

## ВКЛАД СВЕРХНОВЫХ ТИПА Ia В ХИМИЧЕСКОЕ ОБОГАЩЕНИЕ КАРЛИКОВОЙ ГАЛАКТИКИ УЛЬТРАНИЗКОЙ СВЕТИМОСТИ BOÖTES I

© 2019 г. Ю. В. Пахомов<sup>1\*</sup>, Л. И. Машонкина<sup>1,2</sup>, Т. М. Ситнова<sup>1</sup>, П. Яблонка<sup>3,4</sup>

<sup>1</sup>Институт астрономии РАН, Москва, Россия

<sup>2</sup>Российский государственный педагогический университет им. А.И. Герцена, Санкт-Петербург, Россия

<sup>3</sup>Лаборатория астрофизики, Федеральная политехническая школа Лозанны, Обсерватория Соверни, Версуа, Швейцария

<sup>4</sup>Группа GEP1, Парижская обсерватория, Национальный центр научных исследований, Парижский университет им. Дидро, Медон, Франция

Поступила в редакцию 18.02.2019 г.; после доработки 18.02.2019 г.; принята к публикации 18.02.2019 г.

Для трех звезд в галактике ультранизкой светимости (UFD) Boötes I определены параметры атмосфер, выполнена новая редукция спектров высокого разрешения из архива телескопа Subaru и определено содержание восьми химических элементов без использования предположения ЛТР. В результате среди галактик своего класса Boötes I имеет сейчас самую большую выборку звезд (11) с однородной системой параметров атмосфер и химического состава, и это делает ее наиболее перспективной для изучения химической эволюции галактик UFD. Показано, что в диапазоне  $-3 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -2$  для каждого из трех элементов  $\alpha$ -процесса — магния, кальция и титана — происходит переход от их избытка относительно железа с  $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.3$  к солнечному отношению  $[\alpha/\text{Fe}]$ . Это, наиболее вероятно, свидетельствует о начавшемся производстве железа в сверхновых типа Ia. Поведение содержания углерода, натрия, никеля и бария не отличается от соответствующего у более массивных галактик — нашей Галактики и карликовых классических сфероидальных галактик.

*Ключевые слова:* звезды, галактики.

DOI: 10.1134/S032001081905005X

### ВВЕДЕНИЕ

Boötes I — одна из карликовых сфероидальных галактик-спутников Млечного Пути с ультранизкой светимостью (UFD), открыта Белокуровым и др. (2006) при анализе каталога Sloan Digital Sky Survey (SDSS; Йорк и др., 2000). Она расположена на расстоянии около 60 кпк и имеет радиус около 200 пк. Абсолютная звездная величина составляет  $M_V \approx -5.8$  зв. вел., это одна из самых слабых по яркости галактик. В работе МакКонначи (2012), основанной на данных Копосова и др. (2011), оценены звездная масса  $M_\star = 0.029 \times 10^6 M_\odot$  и динамическая масса  $M_{\text{dyn}} = 0.81 \times 10^6 M_\odot$ , т.е. Boötes I является одной из самых маломассивных карликовых галактик.

На диаграмме цвет—звездная величина выделяется точка поворота, ветвь красных гигантов, развита горизонтальная ветвь, свидетельствующая о

преобладании в Boötes I старого звездного населения. Отсутствие звездообразования в современную эпоху подтверждается и недостатком газа (Баилин и Форд, 2007).

Химическая эволюция Boötes I изучалась в ряде исследований. По спектрам низкого разрешения ( $R \simeq 5000$ ) и используя только линию Ca II K у 16 звезд, Норрис и др. (2008) впервые установили диапазон металличности  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]^1 \sim 1.7$  dex и нижнюю границу  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.4$ . Используя спектры высокого разрешения HIRES Keck I ( $R \sim 35\,000$ ) для 7 звезд, Фелзинг и др. (2009) определили среднюю металличность  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.3$  и показали, что 6 из 7 звезд имеют близкие и типичные для звезд с дефицитом металлов избытки кальция и магния относительно железа, что свидетельствует о

<sup>1</sup>Мы используем стандартное обозначение для элементных отношений:  $[\text{X}/\text{H}] = \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{\text{звезда}} - \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{\text{Солнце}}$ .

\*Электронный адрес: [pakhomov@inasan.ru](mailto:pakhomov@inasan.ru)

доминировании сверхновых II типа (SN II) в химическом обогащении и полном перемешивании продуктов нуклеосинтеза. Следует отметить, что хотя спектры этих звезд были получены на телескопе Кеск I, отношение сигнала к шуму было невысоким, что привело к большим ошибкам при определении содержания. Например, для звезды Воо-127 Фелзинг и др. (2009) обнаружили аномально высокое отношение содержания  $[Mg/Ca]$ , но это не было подтверждено последующими исследованиями, основанными на спектрах более высокого качества (Жилмор и др., 2013; Ишигаки и др., 2014; Фребель и др., 2016). По спектрам FLAMES/UVES VLT2, полученным для 7 звезд, 4 из которых были общими с выборкой Фелзинг и др. (2009), Жилмор и др. (2013) подтвердили, что в этой маломассивной системе происходила эволюция содержания химических элементов. Для большинства элементных отношений их зависимость от  $[Fe/H]$  совпадает с той, что наблюдается в том же диапазоне металличности в гало нашей Галактики. Однако Жилмор и др. (2013) заподозрили наклон зависимости  $[\alpha/Fe]$ – $[Fe/H]$  для элементов  $\alpha$ -процесса, что может указывать на продолжительное звездообразование в Воötes I. Ишигаки и др. (2014) получили спектры на телескопе Subaru для 6 звезд, 5 из которых были общими с работой Фелзинг и др. (2009), и показали высокую степень однородности элементных отношений у звезд в этой галактике. Ими было отмечено постоянство отношений  $[Mg/Fe]$  и  $[Ca/Fe]$ , но с возможным уменьшением с ростом  $[Fe/H]$ . Это было интерпретировано как вклад сверхновых типа Ia (SNIa) в производство железа.

Наблюдаемое поведение  $[\alpha/Fe]$  как функции металличности дает важнейшую информацию о химической эволюции галактики. В каждой из работ, посвященных Воötes I, изучалось от 1 до 7 звезд. Если собрать результаты разных определений вместе, то получаем крайне неоднородную систему данных, поскольку в разных работах использовались различные методы определения параметров звездных атмосфер, различные сетки моделей атмосфер, разные программы и даже разные атомные параметры спектральных линий. Машонкина и др. (2017a,b) поставили задачу ревизовать имеющиеся в литературе данные по содержанию химических элементов у звезд с большим дефицитом металлов ( $[Fe/H] < -2$ ) в карликовых галактиках, в том числе Воötes I, путем переопределения параметров атмосфер едиными методами и анализа спектров высокого разрешения ( $R > 20\,000$ ) едиными методами, основанными на отказе от предположения о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР). Нужно отметить, что все литературные данные для звезд в карликовых галактиках получены в

рамках ЛТР. Для Воötes I в выборку были включены 8 звезд из работ Жилмор и др. (2013) и Фребель и др. (2016). Машонкиной и др. (2017b) был сделан вывод, что в диапазоне  $[Fe/H] \leq -2.7$  звезды в Воötes I демонстрируют такой же избыток элементов  $\alpha$ -процесса относительно железа —  $[\alpha/Fe] \simeq 0.3$ , как и в гало нашей Галактики, но у группы звезд с  $[Fe/H] \sim -2$  отношение  $[\alpha/Fe]$  — солнечное, что может быть объяснено уже развитым производством железа в SNIa. Отсутствие звезд промежуточной металличности —  $-2.7 < [Fe/H] < -2$  не позволило установить эпоху появления первых SNIa в Воötes I, а это было бы очень важным для понимания процессов звездообразования в столь малых галактиках.

Спектры высокого разрешения имеются еще для трех звезд в Воötes I. Они получены на телескопе Subaru и анализировались Ишигаки и др. (2014). Но архив Subaru был открыт лишь в конце 2017 г., поэтому эти 3 звезды не вошли в выборку Машонкиной и др. (2017a,b).

Целью данной работы являются расширение выборки звезд в Воötes I с однородными и точными данными о содержании химических элементов путем анализа спектров из архива Subaru и уточнение зависимости  $[\alpha/Fe]$  —  $[Fe/H]$ . Мы используем те же методы, что и в работах Машонкиной и др. (2017a,b). Редукция спектров из архива Subaru описана в разделе 1, определение параметров атмосфер в разделе 2. Определение содержания химических элементов и анализ элементных отношений даны в разделах 3 и 4. И, наконец, выводы сформулированы в разделе 5.

## 1. ВЫБОРКА ЗВЕЗД И НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЙ МАТЕРИАЛ

Три звезды — Воо-009, Воо-121 и Воо-911 были выбраны из работы Ишигаки и др. (2014), согласно которой они имеют металличность в диапазоне  $-3 \lesssim [Fe/H] \lesssim -2$ . Для сравнения с другими работами были обработаны спектры еще трех звезд — Воо-094, Воо-117 и Воо-127.

Оригинальные спектры звезд были получены на эшелле-спектрографе HDS (Ногучи и др., 2002) с разрешением  $R = 40\,000$  и взяты нами из архива телескопа Subaru (National Astronomical Observatory of Japan, proposal ID o09120, o10117). Спектр каждой звезды состоит из нескольких ПЗС-кадров со временем экспозиций от 1800 до 3600 с. Координаты звезд и их звездные величины  $V$  (вычислены по звездным величинам SDSS *ugr*), а также характеристики наблюдений представлены в табл. 1. Спектры были обработаны в программном комплексе MIDAS в пакете *echelle*.

Таблица 1. Список исследованных звезд в галактике Boötes I

Звезда	RA	Dec	$m_V$	Время эксп.	S/N	Дата	$v_{\text{rad}}$
	(J2000.0)			час	5000/6000 Å		км/с
009	13:59:48.81	+14:19:42.9	17.48	5	18/29	2010/05/15	104.9 ± 0.8
094	14:00:31.50	+14:34:03.6	17.04	2.4	14/22	2009/05/16	95.0 ± 0.8
117	14:00:10.49	+14:31:45.5	17.79	4.5	11/17	2010/05/16	100.3 ± 0.8
121	14:00:36.52	+14:39:27.3	17.47	3	16/24	2009/05/16	105.7 ± 0.8
911	14:00:01.07	+14:36:51.5	17.52	4	17/26	2009/05/15-16	102.3 ± 0.8

Выполнены стандартные процедуры: учет bias, следов космических лучей, выделение спектральных порядков, учет фона неба, оценка функции блеска, нормализация на уровень непрерывного спектра. Было выделено 40 эшелле-порядков на синей ПЗС-матрице в диапазоне длин волн 3974–5450 Å и 23 эшелле-порядка на красной ПЗС-матрице в диапазоне 5385–6814 Å. Типичное значение отношения сигнала к шуму S/N составило 25–30 в максимуме чувствительности ПЗС-матрицы (~6500 Å). Объединение спектральных порядков было произведено с учетом шумов на перекрывающихся частях спектра. Лучевая скорость была оценена относительно синтетического спектра в программе BinMag<sup>2</sup> с использованием набора неблендированных линий.

