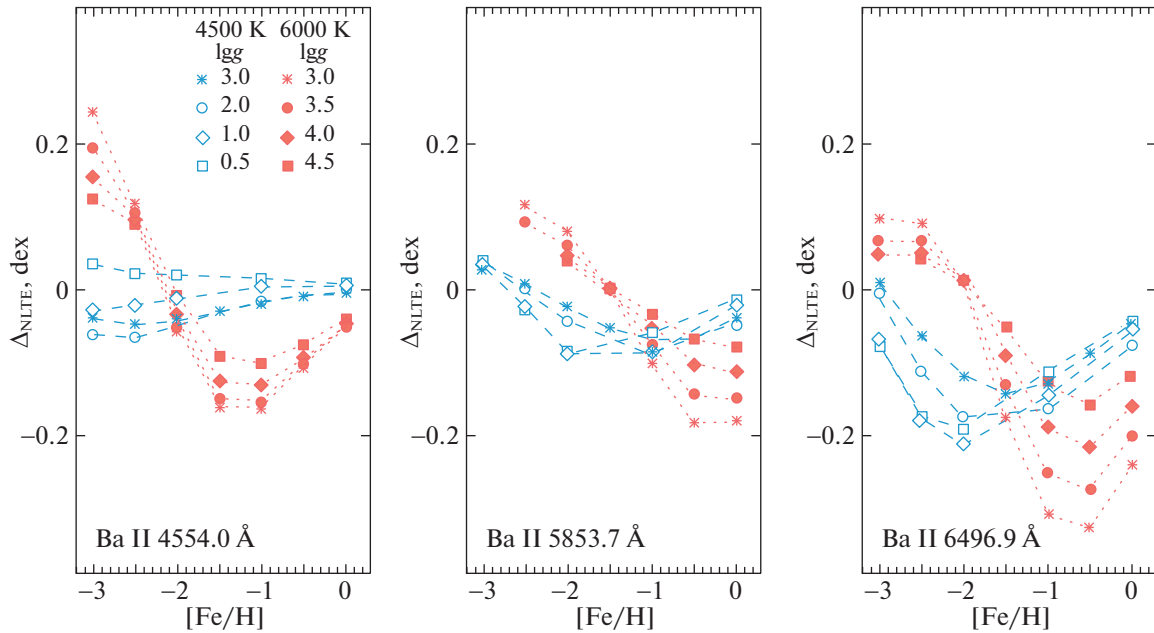


Рис. 4. Не-ЛТР поправки к содержанию бария для линий Ba II 4554, 5853 и 6497 Å как функция металличности и ускорения силы тяжести. $\lg g$ принимает значения 3.0, 3.5, 4.0 и 4.5 в моделях с $T_{\text{eff}} = 6000 \text{ K}$ и значения 0.5, 1.0, 2.0 и 3.0 в моделях с $T_{\text{eff}} = 4500 \text{ K}$. Не-ЛТР поправки не приводятся, если эквивалентная ширина линии падает ниже 3 мÅ.

3. СОДЕРЖАНИЕ БАРИЯ И ЕВРОПИЯ У ИССЛЕДУЕМЫХ ЗВЕЗД

Линии Ba II в спектрах исследуемых звезд показаны на рис. 5. Процедура согласования наблюдаемых и теоретических профилей ведет к неопределенности в содержании не более, чем 0.02 dex. Для линии Ba II 4554 Å расчеты проведены с $f_{\text{odd}} = 0.18, 0.30, 0.35$ и 0.46. Результаты определения ЛТР и не-ЛТР содержания представлены в табл. 4, кроме содержания для $f_{\text{odd}} = 0.35$.

Для звезды HD 122563 с самым низким содержанием металлов в нашей выборке не-ЛТР ведет к ослаблению всех трех линий Ba II и положительным поправкам к содержанию (табл. 3). У остальных трех звезд $\Delta_{\text{NLTE}} > 0$ только для наиболее слабой линии — Ba II 5853 Å, а для двух других линий не-ЛТР ведет к их усилению и $\Delta_{\text{NLTE}} < 0$.