### 1.1. Измерение эквивалентных ширин и оценка их ошибок

Для измерения эквивалентных ширин спектральных линий мы использовали приближение их синтетическим профилем, вычисленным с предварительными параметрами звездной атмосферы и фиксированными значениями макротурбулентной скорости  $\xi_{\text{macro}} = 6$  км/с и скорости вращения  $v_{\text{rot}} = 1$  км/с, типичными для красных гигантов. Свободными параметрами были содержание элемента и лучевая скорость. Затем мы выделяли из списка линий только исследуемую спектральную линию, рассчитывали ее профиль с полученным содержанием и вычисляли эквивалентную ширину. Возможные ошибки были оценены двумя методами.

Первый метод — простой. Эквивалентная ширина спектральной линии — это  $EW = \int (1 - f_\lambda) d\lambda$ , где  $f_\lambda$  — это нормированный поток, или в случае ПЗС с пикселем размером  $\Delta\lambda$  интеграл

заменяется суммой  $\sum (1 - f_\lambda) \Delta\lambda$ . Пусть  $SN = 1/\delta f_\lambda$  — отношение сигнала к шуму, который предполагается постоянной величиной  $\delta f_\lambda$  по профилю неглубокой линии. Тогда ошибка в эквивалентной ширине составит  $\delta EW = \Delta\lambda \sqrt{n}/SN$ , где  $n$  — число пикселей в профиле линии. Значение  $SN$  определяется непосредственно из ПЗС-кадра. Типичное значение  $\delta EW$  для используемых спектров составило около 10 мÅ.

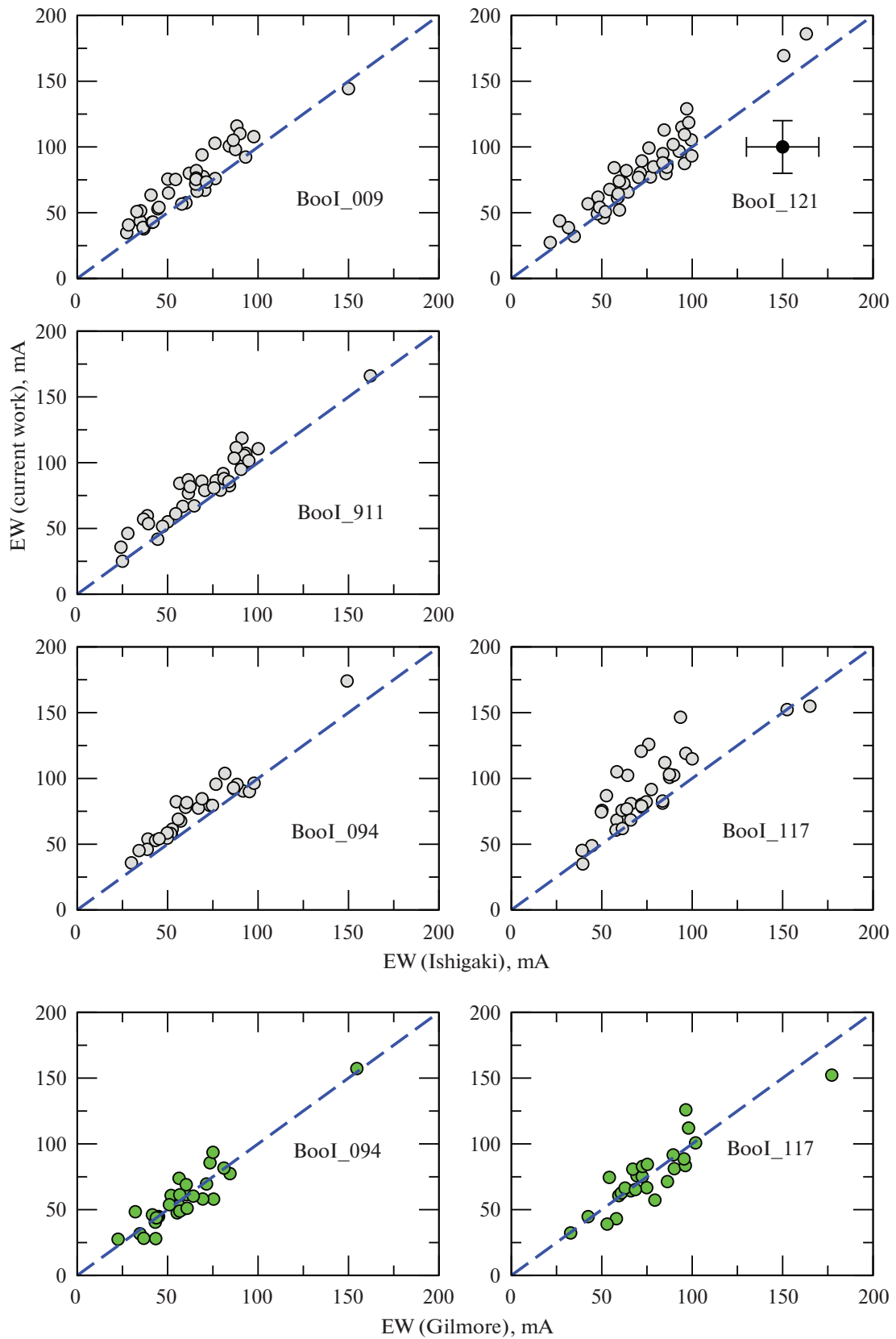
Второй метод — более точный. В случае описания профиля спектральной линии гауссианой мы можем использовать ее свойства. Эквивалентная ширина выразится площадью гауссианы  $EW = \sqrt{2\pi} f_{\text{cen}} \sigma$ , где  $f_{\text{cen}}$  — центральная глубина спектральной линии,  $\sigma$  — ширина гауссианы. Тогда  $\delta\sigma = 1.92\sigma \delta f_{\text{cen}}/f_{\text{cen}}$  из производной функции Гаусса. Используя тот факт, что гауссиана доминирует в наблюдаемом профиле и полная ширина линии выражается через ширину гауссианы  $FWHM = 2.35\sigma$ , а разрешающая сила  $R = \lambda/0.849FWHM$  (Вэйштейн и Перез, 1992), получаем  $\delta EW = 1.93\lambda \delta f/R$ . В программе измерения линий значения  $\delta f_\lambda$  вычисляются для каждой линии как стандартное отклонение наблюдаемого профиля от рассчитанного:  $\delta f_\lambda = \sqrt{1/n \sum (f_\lambda - f_\lambda^{\text{synt}})^2}$ . Ошибка эквивалентной ширины имеет сравнимые значения с предыдущим случаем.

Отдельно учитывалась ошибка из-за неопределенности проведения уровня непрерывного спектра  $\delta f$ , которая меньше значения  $1/SN$ . Тогда  $\delta EW = EW \delta f/f_{\text{cen}}$ . Полная ошибка эквивалентной ширины составляет от 15–25 мÅ при  $SN = 20 \dots 30$  и до 30–40 мÅ при  $SN = 5 \dots 10$ .

#### 1.1.1. Сравнение эквивалентных ширин.

Спектры звезд имеют низкое отношение сигнала к шуму, подвержены значительному влиянию со стороны спектра рассеянного света неба, и профили спектральных линий зачастую искажены.

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



**Рис. 1.** Сравнение эквивалентных ширин спектральных линий между настоящей работой и Ишигаки и др. (2014) и Жилмор и др. (2013). Бар типичных ошибок ( $\sim 20 \text{ m\AA}$ ) показан в верхнем правом углу.

**Таблица 2.** Температуры исследуемых звезд, определенные по различным показателям цвета

Звезда	$T_{\text{eff}}, \text{K}$					
	$(B - V)$	$(V - R)$	$(V - I)$	$(V - J)$	$(V - H)$	$(V - K)$
009	$4531 \pm 20$	$4592 \pm 40$	$4484 \pm 24$	$4462 \pm 48$	$4503 \pm 60$	$4361 \pm 66$
121	$4531 \pm 20$	$4573 \pm 39$	$4467 \pm 22$	$4419 \pm 44$	$4466 \pm 60$	$4440 \pm 74$
911	$4547 \pm 21$	$4578 \pm 41$	$4456 \pm 24$	$4462 \pm 51$	$4445 \pm 55$	$4532 \pm 94$

**Таблица 3.** Параметры атмосфер исследуемых звезд и разница в содержании между двумя стадиями ионизации для железа и титана

Звезда	$T_{\text{eff}}, \text{K}$	$\log g$	$\xi_t, \text{км/с}$	[Fe/H]	Fe I–Fe II	Ti I–Ti II
009	$4500 \pm 70$	$1.22 \pm 0.10$	2.0	-3.14	$0.13 \pm 0.29$	$0.31 \pm 0.59$
121	$4490 \pm 70$	$1.21 \pm 0.10$	2.0	-2.73	$0.08 \pm 0.18$	$0.00 \pm 0.29$
911	$4500 \pm 70$	$1.24 \pm 0.10$	2.0	-2.32	$-0.14 \pm 0.20$	$-0.15 \pm 0.21$

Поэтому проведение уровня непрерывного спектра становится сложной задачей. В связи с этим возникает вопрос о возможном наличии систематических ошибок в измерении эквивалентных ширин. Например, Ишигаки и др. (2014) обнаружили, что их эквивалентные ширины примерно на  $18 \text{ m\AA}$  меньше, чем измерения Жилмор и др. (2013).

Мы провели сравнение наших измерений с измерениями общих звезд в работах Жилмор и др. (2013, UVES-FLAMES/VLT,  $R = 47\,000$ ), Ишигаки и др. (2014, HDS/Subaru,  $R = 40\,000$ ) и Фребель и др. (2016, Mike/Magellan,  $R \approx 28\,000$ ). Эти исследования основаны на спектрах, полученных с близкими значениями разрешающей силы, что обеспечивает корректное сравнение. Результаты для пяти общих звезд из первой статьи и двух из второй представлены на рис. 1. Видно, что наши эквивалентные ширины систематически выше значений Ишигаки и др. (2014), в среднем на  $11 \text{ m\AA}$  или 15%, хотя это различие меньше ошибки измерений. Тогда как измерения Жилмор и др. (2013) очень близки к нашим, систематические различия отсутствуют, средняя разница меньше  $1 \text{ m\AA}$ . Это означает, что эквивалентные ширины в работе Ишигаки и др. (2014) систематически недооценены.