Для каждой звезды разница в содержании, получаемом по двум субординатным линиям, меньше в не-ЛТР, чем в ЛТР расчетах. Мы оцениваем точность определения полного содержания бария средне-квадратичной ошибкой — $\sigma = \sqrt{\sum (\bar{x} - x_i)^2 / (n - 1)}$, где $n = 2$ — число субординатных линий. В не-ЛТР расчетах σ не превышает 0.04 dex.

Компоненты HFS, образуемые изотопами ^{135}Ba и ^{137}Ba , увеличивают полуширину линии Ba II 4554 Å. Увеличение f_{odd} ведет к росту полуширины

и поглощения и уменьшению содержания по этой линии. Для исследуемых звезд разница в содержании между $f_{\text{odd}} = 0.18$ и 0.46 составляет от 0.22 до 0.25 dex. Это значительно больше, чем ошибка полного содержания бария, что дает возможность определения f_{odd} из требования равенства содержания по резонансной и субординатным линиям.

Для сравнения двух индикаторов r/s — f_{odd} и $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ — содержание определено еще и для европия. Не-ЛТР расчеты выполнены с моделью атома Машонкиной (2000). Из-за отсутствия точных данных мы используем Дравиновские скорости столкновений с H I, умноженные на $S_{\text{H}} = 0.1$. Не-ЛТР ведет к ослаблению линии Eu II 4129 Å и более высокому содержанию европия — на 0.07–0.1 dex для разных звезд. Европий представлен в природе, в основном, двумя изотопами — ^{151}Eu и ^{153}Eu , и каждый из них образует 16 компонент сверхтонкого расщепления в линии Eu II 4129 Å. Расчеты s -процесса и основанный на них “солнечный” r -процесс предсказывают, что относительный выход изотопов европия практически одинаков в s - и r -процессах (см., например, Травальо и др., 1999; Бистерцо и др., 2014) и отношение содержания близко к солнечному: $^{151}\text{Eu} : ^{153}\text{Eu} = 47.8 : 52.2$ (Лоддерс и др., 2009). Набор компонент линии Eu II 4129 Å и их gf величины, соответствующие солнечной смеси изотопов, взяты из базы данных