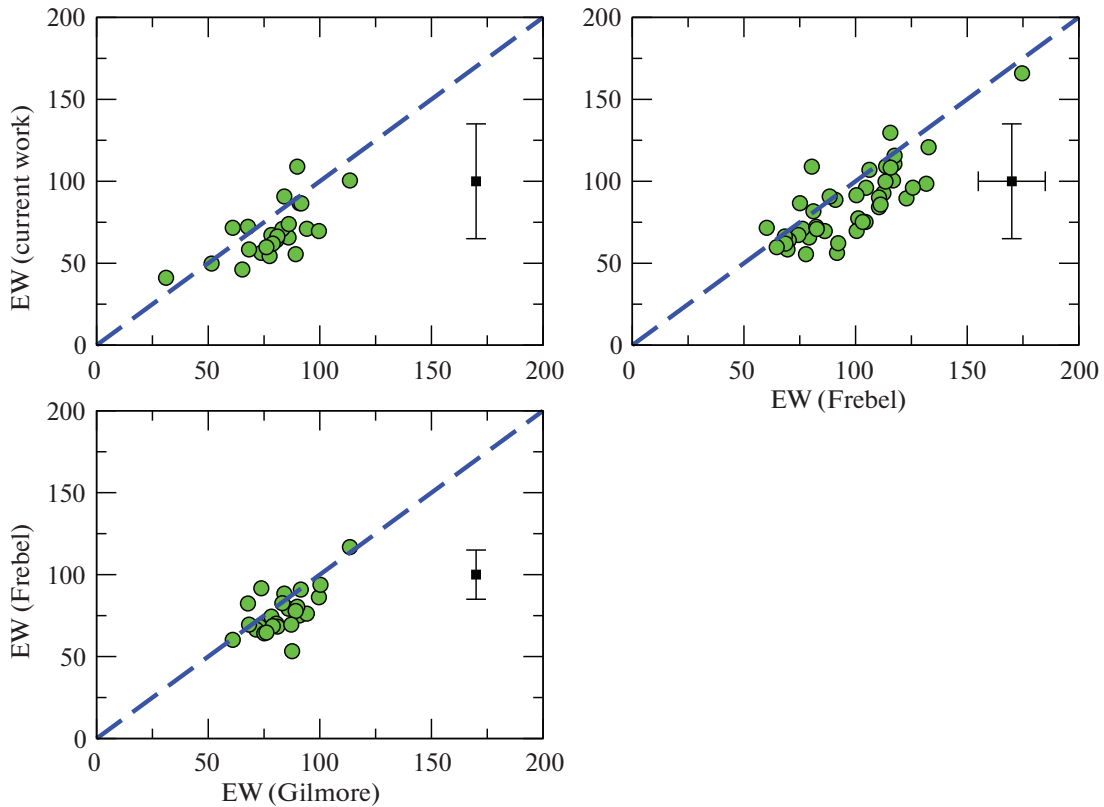
Также мы проверили качество наших измерений (HDS/Subaru) на примере другой звезды Boo-127, которая является общей с работами Фребель и др. (2016, Mike/Magellan) и Жилмор и др. (2013, UVES/VLT). Наблюдения HDS/Subaru были получены в две ночи 2010/05/15-16 (proposal ID

o10117). Обработка ПЗС-снимков и метод измерений эквивалентных ширин идентичны другим спектрам данной работы. Результаты показаны на рис. 2. Наши измерения для этой звезды ниже, чем у двух других авторов, примерно на  $10 \text{ m\AA}$ , но в пределах ошибок. Эквивалентные ширины Фребель и др. (2016) также немного меньше, на  $6 \text{ m\AA}$ , чем Жилмор и др. (2013), однако различия также не превышают типичных ошибок.

Таким образом, точность наших измерений эквивалентных ширин сравнима с точностью в работах Жилмор и др. (2013) и Фребель и др. (2016).

## 2. ПАРАМЕТРЫ ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕР

Для сохранения однородности исследований эффективная температура  $T_{\text{eff}}$  звезд определена аналогично работе Машонкиной и др. (2017a) — по показателям цвета  $B - V$ ,  $V - R$ ,  $V - I$ ,  $V - J$ ,  $V - H$ ,  $V - K$  (см. табл. 2) с использованием калибровки Рамирез и Мелендез (2005). Необходимые для вычислений значения металличности взяты из работы Ишигаки и др. (2014).  $BVRI$  величины получены путем преобразования цветов SDSS DR12 *ugriz* (Алам и др., 2015) по формулам Джорди и др. (2006). Инфракрасные  $JHK$  величины взяты из каталога 2MASS (Скрутски и др., 2006). Величина межзвездного покраснения принята  $E(B - V) = 0.02$ , согласно Белокуров и др. (2006), и учтена во всех показателях цвета. Итоговое значение  $T_{\text{eff}}$  в табл. 3 является средневзвешенным по всем показателям цвета с учетом ошибок.



**Рис. 2.** Сравнение эквивалентных ширин линий в спектрах звезды Boo-127, полученных на различных инструментах. Бар типичных ошибок ( $\sim 20\text{--}30\text{ м\AA}$ ) показан в верхнем правом углу.

Ускорение силы тяжести  $\log g$  вычислено из соотношения

$$\log g = -10.607 + \log M + 4 \log T_{\text{eff}} - 0.4[4.74 - (m_V + BC + |m_V - M_V| + A_V)],$$

где  $M = 0.8 M_{\odot}$  — масса звезды,  $m_V$  — звездная величина в фильтре  $V$ ,  $BC$  — болометрическая поправка, вычисленная согласно Алонсо и др. (1999),  $|m - M| = 18.9^m$  — модуль расстояния из работы Белокурова и др. (2006) и  $A_V = 3.1E(B - V) = 0.06$  зв. вел. — межзвездное поглощение в фильтре  $V$ . Полная ошибка в  $\log g$  составляет около 0.10 dex. Отметим, что для старых объектов, таких как звезды в Boötes I, масса звезды надежно фиксируется — с точностью 0.05 dex, если установлен ее эволюционный статус. В галактике Boötes I только гиганты могут наблюдаться с высоким спектральным разрешением.

Микротурбулентная скорость  $\xi_t$  была оценена по эмпирической формуле, выведенной для низкометаллических гигантов гало нашей Галактики Машонкиной и др. (2017a):

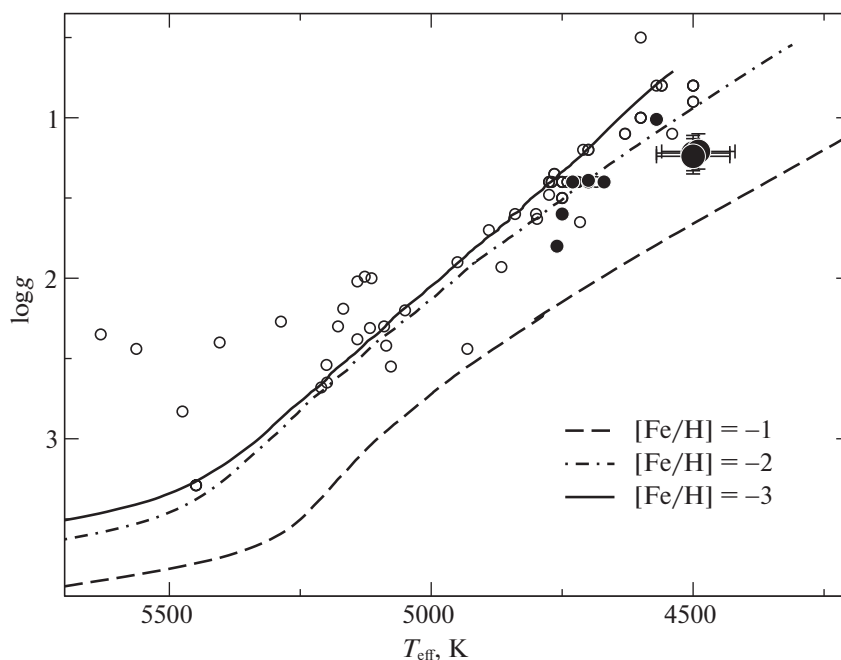
$$\xi_t = 0.14 - 0.08[\text{Fe}/\text{H}] + 4.90(T_{\text{eff}}/10^4) - 0.47 \log g.$$

Она обеспечивает точность около 0.2 км/с.

Вследствие близких значений фотометрических данных для трех новых звезд мы ожидаем получить и близкие параметры звездных атмосфер. В табл. 3 приведены полученные параметры звездных атмосфер.

Полученные эффективные температуры близки к значениям Ишигаки и др. (2014) за исключением Boo-009, для которой они дают  $T_{\text{eff}} = 4750$  К. А значения ускорения силы тяжести различаются из-за применения различных методов определения  $\log g$ . Ишигаки и др. (2014) использовали теоретические изохроны Yonsei-Yale (YY) возраста 12 млрд. лет. Тогда как мы следуем методу, описанному выше и основанному на модуле расстояния и фотометрии. Различия в значениях микротурбулентной скорости незначительны, за исключением звезды Boo-009, для которой Ишигаки и др. (2014) дают  $\xi_t = 2.5$  км/с. Это может быть следствием различия в  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$ , а также больших ошибок при определении содержания железа по спектрам с низким отношением сигнала к шуму.

Для проверки полученных параметров звездных атмосфер мы проанализировали ионизационное равновесие Fe I/Fe II и Ti I/Ti II, а также положение звезд на диаграмме ГР. Разницы в содержании между двумя стадиями ионизации



**Рис. 3.** Положение звезд Voëtes I на диаграмме ГР с эволюционными треками для массы  $0.8 M_{\odot}$ , металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1, -2, -3$  и  $[\alpha/\text{Fe}] = 0.3$ . Большие кружки — звезды из данной работы, а маленькие заполненные кружки из работы Машонкиной и др. (2017a). Бар ошибок приведен для уровня  $1\sigma$ . Литературные данные отмечены открытыми кружками.

представлены для железа и титана в табл. 3. Во всех случаях разница не превышает ошибки определения. Таким образом, анализ спектров подтверждает значения параметров атмосфер, полученных неспектроскопическими методами.

Положение всех гигантов Voëtes I из работы Машонкиной и др. (2017a) и данной статьи показаны заполненными кружками на рис. 3 вместе с тремя эволюционными треками, построенными для значения массы  $0.8 M_{\odot}$  и значений металличности  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1, -2, -3$  и полученными путем интерполяции треков  $Y^2$  (version 3 Хан и др., 2009). Открытыми кружками обозначены литературные данные, собранные в работе Фребель и др. (2016). Отметим, что одна звезда может быть представлена несколько раз — по данным разных авторов. Все красные гиганты ( $\log g < 2$ ) расположены между эволюционными треками с металличностью  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1 \dots -3$ . Однако звезды, исследованные в данной работе, холоднее большинства других. Для того, чтобы расположить их на треке соответствующей металличности, необходимо уменьшить  $\log g$  до 0.8–0.9. Если принять модуль расстояния равным 19.07 зв. вел., согласно Окамото и др. (2012), то  $\log g$  уменьшится лишь на 0.07 dex. Отметим, что в литературе есть сообщения о похожей картине несоответствия положения звезд-гигантов на диаграмме ГР их эволюционным трекам, например, для гиганта гало HD 122563 с надежно из-

меренными параметрами атмосферы (Криви и др., 2019). Возможно, это связано с неопределенностями расчета низкометаллических треков в области красных гигантов.

### 3. ОПРЕДЕЛЕНИЕ СОДЕРЖАНИЯ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ

Следуя методике наших прежних работ (Машонкина и др., 2017a,b), мы используем сферические модели звездных атмосфер со стандартным содержанием химических элементов, интерполированные для заданных  $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]$  в сетке моделей MARCS<sup>3</sup> (Густафссон и др., 2008), программу WIDTH9 (Куруц, 2005, модифицирована В.В. Цымбалом) для расчета содержания по эквивалентным ширинам, программы SynthV (Рябчикова и Цымбал, 2019) и SIU (Ритц, 1991) для расчета синтетического спектра, программу DETAIL (Батлер и Гиддингс, 1985) для вычисления не-ЛТР населенностей атомных уровней и базу данных параметров спектральных линий VALD (Рябчикова и др., 2015).

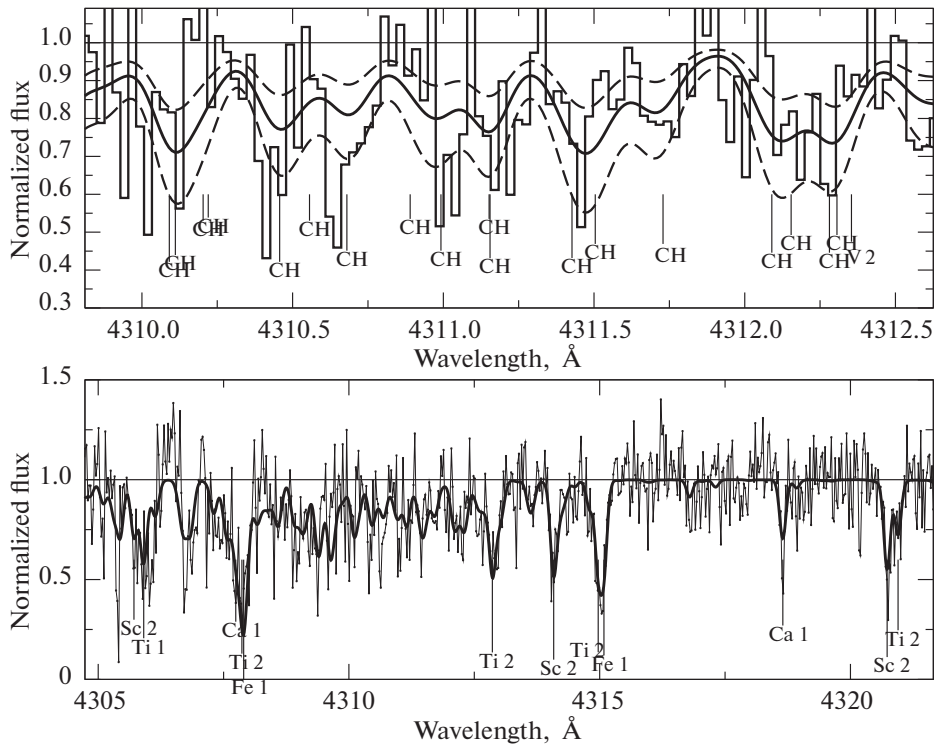
Содержание углерода было определено в предположении ЛТР из анализа профилей молекулярных линий методом синтетического спектра. Не-ЛТР подход был использован для анализа профилей спектральных линий Na I, Mg I и Ba II.

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

Таблица 4. Содержание химических элементов в атмосферах исследуемых звезд

Ион (X)	$\log \varepsilon_{X_{\odot}}$	N	ЛТР			не-ЛТР	
			$\log \varepsilon_X$	[X/H]	[X/Fe]	$\log \varepsilon_X$	[X/Fe]
Boo-009							
Na I	6.33	2	$3.30 \pm 0.01$	-3.03	-0.02	$2.96 \pm 0.04$	-0.36
Mg I	7.58	3	$4.81 \pm 0.34$	-2.77	0.24	$4.75 \pm 0.38$	0.18
Ca I	6.36	5	$3.62 \pm 0.15$	-2.74	0.27	$3.72 \pm 0.13$	0.37
Ti I	4.93	2	$1.83 \pm 0.58$	-3.10	-0.09	$1.84 \pm 0.58$	-0.08
Ti II	4.93	4	$1.91 \pm 0.09$	-3.02	-0.01	$2.15 \pm 0.08$	0.23
Fe I	7.50	3	$4.36 \pm 0.25$	-3.14	-0.13	$4.36 \pm 0.25$	-0.13
Fe II	7.50	19	$4.35 \pm 0.14$	-3.15	-0.14	$4.49 \pm 0.13$	0.00
Ni I	6.25	2	$3.44 \pm 0.32$	-2.81	0.20	$-9.99 \pm 0.00$	0.33
Ba II	2.13	2	$-1.92 \pm 0.04$	-4.05	-1.04	$-1.77 \pm 0.01$	-0.89
Boo-121							
Na I	6.33	2	$3.45 \pm 0.06$	-2.88	-0.15	$3.14 \pm 0.06$	-0.46
Mg I	7.58	4	$5.05 \pm 0.18$	-2.53	0.20	$5.05 \pm 0.13$	0.20
Ca I	6.36	12	$3.92 \pm 0.09$	-2.44	0.29	$4.04 \pm 0.06$	0.41
Ti I	4.93	11	$2.25 \pm 0.12$	-2.68	0.05	$2.49 \pm 0.13$	0.29
Ti II	4.93	16	$2.49 \pm 0.26$	-2.44	0.29	$2.49 \pm 0.26$	0.29
Fe I	7.50	41	$4.74 \pm 0.17$	-2.76	-0.03	$4.85 \pm 0.17$	0.08
Fe II	7.50	5	$4.77 \pm 0.07$	-2.73	0.00	$4.77 \pm 0.07$	0.00
Ni I	6.25	4	$3.56 \pm 0.16$	-2.69	0.04	$-9.99 \pm 0.00$	0.07
Ba II	2.13	4	$-1.03 \pm 0.21$	-3.16	-0.43	$-1.04 \pm 0.22$	-0.44
Boo-911							
Na I	6.33	2	$3.47 \pm 0.06$	-2.86	-0.54	$3.19 \pm 0.05$	-0.82
Mg I	7.58	2	$5.11 \pm 0.45$	-2.47	-0.15	$5.11 \pm 0.35$	-0.15
Ca I	6.36	6	$3.93 \pm 0.17$	-2.43	-0.11	$4.04 \pm 0.17$	0.00
Ti I	4.93	10	$2.19 \pm 0.12$	-2.74	-0.42	$2.41 \pm 0.11$	-0.20
Ti II	4.93	10	$2.55 \pm 0.18$	-2.38	-0.06	$2.56 \pm 0.18$	-0.05
Fe I	7.50	33	$4.95 \pm 0.17$	-2.55	-0.23	$5.04 \pm 0.17$	-0.14
Fe II	7.50	4	$5.18 \pm 0.10$	-2.32	0.00	$5.18 \pm 0.10$	0.00
Ni I	6.25	2	$3.71 \pm 0.21$	-2.54	-0.22	$-9.99 \pm 0.00$	0.01
Ba II	2.13	3	$-0.67 \pm 0.17$	-2.80	-0.48	$-0.73 \pm 0.19$	-0.54





**Рис. 4.** Вверху: Молекулярные линии CH в спектре звезды Vo0-121. Размер вертикальных штрихов отражает степень вклада. Синтетический спектр, описывающий наблюдения наилучшим образом, показан сплошной толстой кривой. Штриховые кривые соответствуют вариации содержания углерода  $\pm 0.30$  dex. Внизу: Сравнение наблюдаемого и синтетического спектров в окрестностях полосы CH.

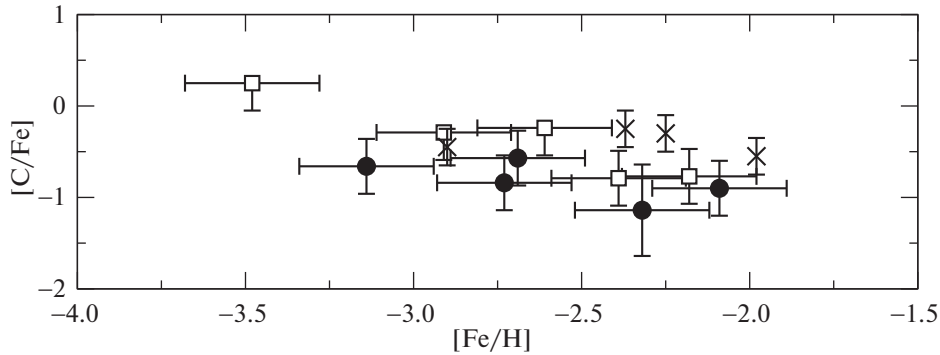
Линии Ba II рассчитывались с учетом сверхтонкой структуры.

Для линий Ca I, Ti I, Ti II и Fe I применен метод эквивалентных ширин с учетом не-ЛТР поправок к содержанию из работы Машонкиной и др. (2016). Эквивалентные ширины были измерены путем описания наблюдаемого профиля синтетическим с фиксированными значениями скоростей макротурбуленции ( $v_{\text{macro}} = 6$  км/с) и вращения ( $v_{\text{rot}} \sin i = 1$  км/с). Список использованных спектральных линий и их параметры опубликованы в работе Машонкиной и др. (2017b) (далее MJS17). Полученные значения ЛТР и не-ЛТР содержания химических элементов —  $\log \varepsilon_X$ ,  $[X/H]$   $[X/Fe]$  представлены в табл. 4, где также дано соответствующее солнечное содержание, по данным Андерс и Гревесс (1989), Лоддерс (2003, Ti) и Гревесс и Сайвал (1998). Мы используем шкалу, где для водорода  $\log \varepsilon_H = 12$ .