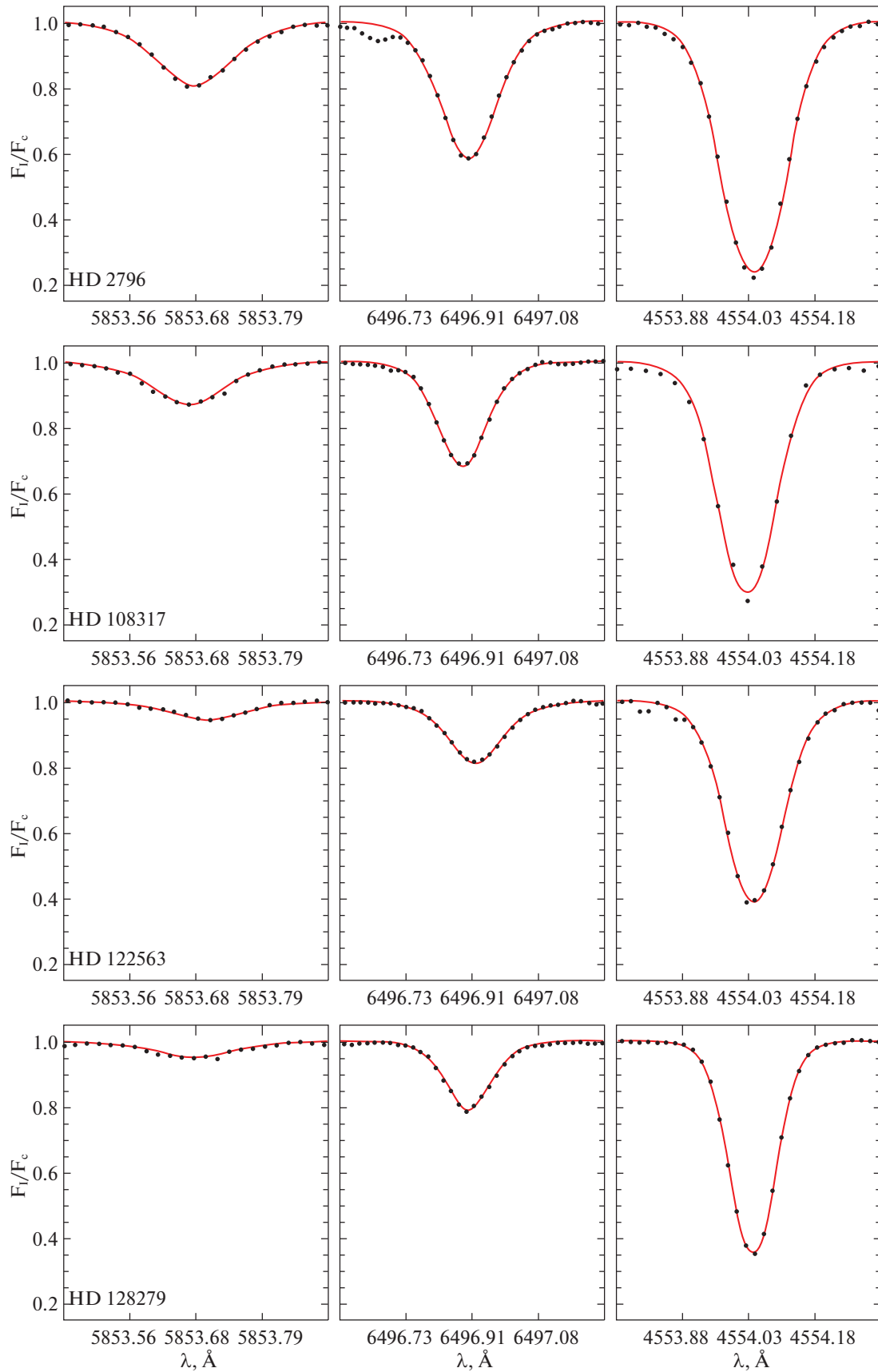


Рис. 5. Линии Ba II в спектрах звезд (пунктирные кривые) и теоретические не-ЛТР спектры (сплошные кривые), рассчитанные с содержанием, указанным в табл. 3. Расчеты линии Ba II 4554 Å сделаны с $f_{\text{odd}} = 0.3$.

Таблица 3. ЛТР и не-ЛТР содержание бария по линиям Ba II при заданной доле нечетных изотопов (f_{odd})

Объект	HD 2796						HD108317										
λ , Å	5853	6496	4554				5853	6496	4554								
f_{odd}	0.46	0.46	0.18	0.30	0.46		0.46	0.46	0.18	0.30	0.46						
$\log \varepsilon$, ЛТР	−0.42	−0.25	−0.08	−0.21	−0.32		−0.05	0.01	0.39	0.27	0.17						
Среднее	−0.34 ± 0.12						−0.02 ± 0.04										
Δ_{NLTE}	0.02	−0.11					−0.09	−0.09				−0.10	0.02	−0.08	−0.14	−0.15	−0.17
$\log \varepsilon$, не-ЛТР	−0.40	−0.36					−0.17	−0.30				−0.42	−0.03	−0.07	0.25	0.12	0.00
Среднее	−0.38 ± 0.03						−0.05 ± 0.03										
Неопределенности в содержании (dex)																	
T_{eff} , 100 K	0.06	0.07	0.10	0.10	0.10	100 K	0.06	0.07	0.11	0.11	0.11						
$\log g$, −0.05	−0.02	−0.02	−0.01	−0.01	−0.01	−0.03	−0.01	−0.01	0.00	0.00	0.00						
ξ_t , 0.1 км/с	−0.01	−0.05	−0.09	−0.09	−0.09	0.1 км/с	−0.01	−0.04	−0.07	−0.07	−0.07						

Объект	HD 122563						HD 128279										
λ , Å	5853	6496	4554				5853	6496	4554								
f_{odd}	0.46	0.46	0.18	0.30	0.46		0.46	0.46	0.18	0.30	0.46						
$\log \varepsilon$, ЛТР	−1.45	−1.36	−1.22	−1.33	−1.44		−0.49	−0.43	−0.25	−0.39	−0.51						
Среднее	−1.40 ± 0.06						−0.46 ± 0.04										
Δ_{NLTE}	0.07	0.03					0.04	0.04				0.04	0.04	−0.01	−0.08	−0.07	−0.06
$\log \varepsilon$, не-ЛТР	−1.38	−1.33					−1.18	−1.29				−1.40	−0.45	−0.44	−0.33	−0.46	−0.57
Среднее	−1.36 ± 0.04						−0.45 ± 0.01										
Неопределенности в содержании (dex)																	
T_{eff} , 50 K	0.05	0.05	0.05	0.05	0.05	100 K	0.06	0.06	0.10	0.10	0.10						
$\log g$, −0.03	−0.02	−0.01	−0.01	−0.01	−0.01	−0.03	−0.00	0.01	−0.01	−0.01	−0.01						
ξ_t , 0.1 км/с	−0.00	−0.02	−0.06	−0.06	−0.06	0.1 км/с	−0.00	−0.02	−0.05	−0.05	−0.05						

Примечание. Для каждой линии приведены неопределенности в содержании, обусловленные неопределенностью в параметрах атмосферы.

VALD. Результаты определения содержания приведены в табл. 4.

Неопределенности в полученных значениях содержания бария. Мы проанализировали влияние неопределенностей в параметрах атмосферы на содержание, получаемое по резонансной и суб-

ординатным линиям. Ошибки эффективной температуры взяты из первоисточников. Ошибки $\log g$ вычислены с учетом ошибок расстояния, как дано Байлер-Джонс и др. (2018). Ошибку микротурбулентной скорости мы оцениваем как 0.1 км/с. Ре-

Таблица 4. Не-ЛТР содержание бария и европия и доля (в %) нечетных изотопов бария

Звезда	[Fe/H]	$\log \varepsilon_{\text{Ba}}$	$\log \varepsilon_{\text{Eu}}$	[Eu/Ba]	$f_{\text{odd}} \times 100$
HD 2796	-2.19	-0.38 ± 0.03	-1.73	0.31	$40_{29}^{51} \pm 5$
HD 108317	-2.24	-0.05 ± 0.03	-1.11	0.60	$53_{45}^{61} \pm 4$
HD 122563	-2.55	-1.35 ± 0.04	-2.70	0.31	$39_{33}^{45} \pm 6$
HD 128279	-2.19	-0.43 ± 0.03	-1.65	0.44	$27_{21}^{35} \pm 1$

зультаты представлены в табл. 3. Влияние ошибки $\log g$ на содержание, фактически, одинаково для разных линий, и оно мало. Линия Ba II 4554 Å с W_{obs} в диапазоне от 80 до 140 мÅ находится на кривой роста на участке насыщения, поэтому более чувствительна, чем субординатные линии, к ошибкам T_{eff} и ξ_t . Заметим, что для отдельной звезды ошибки в содержании, обусловленные неопределенностью в одном параметре атмосферы, носят не случайный, а систематический характер для разных линий. Например, для HD 2796 ошибка 100 K в T_{eff} ведет к разнице 0.04 dex в содержании между резонансной и субординатными линиями, а ошибка 0.1 км/с в ξ_t — к разнице 0.06 dex в содержании. Поскольку ошибки T_{eff} и ξ_t некоррелированы, то полная ошибка в содержании из-за ошибок в параметрах атмосферы составит $\sigma_{\text{atm}} = 0.07$ dex.

Неопределенность данных для столкновений Ba II + H I тоже может быть источником ошибок в содержании. Верхний предел такой ошибки можно оценить, сравнивая содержание, полученное в не-ЛТР расчетах с учетом и без учета столкновений с H I. Эта ошибка тоже носит систематический характер, так как игнорирование столкновений с H I ведет к усилению отклонений от ЛТР как для резонансной, так и субординатных линий, но в разной степени. Например, для HD 122563 учет только электронных столкновений ведет к увеличению содержания по сравнению с тем, что получается при учете столкновений с H I, на 0.07 dex по линии Ba II 4554 Å и на 0.06 dex и 0.02 dex по линиям Ba II 5853 и 6497 Å. У других звезд смещение в содержании по линиям Ba II 4554, 5853 и 6497 Å составляет: +0.05, +0.05 и +0.05 dex (HD 2796), +0.05, +0.02 и -0.01 dex (HD 108317) и +0.02, +0.03 и +0.02 dex (HD 128279).