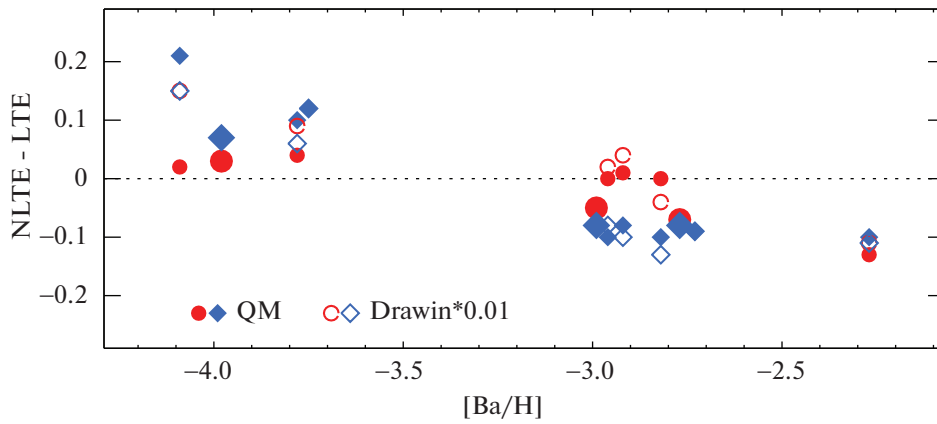
### 3.1. Углерод

Кроме Vo0-009, Vo0-121 и Vo0-911, содержание углерода определено также для Vo0-094 и Vo0-117 с использованием параметров атмосфер из статьи Машонкиной и др. (2017a):

$T_{\text{eff}} / \log g / [Fe/H] / \xi_t = 4570 / 1.01 / -2.69 / 2.2$  и  $4700 / 1.40 / -2.09 / 2.3$  соответственно. К сожалению, для бедных металлами звезд содержание углерода может быть оценено только из анализа молекулярных полос CH, расположенных в синей части спектра с высоким уровнем шума. Мы использовали молекулярную полосу CH  $A^2\Delta - X^2\Pi(0,0)$  в районе  $\lambda 4309.95 - 4312.45$  Å. Здесь молекулярные линии доминируют и остаются наблюдаемыми даже у низкометаллических звезд при  $S/N \lesssim 10$  (рис. 4). В наименее зашумленном спектре звезды Vo0-121 мы смогли измерить также молекулярные линии в районе  $4313.43 - 4313.80$  Å,  $4355.51 - 4356.75$  Å и  $4363.93 - 4364.37$  Å и вычислить средневзвешенное по ошибкам значение содержания углерода. Результаты представлены в табл. 5. Для вычисления значений  $[C/Fe]$  мы использовали солнечное содержание углерода  $\log \varepsilon_C = 8.43$  (Алексеева и Машонкина, 2015) и железа  $\log \varepsilon_{Fe} = 7.50$ . Ошибки содержания отражают ошибку метода, тогда как полная ошибка с учетом шумов и неопределенностей проведения уровня непрерывного спектра составляет около 0.30 dex и доходит до 0.50 dex для звезды Vo0-911. Результаты могут быть улучшены при использовании более качественных спектров ( $S/N > 20$ ).



**Рис. 5.** Содержание  $[C/Fe]$  в атмосферах исследуемых звезд (заполненные кружки) в сравнении с данными Ишигаки и др. (2014) (открытые квадраты, отсутствие верхнего бара ошибок означает верхний предел) и Норрис и др. (2010) (крестики).



**Рис. 6.** Не-ЛТР поправки для линий  $Ba\ II\ 6497\ \text{\AA}$  (кружки) и  $Ba\ II\ 4934\ \text{\AA}$  (ромбы) у звезд *Boötes I*, рассчитанные с использованием квантово-механических скоростей столкновений  $Ba\ II + H\ I$  (заполненные символы) и Дравиновских скоростей (незаполненные символы). Более крупные символы соответствуют трем звездам, для которых не-ЛТР содержание бария определено впервые (только с точными столкновительными данными).

Поскольку основным источником неопределенностей является фон неба на ПЗС-матрице, уровень которого для слабых звезд значительно превышает полезный сигнал, то мы проанализировали качество его учета в данной области. Мы проверили уровень непрерывного спектра, восстановленный из функции блеска плоского поля. Ближайшие спектральные линии  $Ca\ I$ ,  $Fe\ I$ ,  $Fe\ II$ ,  $Ti\ I$ ,  $Ti\ II$  и  $Sc\ II$  в наблюдаемом спектре хорошо описываются синтетическим спектром с заданным содержанием (см. нижнюю часть рис. 4).

На рис. 5 мы сравниваем наши значения  $[C/Fe]$  с определениями Ишигаки и др. (2014) по тем же спектрам и Норрис и др. (2010) для тех же звезд. В последней работе использованы спектры низкого разрешения ( $R = 5000$ ). Ишигаки и др. (2014) и Норрис и др. (2010) получили систематически более высокое содержание углерода — на 0.5–1 dex для разных звезд. По нашим данным, все звезды в *Boötes I* имеют дефицит углерода относительно железа с  $[C/Fe] < -0.5$ , что является типичным

для низкометаллических гигантов высокой светимости (см. рис. 7 в статье Яблонка и др., 2015). Для сравнения, для звезд с похожими параметрами в карликовой галактике *Tucana III* Маршалл и др. (2018) получили  $[C/Fe] \approx -0.5$ .

### 3.2. Барий

В этой работе мы определили содержание бария для трех новых звезд, добавленных в выборку *Boötes I*, а также переопределили содержание у 8 звезд, исследованных Машонкиной и др. (2017b). Необходимость ревизии обусловлена публикацией квантово-механических расчетов столкновений  $Ba\ II + H\ I$  (Беляев и Яковлева, 2018). В атмосферах звезд с дефицитом металлов концентрация электронов — низкая, и важную роль в установлении статистического равновесия атомов играют неупругие процессы при столкновениях с нейтральными атомами водорода. Из-за отсутствия точных данных для расчета скоростей столкновений с атомами  $H\ I$  в течение долгого времени

**Таблица 5.** Содержание углерода  $\log \epsilon_C$  в атмосферах исследуемых звезд, определенное по молекулярным линиям CN: (1) 4309.95–4312.45 Å, (2) 4313.43–4313.80 Å, (3) 4355.51–4356.75 Å, (4) 4363.93–4364.37 Å

Звезда	1	2	3	4	[C/Fe]
009	4.63 ± 0.08				−0.66
094	5.17 ± 0.09				−0.57
117	5.44 ± 0.10				−0.90
121	4.90 ± 0.08	4.73 ± 0.16	4.91 ± 0.16	4.88 ± 0.17	−0.84
911	4.94 ± 0.09				−1.14

**Таблица 6.** Ревизованное не-ЛТР содержание бария у звезд *Voötes I*. Параметры атмосфер и ЛТР содержание — как у Машонкиной и др. (2017b)

Звезда	$T_{\text{eff}}$ , К	$\log g$	[Fe/H]	$\xi_t$ , км/с	$N$	$\log \epsilon_{\text{Ba}}$	
						ЛТР	не-ЛТР
33	4730	1.4	−2.35	2.3	3	−0.73 ± 0.15	−0.70 ± 0.17
41	4750	1.6	−1.60	2.0	2	−0.02 ± 0.15	−0.14 ± 0.16
94	4570	1.01	−2.90	2.2	2	−1.74 ± 0.40	−1.66 ± 0.47
117	4700	1.4	−2.30	2.3	3	−0.85 ± 0.42	−0.80 ± 0.46
127	4670	1.4	−2.10	2.3	2	−0.62 ± 0.02	−0.60 ± 0.01
130	4730	1.4	−2.35	2.3	3	−0.87 ± 0.42	−0.83 ± 0.45
980	4760	1.8	−3.00	1.8	2	−1.77 ± 0.01	−1.63 ± 0.03
1137	4700	1.39	−3.7	1.9	3	−2.07 ± 0.11	−1.98 ± 0.04

использовалась формула Стинбока и Холвегера (1984), основанная на теоретическом приближении Дравины (1968). Эмпирическим путем было установлено, что Дравиновские скорости столкновений Ba II + H I требуют масштабирования с коэффициентом  $S_H = 0.01$  (Машонкина и др., 1999). Именно масштабированные Дравиновские скорости использовались MJS 17 в не-ЛТР расчетах для Ba II.

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  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$ . Для нашей выборки не-ЛТР ведет к усилению резонансных линий Ba II 4554, 4934 Å и отрицательным поправкам к содержанию —  $\Delta_{\text{NLTE}} = \log \epsilon_{\text{NLTE}} - \log \epsilon_{\text{LTE}}$  при  $[\text{Ba}/\text{H}] > -3$ , но противоположному эффекту при более низком содержании бария (рис. 6 для Ba II 4934 Å). Для субординатных линий Ba II 5853, 6141, 6497 Å переход от отрица-

тельных к положительным поправкам происходит при немного более высоком содержании бария (рис. 6 для Ba II 6497 Å). По сравнению с масштабированными Дравиновскими скоростями использование точных столкновительных данных (Беляев и Яковлева, 2018) ведет к уменьшению отклонений от ЛТР в диапазоне  $[\text{Ba}/\text{H}] > -3$ . То же самое справедливо для Ba II 6141, 6497 Å и при более низком содержании бария, но для резонансных линий Ba II не-ЛТР эффекты усиливаются.

Для *Voö*-009, 121 и 911 были использованы все линии, которые удалось измерить в спектре — от 3 до 4 линий. При расчете резонансных линий Ba II 4554, 4934 Å учтено, что каждый из пяти распространенных изотопов  $^{134}\text{Ba}$ ,  $^{135}\text{Ba}$ ,  $^{136}\text{Ba}$ ,  $^{137}\text{Ba}$  и  $^{138}\text{Ba}$  образует свою линию и, кроме того, линии изотопов с нечетным массовым числом состоят из набора компонент сверхтонкого расщепления. Для солнечной смеси изотопов линия Ba II 4554 Å

**Таблица 7.** Неопределенности в содержании химических элементов у звезды Воо-911 вследствие ошибок в параметрах атмосферы

Ион	$N$	$\Delta \log \epsilon$		
		$\Delta T_{\text{eff}} = 100 \text{ K}$ $\Delta \log g = 0.06$	$\Delta \xi_t = 0.1 \text{ км/с}$	Полная
CN	—	0.17	0.01	0.17
Na I	2	0.20	0.11	0.23
Mg I	3	0.08	0.04	0.09
Ca I	6	0.10	0.04	0.11
Ti I	10	0.19	0.03	0.19
Ti II	10	0.04	0.06	0.07
Fe I	33	0.17	0.08	0.19
Fe II	4	0.00	0.04	0.04
Ni I	2	0.12	0.03	0.12
Ba II	3	0.08	0.12	0.14

имеет 15 компонент, а линия Ba II 4934 Å — 11 компонент. Поскольку мы наблюдаем в Voötes I только старые объекты, где происхождение бария, наиболее вероятно, связано исключительно с г-процессом, то при расчете относительной интенсивности компонент мы использовали отношение содержания изотопов, предсказанное Арландини и др. (1999) для г-процесса:  $^{135}\text{Ba} : ^{137}\text{Ba} : ^{138}\text{Ba} = 26 : 20 : 54$ . Изотопы  $^{134}\text{Ba}$  и  $^{136}\text{Ba}$  не образуются в г-процессе. Длины волн и силы осцилляторов компонент — как в наших предыдущих работах (см. например, Машонкина и Кристлиб, 2014). Среднее ЛТР и не-ЛТР содержание представлено в табл. 4.

При определении содержания бария у 8 звезд из нашего прежнего списка использовались те же линии Ba II и те же атомные параметры линий, что и в MJS17 (из табл. 3). Полученные результаты представлены в табл. 6. За исключением звезды с самым низким содержанием металлов — Воо-1137 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.76$ ,  $[\text{Ba}/\text{H}] = -4.09$ ), изменения в содержании бария по сравнению с MJS17 не превышают 0.05 dex. Для Воо-1137 в работе Машонкиной и др. (2017b) использовалась только линия Ba II 4934 Å. Субординатные линии Ba II 6141 и 6497 Å — слабые, с эквивалентной шириной  $EW = 14.4$  и  $13.6 \text{ мÅ}$  соответственно. Не-ЛТР содержание по субординатным линиям получалось больше по сравнению с резонансной линией — на

0.2–0.3 dex, и это было объяснено ошибками измерения EW. Но применение квантово-механических скоростей столкновений Ba II + H I привело к уменьшению не-ЛТР поправок для Ba II 6141 и 6497 Å и, наоборот, увеличению не-ЛТР поправки для Ba II 4934 Å, так что сейчас не-ЛТР содержание по разным линиям согласуется в пределах 0.09 dex.

### 3.3. Неопределенности в полученных значениях содержания

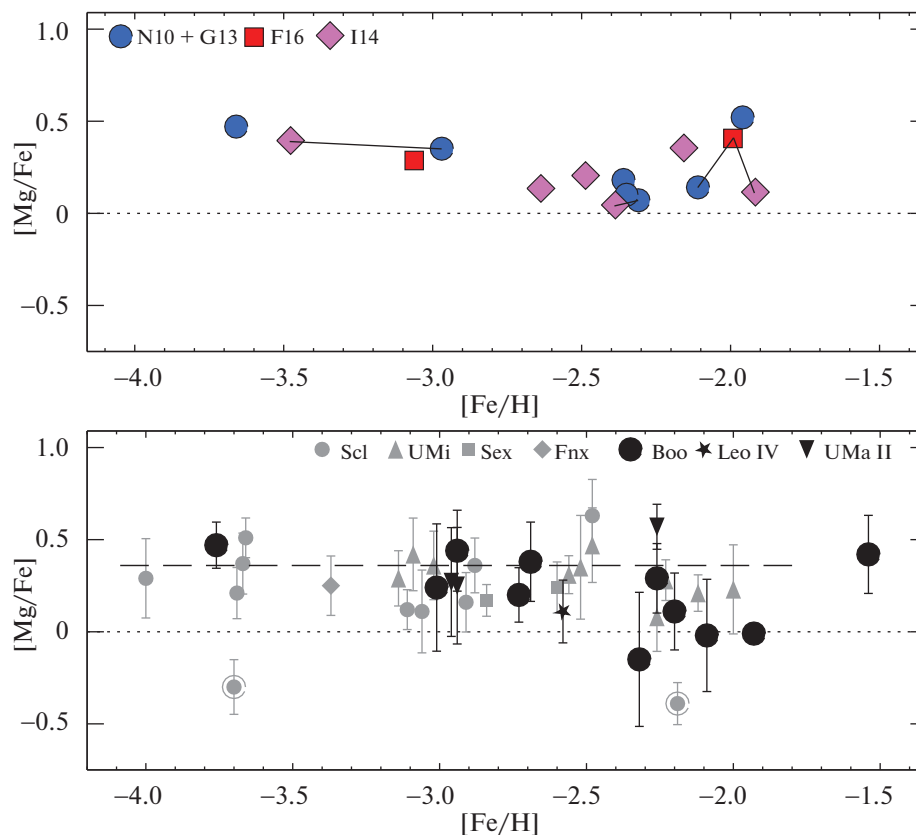
У звезды Воо-911 и для железа, и для титана содержание по линиям нейтральных атомов получается меньше, примерно на 0.15 dex, чем по линиям ионов. Мы проанализировали неопределенности в содержании  $\Delta \log \epsilon_X$  вследствие изменения эффективной температуры  $\Delta T_{\text{eff}} = 100 \text{ K}$ , ускорения свободного падения  $\Delta \log g = 0.06$  (эффект комбинированный, поскольку значение  $\log g$  зависит от  $T_{\text{eff}}$ ) и микротурбулентной скорости  $\Delta \xi_t = 0.1 \text{ км/с}$ , а также полную величину неопределенности. Вычисления проведены для  $N$  спектральных линий каждого иона. Для углерода была использована область 4309.95–4312.45 Å, которая содержит более 20 молекулярных линий CN. Результаты представлены в табл. 7. Видно, что неопределенности в  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  ведут к большим неопределенностям в содержании по линиям Fe I и Ti I, чем по линиям Fe II и Ti II. Таким образом, обнаруженные разницы Fe I–Fe II и Ti I–Ti II укладывается в рамки возможных неопределенностей и могут быть обусловлены типичной ошибкой определения параметров атмосферы.

## 4. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Следуя работе Машонкиной и др. (2017b), мы используем в качестве индикатора металличности содержание железа, определенное по линиям Fe II, но необходимо отметить, что при отказе от ЛТР содержание по линиям Fe I и Fe II совпадает в пределах ошибки определения.

### 4.1. Зависимость $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$

Мы определили содержание трех элементов  $\alpha$ -процесса: Mg, Ca и Ti. Рисунки 7 и 8 показывают для каждого из этих элементов как наши результаты, так и данные MJS17 для Voötes I и других карликовых галактик. Для выборки звезд сравнения гало нашей Галактики MJS17 получили одинаковый избыток каждого из  $\alpha$ -элементов относительно железа на уровне  $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.3$ . Это объясняется доминированием взрывов массивных сверхновых II типа (см., например, Цуйimoto и др.,



**Рис. 7.** Вверху: содержания  $[Mg/Fe]$  у звезд галактики Boötes I по данным Норрис и др. (2010, N10), Жилмор и др. (2013, G13), Ишигаки и др. (2014, I14), Фребель и др. (2016, F16). Одинаковые звезды соединены линиями. Внизу: содержания  $[Mg/Fe]$  по данным настоящей работы (3 звезды), а также работы MJS17 для других звезд Boötes I и звезд в других галактиках. Классические сфероидальные галактики отмечены серым цветом и карликовые галактики ультранизкой светимости черным цветом. Серый кружок внутри кружка большего размера отмечает звезды с дефицитом Mg и Ca относительно Fe. Штриховой линией отмечено среднее отношение  $[Mg/Fe]$  у звезд гало нашей Галактики по данным MJS17.

1995), в которых  $\alpha$ -элементы являются основным продуктом и их производится примерно в два раза больше, чем железа.

Наблюдения показывают, что у галактики любого типа есть диапазон низких металличностей, где  $[\alpha/Fe]$  постоянно, что означает определяющее влияние SNeII на химическую эволюцию. Начало уменьшения  $[\alpha/Fe]$  или излом зависимости от металличности, именуемый также  $\alpha$ -коленом, указывает на появление в галактике первых сверхновых типа Ia и возросшее производство железа. Определение металличности (или возраста)  $\alpha$ -колена ( $[Fe/H]_{\text{кnee}}$ ) очень важно для понимания процессов звездообразования в галактике. В нашей Галактике такой излом расположен на  $[Fe/H]_{\text{кnee}} \approx -0.9$  (см. Жао и др., 2016, и ссылки в этой работе). В карликовых галактиках он сдвигается в сторону меньших металличностей, свидетельствуя о более низких темпах звездообразования. Например, по данным де Боер и др. (2014), в галактике в Sagittarius  $[Fe/H]_{\text{кnee}} \approx -1.3$ , в Малом Магел-

лановом облаке  $[Fe/H]_{\text{кnee}} \approx -1.7$ , в галактике в Sculptor  $[Fe/H]_{\text{кnee}} \approx -1.9$ , в галактике в Fornax  $[Fe/H]_{\text{кnee}} \approx -2.1$ .

Очень важно установить, есть или нет излом зависимости  $[\alpha/Fe]$ – $[Fe/H]$  у галактик ультранизкой светимости и, если есть, то каково значение  $[Fe/H]_{\text{кnee}}$ . Только для галактики Boötes I мы имеем достаточное число изученных звезд — 11, чтобы исследовать эту проблему. Поскольку сама величина  $[\alpha/Fe]$  сравнительно невелика ( $\sim 0.3$ ), то необходима очень высокая точность ее определения для того, чтобы обнаружить изменение. Простая компиляция литературных данных не позволяет делать уверенные выводы из-за неоднородности данных, что подтверждается рис. 7 (верхняя панель). Как отдельные авторы, так и вся совокупность данных показывают уменьшение  $[Mg/Fe]$  в диапазоне  $-3.7 \leq [Fe/H] \leq -2.3$  от  $\approx 0.5$  до солнечного значения. На этом основании Жилмор и др. (2013) и Ишигаки и др. (2014) предположили, что в химическое обогащение Boötes I успели внести вклад