4. ОПРЕДЕЛЕНИЕ f_{odd} И ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Для каждой звезды f_{odd} получено из требования равенства содержания, определенного по резонансной и субординатным линиям. Значения

f_{odd} приведены в табл. 4. Случайная ошибка f_{odd} определяется ошибкой полного содержания бария (σ). Мы приводим также верхний и нижний пределы f_{odd} , которые оценены с учетом ошибок в параметрах атмосферы (σ_{atm}). Приведем пример для звезды HD 2796. По субординатным линиям мы получили $\log \varepsilon_{\text{NLTE}} = -0.38$, а линия Ba II 4554 Å дает $\log \varepsilon_{\text{NLTE}} = -0.35$ и -0.42 при $f_{\text{odd}} = 0.35$ и 0.46. Предполагая, что на этом интервале $\log \varepsilon$ линейно зависит от f_{odd} , получаем $f_{\text{odd}} = 0.40$. Поскольку $\sigma = 0.03$ dex, то случайная ошибка f_{odd} составляет ± 0.05 . Ошибки в параметрах атмосферы дают $\sigma_{\text{atm}} = 0.07$ dex. Смещение полного содержания бария на ± 0.07 dex означает для HD 2796 изменение f_{odd} на ± 0.11 .

Изменение сценария формирования линий, а именно, переход к учету столкновений только с электронами не влияет на определение f_{odd} для HD 2796 и HD 128279, так как смещает содержание по резонансной и субординатным линиям на одинаковую величину. Для двух других звезд содержание по резонансной линии увеличивается на большую величину, чем по субординатным линиям. Для каждой из них это означает, что f_{odd} может быть на 0.05 больше, чем величина, приведенная в табл. 4.

Для трех звезд мы получили $f_{\text{odd}} \gtrsim 0.4$. Это указывает на значительный или даже доминирующий вклад r -процесса в наблюдаемое у них содержание бария. Травальо и др. (1999), Кратц и др. (2007) и Бистерцо и др. (2014) предсказывают для r -процесса $f_{\text{odd},r} = 0.46$, 0.44 и 0.60 соответственно. Если принять $f_{\text{odd},r} = 0.46$, то $f_{\text{odd}} = 0.4$, наблюдаемое у звезды, означает, что 83% ее бария было произведено в r -процессе. Доминирование r -процесса в эпоху формирования наших объектов независимо подтверждается избытком у них европия относительно бария с $[\text{Eu}/\text{Ba}] > 0.3$. Те же авторы предсказывают для r -процесса $[\text{Eu}/\text{Ba}]_r = 0.67$, 0.63 и 0.80. Отметим большой разброс предсказанных величин и согласие наблюдений лишь с нижней границей предсказаний. У HD 128279 $f_{\text{odd}} = 0.27$ превышает солнечное

значение, хотя и незначительно, а $[Eu/Ba] = 0.44$ свидетельствует о значительном вкладе r -процесса в содержание бария.

Из четырех звезд f_{odd} определялось ранее только для HD 122563, но тогда было получено меньшее значение — $f_{\text{odd}} = 0.22 \pm 0.15$ (Машонкина и др., 2008). Отличие предыдущей работы от настоящей — в использовании других значений $\log g = 1.5$ и $\xi_t = 1.9$ км/с, а также в неучете столкновений с H I. Анализ показал, что разница в ξ_t — это главная причина различия в f_{odd} . Машонкина и др. (2008) получили более высокую микротурбулентную скорость, так как использовали только линии Fe II, которые в звезде с $[Fe/H] \simeq -2.5$ имеют недостаточно большой диапазон изменения эквивалентных ширин, а для линий Fe I еще не был разработан эффективный не-ЛТР метод. Таким образом, мы подтверждаем, что метод определения f_{odd} , используемый в нашей работе, очень чувствителен к точности определения параметров атмосферы, включая ξ_t .