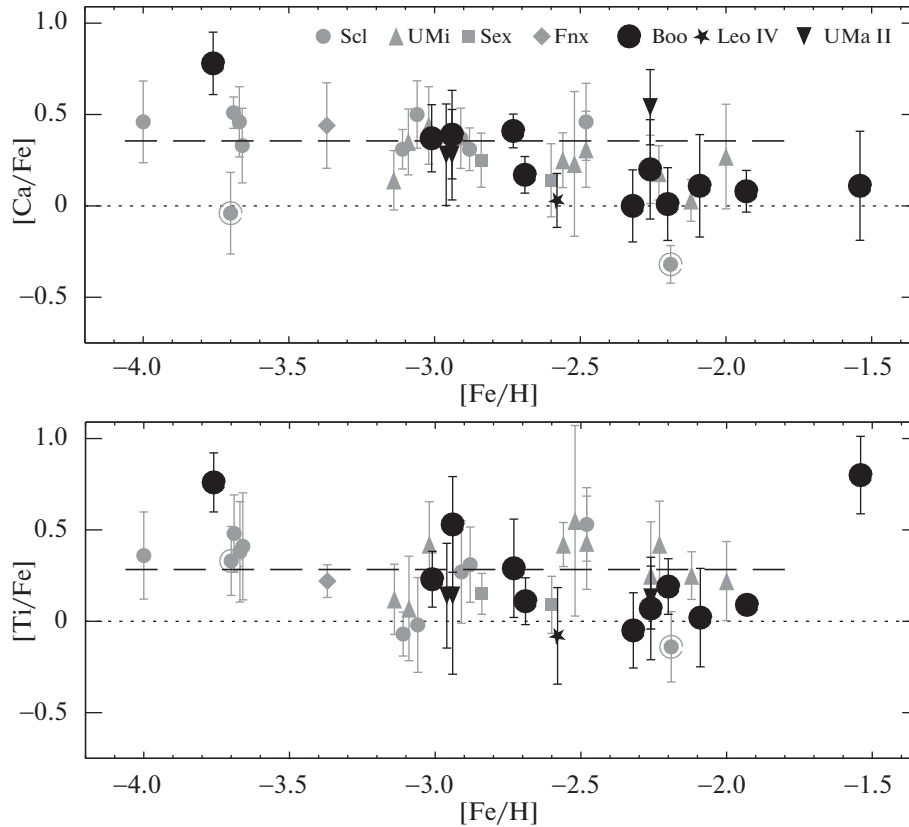


Рис. 8. То же, что на рис. 7 (нижняя панель), но для  $[Ca/Fe]$  и  $[Ti/Fe]$ .

сверхновые типа Ia до того, как в галактике окончилось звездообразование. Но в таком случае непонятно, почему  $[Mg/Fe]$  растет при  $[Fe/H] > -2.3$ . Хотя этот рост может быть кажущимся и обусловленным ошибками определения содержания. Например, для одной общей звезды (Boo-127) три работы дают значения  $[Mg/Fe]$ , различающиеся почти на 0.4 dex.

Наши определения  $[Mg/Fe]$  представлены в нижней части рис. 7 наряду с данными MJS17 для других звезд в Boötes I и звезд в других карликовых галактиках. Как отмечалось MJS17, звезда с самым большим содержанием железа — Boo-41 ( $[Fe/H] = -1.54$ ), что само по себе необычно для галактики UFD, имеет anomalно высокое содержание магния и титана (рис. 8) и anomalно низкое содержание никеля (рис. 9). Химический состав этой звезды, по-видимому, отражает очень редкий тип эпизодов нуклеосинтеза, которые не влияют на общий ход химической эволюции. Мы не учитываем Boo-41 при обсуждении  $\alpha$ -трендов. В диапазоне  $-3.8 \lesssim [Fe/H] \lesssim -2.7$  все пять звезд демонстрируют избыток Mg относительно Fe на уровне  $[Mg/Fe] \approx 0.3$ , а пять звезд с  $[Fe/H]$  от  $-2.3$  до  $-1.9$  имеют, в среднем солнечное значение  $Mg/Fe$ . Таким образом, мы не подтверждаем

обсуждавшийся выше рост  $[Mg/Fe]$  у звезд с  $[Fe/H] > -2.3$ . Два других элемента  $\alpha$ -процесса — кальций и титан ведут себя так же, как магний: у звезд с  $[Fe/H] \lesssim -2.7$   $[Ca/Fe] \approx [Ti/Fe] \approx 0.3$ , а звезды с  $[Fe/H] \sim -2$  имеют солнечные отношения Ca/Fe и Ti/Fe. Но нужно отметить, что звезда с самым низким содержанием железа — Boo-1137 имеет anomalно большой избыток кальция и титана.

Три звезды, добавленные в этой работе в выборку звезд Boötes I, значительно повысили надежность выводов о поведении  $[\alpha/Fe]$ . У двух из них  $[Fe/H] < -2.7$ , и обе показывают  $[\alpha/Fe] \approx 0.3$ , а третья звезда с  $[Fe/H] \approx -2.3$  имеет  $[\alpha/Fe] \approx 0$ .

Таким образом, можно уверенно говорить о том, что в галактике Boötes I в диапазоне  $-2.7 \lesssim [Fe/H] \lesssim -2.3$  имеет место падение  $[\alpha/Fe]$  с ростом  $[Fe/H]$ . Для любой галактики такое поведение обычно интерпретируют как появление первых SNeIa и увеличение темпов производства железа (см., например Матеучи и Грегио, 1986). Появление первых SNeIa требует временной шкалы звездообразования около 1 млрд. лет, хотя есть теоретические работы, которые предсказывают более короткую временную шкалу (см., например, Ревас и Яблонка, 2012,  $\approx 0.1$  млрд. лет). На основе анализа

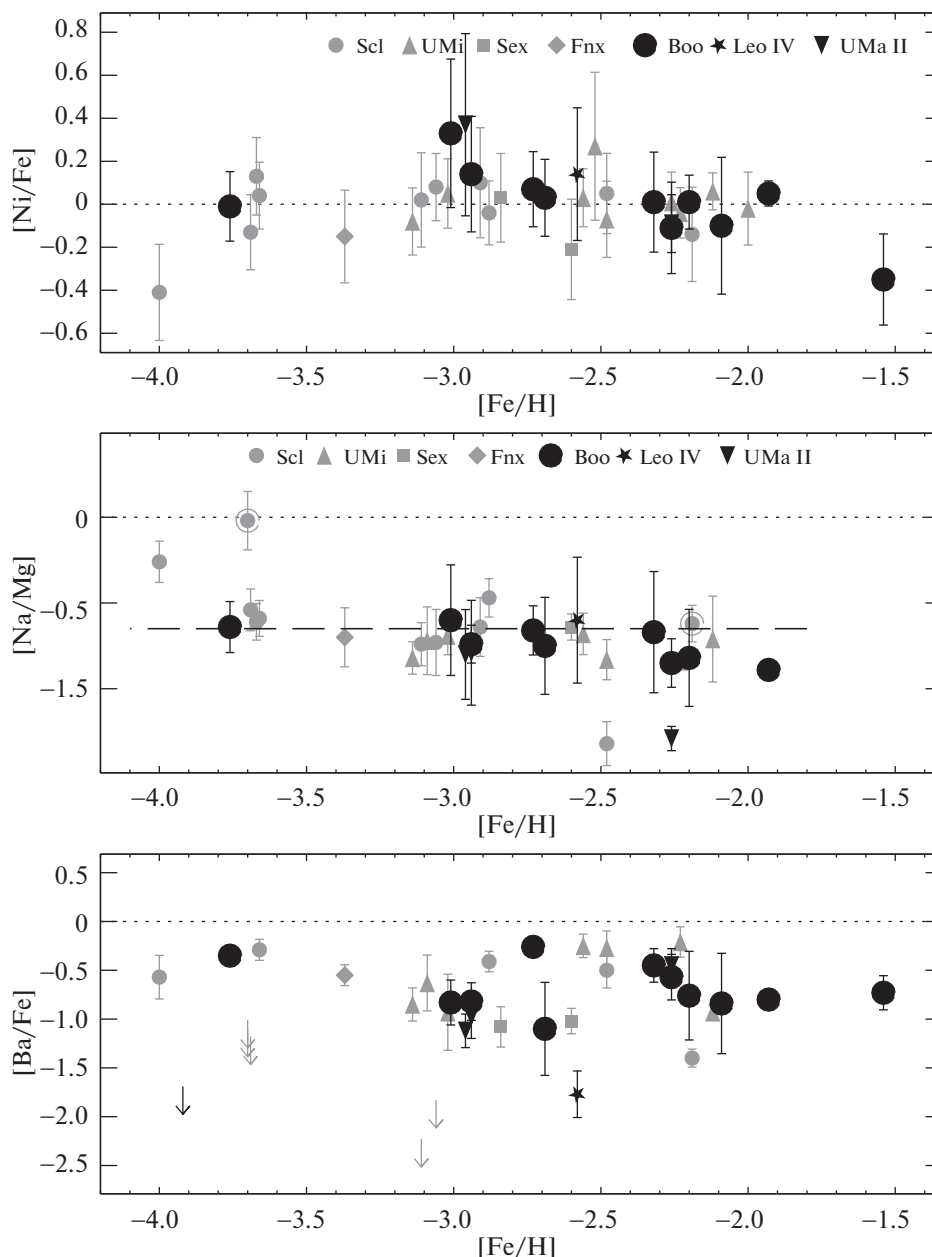


Рис. 9. То же, что на рис. 7 (нижняя панель), но для  $[Ni/Fe]$ ,  $[Na/Fe]$  и  $[Ba/Fe]$ .

наблюдаемой диаграммы цвет — звездная величина Окамото и др. (2012) считают, что звездное население Boötes I сформировалось почти одновременно. В то же время моделирование химической эволюции Boötes I допускает возможность вклада SNeIa в производство железа (Романо и др., 2015).

#### 4.2. Натрий, никель, барий

Элементные отношения  $[Ni/Fe]$ ,  $[Na/Mg]$  и  $[Ba/Fe]$  представлены на рис. 9. Звезды в разных галактиках, независимо от их массы, имеют близкое к солнечному отношение  $[Ni/Fe]$ , что

свидетельствует об общем происхождении никеля и железа.

У звезд в Boötes I наблюдаются близкие значения  $Na/Mg$  со средним значением  $[Na/Mg] = -0.73 \pm 0.12$ . Такое же плато показывают и другие галактики, включая Млечный Путь. Это означает, что процессы синтеза натрия при горении углерода происходили одинаково во всех системах, независимо от их массы.

Ревизия содержания бария и включение трех новых звезд в выборку не повлияло на выводы MJS17 о поведении  $[Ba/Fe]$ . В Boötes I наблюдается дефицит бария относительно железа, в среднем,

с  $[Ba/Fe] \sim -0.7$ , хотя две звезды близкой металличности ( $[Fe/H] \sim -2.7$ ) показывают разницу в  $[Ba/Fe]$  около одного порядка величины. Несмотря на это, в отношении содержания бария галактика Boötes I гораздо более однородна, чем, например, классическая сфероидальная галактика в Sculptor, в которой для 5 из 11 звезд можно оценить лишь верхний предел содержания бария. До появления первых звезд асимптотической ветви гигантов промежуточных масс ( $M = 2-4 M_{\odot}$ ) и начала нуклеосинтеза в s-процессе барий синтезировался в g-процессе. В Boötes I мы определенно не наблюдаем роста  $[Ba/Fe]$  с увеличением  $[Fe/H]$ , который мог бы указывать на начало синтеза в s-процессе.

Эта работа была мотивирована возможностью не только уточнить  $\alpha$ -тренды в Boötes I, но и определить содержание стронция еще у трех звезд и увеличить таким образом число звезд в Boötes I с известным содержанием стронция до шести. Машонкиной и др. (2017b) был поставлен вопрос о различии поведения  $[Sr/Ba]$  в массивных галактиках (Млечный Путь и карликовые классические сфероидальные галактики) и самых малых (UFD) галактиках. К сожалению, в спектрах исследуемых звезд диапазон, где находится линия Sr II 4215.5 Å, имеет низкое отношение сигнала к шуму, и линия не может быть надежно измерена. Необходимо проведение новых, более качественных наблюдений для изучения проблемы Sr/Ba в галактике Boötes I.

## 5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Используя методы, разработанные в наших предыдущих исследованиях (Машонкина и др., 2017a,b), в этой работе мы увеличили до 11 выборку звезд в галактике Boötes I, для которых получена однородная система параметров атмосфер и содержание ключевых химических элементов определено по спектрам высокого разрешения и без использования предположения ЛТР. Таким образом, сейчас среди галактик ультранизкой светимости Boötes I обладает максимальным числом детально изученных звезд. С использованием трех элементов  $\alpha$ -процесса — магния, кальция и титана — подтверждено заподозренное ранее изменение тренда  $[\alpha/Fe]-[Fe/H]$ , а именно, переход от избытка  $[\alpha/Fe] \simeq 0.3$  к солнечному отношению  $\alpha/Fe$ , и установлено, что он имеет место в диапазоне  $-2.7 \lesssim [Fe/H] \lesssim -2.3$ . Это свидетельствует о вкладе сверхновых типа Ia в химическое обогащение галактики Boötes I.

В отношении содержания натрия, никеля и бария Boötes I не отличается от других галактик как ультранизкой светимости, так и массивных, таких как карликовые классические сфероидальные галактики и Млечный Путь.

Работа выполнена при поддержке Программы Президиума РАН № 12 “Вопросы происхождения и эволюции Вселенной с применением методов наземных наблюдений и космических исследований”. Работа, представленная в пункте 3.2, выполнена в рамках проекта РНФ 17-13-01144.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Алам и др. (S. Alam, F.D. Albareti, C. Allende Prieto, F. Anders, S.F. Anderson, T. Anderton, B.H. Andrews, E. Armengaud, et al.), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **219**, 12 (2015).
2. Алексеева, Машонкина (S.A. Alexeeva and L.I. Mashonkina), *MNRAS* **453**, 1619 (2015).
3. Алонсо и др. (A. Alonso, S. Arribas, and C. Martinez-Roger), *Astron. Astrophys. Suppl.* **140**, 261 (1999).
4. Андерс, Гревесс (E. Anders and N. Grevesse), *Geochim. et Cosmochim. Acta* **53**, 197 (1989).
5. Арландини и др. (C. Arlandini, F. Käppeler, K. Wisshak, R. Gallino, M. Lugaro, M. Busso, and O. Straniero), *Astrophys. J.* **525**, 886 (1999).
6. Баилин, Форд (J. Bailin and A. Ford), *MNRAS* **375**, L41 (2007).
7. Батлер, Гиддингс (K. Butler and J. Giddings), *Newsletter on Analysis of Astronomical Spectra* 9, University of London **723** (1985).
8. Белокуров и др. (V. Belokurov, D.B. Zucker, N.W. Evans, M.I. Wilkinson, M.J. Irwin, S. Hodgkin, D.M. Bramich, J.M. Irwin, et al.), *Astrophys. J.* **647**, L111 (2006).
9. Беляев, Яковлева (A.K. Belyaev and S.A. Yakovleva), *MNRAS* **478**, 3952 (2018).
10. де Боер и др. (T.J.L. de Boer, V. Belokurov, T.C. Beers, and Y.S. Lee), *MNRAS* **443**, 658 (2014).
11. Вэйштейн, Перез (D. Weinstein and M.R. Perez), *Record of the IUE Three-Agency Coordination Meeting*, D-112 (1992).
12. Гревесс, Сойвал (N. Grevesse and A.J. Sauval), *Space Sci. Rev.* **85**, 161 (1998).
13. Густафссон и др. (B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U.G. Jørgensen, Å. Nordlund, and B. Plez), *Astron. Astrophys.* **486**, 951 (2008).
14. Джорди и др. (K. Jordi, E. K. Grebel, and K. Ammon), *Astron. Astrophys.* **460**, 339 (2006).
15. Дравин (H.-W. Drawin), *Zeitschrift fuer Physik* **211**, 404 (1968).
16. Жао и др. (G. Zhao, L. Mashonkina, H.L. Yan, S. Alexeeva, C. Kobayashi, Y. Pakhomov, J.R. Shi, T. Sitnova, et al.), *Astrophys. J.* **833**, 225 (2016).
17. Жилмор и др. (G. Gilmore, J.E. Norris, L. Monaco, D. Yong, R.F.G. Wyse, and D. Geisler), *Astrophys. J.* **763**, 61 (2013).
18. Ишигаки и др. (M.N. Ishigaki, W. Aoki, N. Arimoto, and S. Okamoto), *Astron. Astrophys.* **562**, A146 (2014).



19. Йорк и др. (D.G. York, J. Adelman, Jr., J.E. Anderson, S.F. Anderson, J. Annis, N.A. Bahcall, J.A. Bakken, R. Barkhouser, et al.), *Astron. J.* **120**, 1579 (2000).
20. Копосов и др. (S.E. Koposov, G. Gilmore, M.G. Walker, V. Belokurov, N.W. Evans, M. Fellhauer, W. Gieren, D. Geisler, et al.), *Astrophys. J.* **736**, 146 (2011).
21. Криви и др. (O. Creevey, F. Grundahl, F. Thévenin, E. Corsaro, P.L. Pallé, D. Salabert, B. Pichon, R. Collet, et al.), *ArXiv e-prints* **1902.02657** (2019).
22. Куруц (R.L. Kurucz), *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi* **8**, 14 (2005).
23. Лоддерс (K. Lodders), *Astrophys. J.* **591**, 1220 (2003).
24. МакКонначи (A.W. McConnachie), *Astron. J.* **144**, 4 (2012).
25. Маршалл и др. (J. Marshall, T. Hansen, J. Simon, T. Li, R. Bernstein, K. Kuehn, A. Pace, D. DePoy, et al.), *ArXiv e-prints* **1812.01022** (2018).
26. Маттеучи, Греггио (F. Matteucci and L. Greggio), *Astron. Astrophys.* **154**, 279 (1986).
27. Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Gehren, and I. Bikmaev), *Astron. Astrophys.* **343**, 519 (1999).
28. Машонкина Л.И., Ситнова Т.Н., Пахомов Ю.В., *Письма в Астрон. журн.* **42**, 667 (2016) [L.I. Mashonkina, T.N. Sitnova, and Y.V. Pakhomov, *Astron. Lett.* **42**, 606 (2016)].
29. Машонкина и др. (L. Mashonkina, P. Jablonka, Y. Pakhomov, T. Sitnova, and P. North), *Astron. Astrophys.* **604**, A129 (2017a).
30. Машонкина и др. (L. Mashonkina, P. Jablonka, T. Sitnova, Y. Pakhomov, and P. North), *Astron. Astrophys.* **608**, A89 (2017b).
31. Машонкина, Кристлиб (L. Mashonkina and N. Christlieb), *Astron. Astrophys.* **565**, A123 (2014).
32. Ногучи и др. (K. Noguchi, W. Aoki, S. Kawanomoto, H. Ando, S. Honda, H. Izumiura, E. Kambe, K. Okita, et al.), *Publ. Astron. Soc. Japan* **54**, 855 (2002).
33. Норрис и др. (J.E. Norris, G. Gilmore, R.F.G. Wyse, M.I. Wilkinson, V. Belokurov, N.W. Evans, and D.B. Zucker), *Astrophys. J.* **689**, L113 (2008).
34. Норрис и др. (J.E. Norris, R.F.G. Wyse, G. Gilmore, D. Yong, A. Frebel, M.I. Wilkinson, V. Belokurov, and D.B. Zucker), *Astrophys. J.* **723**, 1632 (2010).
35. Окамото и др. (S. Okamoto, N. Arimoto, Y. Yamada, and M. Onodera), *Astrophys. J.* **744**, 96 (2012).
36. Рамирез, Мелендез (I. Ramirez and J. Meléndez), *Astrophys. J.* **626**, 465 (2005).
37. Реваз, Яблонка (Y. Revaz and P. Jablonka), *Astron. Astrophys.* **538**, A82 (2012).
38. Ритц (J.K. Reetz), *Diploma Thesis, Universität München* (1991).
39. Романо и др. (D. Romano, M. Bellazzini, E. Starkeburg, and R. Leaman), *MNRAS* **446**, 4220 (2015).
40. Рябчикова и др. (T. Ryabchikova, N. Piskunov, R.L. Kurucz, H.C. Stempels, U. Heiter, Y. Pakhomov, and P.S. Barklem), *Physica Scripta* **90**, 054005 (2015).
41. Рябчикова, Цымбал (T. Ryabchikova and V. Tsymbal), *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser., in press*, (2019).
42. Скрутски и др. (M.F. Skrutskie, R.M. Cutri, R. Stiening, M.D. Weinberg, S. Schneider, J.M. Carpenter, C. Beichman, R. Capps, et al.), *Astron. J.* **131**, 1163 (2006).
43. Стинбок, Холвегер (W. Steenbock and H. Holweger), *Astron. Astrophys.* **130**, 319 (1984).
44. Фелзинг и др. (S. Feltzing, K. Eriksson, J. Kleyna, and M.I. Wilkinson), *Astron. Astrophys.* **508**, L1 (2009).
45. Фребель и др. (A. Frebel, J.E. Norris, G. Gilmore, and R.F.G. Wyse), *Astrophys. J.* **826**, 110 (2016).
46. Хан и др. (S.-I. Han, Y.-C. Kim, Y.-W. Lee, S.K. Yi, D.-G. Kim, and P. Demarque), *Globular Clusters — Guides to Galaxies* (Ed. Richtler T. and Larsen S., 2009), p. 33.
47. Цуйimoto и др. (T. Tsujimoto, K. Nomoto, Y. Yoshii, M. Hashimoto, S. Yanagida, and F.-K. Thielemann), *MNRAS* **277**, 945 (1995).
48. Яблонка П. и др. (P. Jablonka, P. North, L. Mashonkina, V. Hill, Y. Revaz, M. Shetrone, E. Starkeburg, M. Irwin, et al.), *Astron. Astrophys.* **583**, A67 (2015).