Среди нескольких работ по определению f_{odd} методом, который отличается от нашего и основан на зависимости полуширины линии Ba II 4554 Å от содержания нечетных изотопов, сошлемся только на Галлахера и др. (2015), где профиль линии рассчитывался в 3D-модели атмосферы. Для звезды гало HD 140283 ($[Fe/H] \simeq -2.4$) они получили $f_{\text{odd}} = 0.38 \pm 0.02$ с систематической ошибкой 0.06.

Мы проверили, как учет столкновений с H I с использованием точных данных повлияет на определение f_{odd} у двух звезд в карликовой галактике в Скульпторе — ET0381 и 03_059. Яблонка и др. (2015) использовали такой же метод, как и в данной работе, за исключением не-ЛТР расчетов, в которых столкновения с H I учитывались с Дравиновскими скоростями, уменьшенными в 100 раз, и получили $f_{\text{odd}} \lesssim 0.11$. Такие низкие значения указывают на доминирование s -процесса в ту эпоху, когда формировались звезды. Но это очень странный результат, так как обе звезды бедны металлами — с $[Fe/H] = -2.19$ и -2.88 , и ожидается, что они сформировались еще до того, как в карликовой галактике появились первые звезды АВГ и начался нуклеосинтез в s -процессе. Яблонка и др. (2015) убедительно доказали, что существующие неопределенности в параметрах атмосфер не могут быть причиной низкого f_{odd} . Позднее параметры атмосфер обеих звезд были тщательно перепроверены (Машонкина и др., 2017). Не-ЛТР расчеты с точными коэффициентами скоростей столкновений Ba II + H I подтвердили опубликованные ранее f_{odd} для звезд ET0381 и 03_059. Для первой звезды содержание по субординатным линиям уменьшилось на 0.015 dex и не изменилось по линии Ba II 4554 Å. Для второй звезды новые расчеты привели

к одинаковому уменьшению содержания по всем линиям Ba II — на 0.03 dex. Определить $[Eu/Ba]$ у этих звезд невозможно, так как невозможно измерить линии Eu II. Таким образом, вопрос об источнике бария в карликовой галактике в Скульпторе в эпоху формирования звезд с очень большим дефицитом металлов остается нерешенным.

5. ВЫВОДЫ

Модель атома Ba II, разработанная нами ранее (Машонкина и др., 1999), усовершенствована путем учета возбуждения за счет столкновений с атомами водорода с использованием коэффициентов скоростей из квантово-механических расчетов Беляева и Яковлевой (2018). Как и ожидалось, не-ЛТР расчеты с этой моделью атома ведут к уменьшению отклонений от ЛТР по сравнению со случаем учета столкновений только с электронами. С новой моделью атома рассчитаны не-ЛТР поправки к содержанию для пяти линий Ba II, и исследована их зависимость от параметров атмосферы в диапазоне $T_{\text{eff}} = 4500\text{--}6500$ К, $\log g = 0.5\text{--}4.5$ и $[Fe/H]$ от 0 до -3 . Таблицы поправок доступны на веб-странице http://www.inasan.rssi.ru/~lima/NLTE_corrections/.

Для определения доли изотопов бария с нечетным массовым числом выбраны четыре гиганта гало Галактики, для которых есть спектры высокого разрешения с высоким отношением S/N и надежно получены параметры атмосфер, а именно, эффективная температура и ускорение силы тяжести из неспектроскопических методов, основанных, в том числе, на параллаксах Gaia (Гайя ассоциация, 2018). Мы используем метод, основанный на требовании общего содержания по резонансной линии Ba II 4554 Å и субординатным линиям Ba II 5853 и 6496 Å. Сочетание точных параметров атмосфер, наблюдаемых спектров высокого качества и теоретических спектров, рассчитанных с наиболее полным учетом физических процессов в атоме Ba II, обеспечивает высокую точность определения содержания по индивидуальным линиям. Подтверждением служит хорошее согласие не-ЛТР содержания по двум субординатным линиям, так что для каждой звезды стандартное отклонение не превышает 0.04 dex.

У трех звезд — HD 2796, HD 108317 и HD 122563 — $f_{\text{odd}} \gtrsim 0.4$. Это указывает на то, что $\gtrsim 80\%$ бария, наблюдаемого у этих звезд, было синтезировано в r -процессе. Оценка получена с использованием $f_{\text{odd},r} = 0.46$ (Травальо и др., 1999). У HD 128279 полученное значение $f_{\text{odd}} = 0.27$ превышает долю нечетных изотопов в солнечной системе, но незначительно. Доминирование r -процесса в эпоху формирования звезд нашей

выборки подтверждается наличием у них избытка европия относительно бария — $c[\text{Eu/Ba}] > 0.3$.

Авторы благодарны Ране Эззеддин за предоставление в наше распоряжение спектра звезды HD 108317. Работа, представленная в разделе 2, выполнена в рамках проекта РНФ 17-13-01144. В работе использован архив наблюдаемых спектров VLT2/UVES, базы данных ADS⁵, SIMBAD, MARCS и VALD.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Алонсо и др. (A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger), *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **140**, 261 (1999).
- Арландини и др. (C. Arlandini, F. Käppeler, K. Wisshak, R. Gallino, M. Lugaro, M. Busso, and O. Straniero), *Astrophys. J.* **525**, 886 (1999).
- Багнуло и др. (S. Bagnulo, E. Jehin, C. Ledoux, R. Cabanac, C. Melo, R. Gilmozzi, ESO Paranal Science Operations Team), *ESO Messenger* **114**, 10 (2003).
- Байлер-Джонс и др. (C.A.L. Bailer-Jones, J. Rybizki, M. Fouesneau, G. Mantelet, and R. Andrae), *Astron. J.* **156**, 58 (2018).
- Барклем, О'Мара (P.S. Barklem and B.J. O'Mara), *MNRAS* **300**, 863 (1998).
- Баррис и др. (D.L. Burris, C.A. Pilachowski, T.E. Armandroff, Ch. Sneden, J.J. Cowan, and H. Roe), *Astrophys. J.* **544**, 302 (2000).
- Батлер, Гиддингс (K. Butler and J. Giddings), *Newsletter Analys. Astron. Spectra* **9**, Univer. London **723** (1985).
- Беляев, Яковлева (A.K. Belyaev and S.A. Yakovleva), *MNRAS* **478**, 3952 (2018).
- Бербидж и др. (E.M. Burbidge, G.R. Burbidge, W.A. Fowler, and F. Hoyle), *Rev. Mod. Phys.* **29**, 547 (1957).
- Бистерцо и др. (S. Bisterzo, C. Travaglio, R. Gallino, M. Wiescher, and F. Käppeler), *Astrophys. J.* **787**, 10 (2014).
- Буссо и др. (M. Busso, R. Gallino, and G.J. Wasserburg), *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **37**, 239 (1999).
- Гайя ассоциация (Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, et al.), *Astron. Astrophys.* **616**, A1 (2018).
- Галлахер (A. Gallagher), *Phys. Rev.* **157**, 24 (1967).
- Галлахер и др. (A.J. Gallagher, S.G. Ryan, A.E. García Pérez, and W. Aoki), *Astron. Astrophys.* **523**, A24 (2010).
- Галлахер и др. (A.J. Gallagher, H.-G. Ludwig, S.G. Ryan, and W. Aoki), *Astron. Astrophys.* **579**, A94 (2015).
- Густафссон и др. (B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U.G. Jorgensen, A. Nordlund, and B. Plez), *Astron. Astrophys.* **486**, 951 (2008).
- Дравин (H.-W. Drawin), *Zeitschrift für Physik* **211**, 404 (1968).
- Жао и др. (G. Zhao, L. Mashonkina, H.L. Yan, S. Alexeeva, C. Kobayashi, Yu. Pakhomov, J.R. Shi, T. Sitnova, et al.), *Astrophys. J.* **833**, 225 (2016).
- Каппелер и др. (F. Käppeler, H. Beer, and K. Wisshak), *Rep. Prog. Phys.* **52**, 945 (1989).
- Кратц и др. (K.-L. Kratz, K. Farouqi, and B. Pfeiffer), *Progress Part. Nucl. Phys.* **59**, 147 (2007).
- Куруц и др. (R.L. Kurucz, I. Furenlid, J. Brault, and L. Testerman), *Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm Nat. Solar Obs.* (Sunspot, New Mexico, 1984).
- Ламберт, Алленде Прието (D.L. Lambert and C. Allende Prieto), *MNRAS* **335**, 325 (2002).
- Лоддерс и др. (K. Lodders, H. Plame, and H.-P. Gail), *Landolt-Börnstein - Group VI Astronomy and Astrophysics Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology Volume 4B: Solar System* (Ed. J.E. Trümper, 4.4, 2009).
- Лоулер и др. (J.E. Lawler, M.E. Wickliffe, E.A. den Hartog, and C. Sneden), *Astrophys. J.* **563**, 1075 (2001).
- Машонкина Л., *Астрон. журн.* **77**, 630 (2000).
- Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Gehren, and I. Bikmaev), *Astron. Astrophys.* **343**, 519 (1999).
- Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Gehren, C. Travaglio, and T. Borkova), *Astron. Astrophys.* **397**, 275 (2003).
- Машонкина и др. (L. Mashonkina, G. Zhao, T. Gehren, W. Aoki, M. Bergemann, K. Noguchi, J.R. Shi, M. Takada-Hidai, and H.W. Zhang), *Astron. Astrophys.* **478**, 529 (2008).
- Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Gehren, J.-R. Shi, A.J. Korn, and F. Grupp), *Astron. Astrophys.* **528**, A87 (2011).
- Машонкина и Жао (L. Mashonkina and G. Zhao), *Astron. Astrophys.* **456**, 313 (2006).
- Машонкина и др. (L. Mashonkina, P. Jablonka, Y. Pakhomov, T. Sitnova, and P. North), *Astron. Astrophys.* **604**, A129 (2017).
- Мэгейн и Жао (P. Magain and G. Zhao), *Origin and Evolution of the Elements* (Ed. N. Prantzos, E. Vangioni-Flam, M. Casse, 480, 1993).
- Нишимура и др. (N. Nishimura, H. Sawai, T. Takiwaki, S. Yamada, and F.-K. Thielemann), *Astrophys. J.* **836**, L21 (2017).
- Родерер и др. (I.U. Roederer, J.J. Cowan, A.I. Karakas, K. Kratz, M. Lugaro, J. Simmerer, Kh. Farouqi, and Ch. Sneden), *Astrophys. J.* **724**, 975 (2010).
- Рябчикова и др. (T. Ryabchikova, N. Piskunov, R.L. Kurucz, H.C. Stempels, U. Heiter, Yu. Pakhomov, and P.S. Barklem), *Physica Scripta* **90**, 054005 (2015).
- Симмерер и др. (J. Simmerer, C. Sneden, J.J. Cowan, J. Collier, V.M. Woolf, and J.E. Lawler), *Astrophys. J.* **617**, 1091 (2004).
- Спит, Спит (M. Spite and F. Spite), *Astron. Astrophys.* **67**, 23 (1978).
- Стинбок, Холвегер (W. Steenbock and H. Holweger), *Astron. Astrophys.* **130**, 319 (1984).

⁵ http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

39. Травальо и др. (C. Travaglio, D. Galli, R. Gallino, M. Busso, F. Ferrini, and O. Straniero), *Astrophys. J.* **521**, 691 (1999).
40. Труран (J.W. Truran), *Astron. Astrophys.* **97**, 391 (1981).
41. Цымбал и др. (V. Tsymbal, T. Ryabchikova, and T. Sitnova), *Astron. Soc. Pasific Conf. Ser.* (in press) (2019).
42. Эззеддин (R. Ezzeddine), частное сообщение (2017).
43. Яблонка и др. (P. Jablonka, P. North, L. Mashonkina, V. Hill, Y. Revaz, M. Shetrone, E. Starkenburg, M. Irwin, et al.), *Astron. Astrophys.* **583**, A67 (2015).
44. Яковлева и др. (S.A. Yakovleva, A.K. Belyaev, and W.P. Kraemer), *Chemical Phys.* **515**, 369 (2018).
45. Яковлева и др. (S.A. Yakovleva, A.K. Belyaev, and W.P. Kraemer), *MNRAS* **483**, 5105 (2019).