

УДК 524.3-13/14, 524.335.8, 524.33-56-13

СОДЕРЖАНИЕ ЭЛЕМЕНТОВ α -ПРОЦЕССА У ЗВЕЗД ТОНКОГО ДИСКА, ТОЛСТОГО ДИСКА И ГАЛО ГАЛАКТИКИ: НЕ-ЛТР АНАЛИЗ

© 2019 г. Л. И. Машонкина^{1*}, М. Д. Неретина^{1,2**}, Т. М. Ситнова^{1***}, Ю. В. Пахомов^{1****}

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²Московский государственный университет им. М.В. Ломоносова

Поступила в редакцию 12.04.2019 г.; после доработки 25.04.2019 г.; принята к публикации 29.04.2019 г.

Определены параметры атмосфер и содержание Mg, Si, Ca и Ti у 20 звезд с использованием параллаксов Gaia DR2, спектров высокого разрешения и моделирования линий при отказе от предположения ЛТР (не-ЛТР). Таким образом, наша выборка звезд с однородными данными по содержанию элементов α -процесса увеличена до 94. Показано, что при использовании не-ЛТР подхода и классических 1D моделей атмосфер спектроскопический метод определения ускорения силы тяжести ($\lg g$) по линиям Fe I и Fe II дает надежные результаты. Анализ полной выборки подтверждает выводы предыдущих исследований об избытках Mg, Si, Ca и Ti относительно Fe у звезд гало и толстого диска и о большей величине избытка этих элементов у звезд толстого диска по сравнению со звездами близкой металличности в тонком диске. Но получены и новые выводы, а именно: в толстом диске отношения [Mg/Fe], [Si/Fe], [Ca/Fe] и [Ti/Fe] сохраняют постоянное и близкое друг к другу значение ~ 0.3 , пока [Fe/H] $\lesssim -0.4$, и падают при более высокой металличности, указывая на начавшееся производство железа в SNeIa; звезды гало имеют одинаковые $[\alpha/\text{Fe}]$ независимо от расстояния (в радиусе ~ 8 кпк), что свидетельствует об универсальном характере эволюции содержания элементов α -процесса в разных частях Галактики; у звезд гало избытки относительно железа, в среднем, одинаковы на уровне ~ 0.3 dex для каждого из четырех элементов — магния, кремния, кальция и титана. Эти данные важны для уточнения современных моделей нуклеосинтеза. В диапазоне [Fe/H] $\lesssim -2.6$ увеличивается разброс $[\alpha/\text{Fe}]$, но сохраняется малым разброс отношений между α -элементами, что может указывать на неполное перемешивание продуктов нуклеосинтеза в эпоху формирования этих звезд.

DOI: 10.1134/S0004629919090068

1. ВВЕДЕНИЕ

В формировании и эволюции нашей Галактики остается еще много неясных вопросов, и одним из них является формирование толстого диска. Он был открыт сравнительно недавно путем анализа распределения звездной плотности в направлении, перпендикулярном плоскости Галактики [1]. Важным для понимания происхождения звездного населения толстого диска является изучение его химического состава. Граттон и др. [2] и Фурман [3] обнаружили, что в диапазоне $-1 \leq [\text{Fe}/\text{H}]^1 \lesssim -0.3$

у звезд толстого диска наблюдаются избытки кислорода и магния относительно железа, которые больше по величине, чем у звезд тонкого диска такой же металличности, и сравнимы с избытками у самого старого населения Галактики — гало. Аналогичное поведение было найдено Машонкиной и Гереном [4] для отношения европия к барию. Эти результаты свидетельствуют о доминировании сверхновых типа II (SNeII) в нуклеосинтезе в эпоху формирования толстого диска, а значит, о его большом возрасте, который сопоставим с возрастом Галактики, и о быстром формировании. Исследования других авторов с большими выборками звезд [5–7] подтвердили различие химической истории тонкого и толстого диска Галактики. Гало, как правило, рассматривается отдельно от дисков, и изучению его химического обогащения по наблюдениям звезд с большим дефицитом металлов

*E-mail: lima@inasan.ru

**E-mail: maneretina@gmail.com

***E-mail: sitnova@inasan.ru

****E-mail: pakhomov@inasan.ru

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

($-4 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -2$) посвящено множество работ (см., напр., [8–11] и ссылки в них).

В литературе очень мало работ, где содержание химических элементов определено едиными и точными методами для представительных выборок, включающих звезды трех разных населений Галактики. Можно сослаться лишь на одну — Бергеманн и др. [12], где отношение $[\text{Mg}/\text{H}]$ исследуется у звезд гало, толстого и тонкого дисков в диапазоне $-2.5 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.4$. В работах [5–7] изучен диапазон металличности $-1 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim 0$. В рамках проекта The Gaia-ESO Survey (см. описание проекта [13] и первые результаты для элементов α -процесса в тонком и толстом дисках [14]) получены спектры высокого разрешения для $\sim 10^5$ звезд, в эксперименте The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE [15]) для $\sim 3 \times 10^5$ звезд, но в подавляющем большинстве это звезды с $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$. Первые опубликованные результаты проекта The Galactic Archaeology with HERMES (GALAH [16]) касаются диапазона металличности $-0.7 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.5$ [17], в котором находятся преимущественно звезды тонкого и толстого дисков. Сравнительный анализ химического состава звезд толстого диска и гало в диапазоне $-3.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$ сделан Ишигаки и др. [18].

Для изучения химической эволюции важно иметь данные о химическом составе звезд в широком диапазоне содержания металлов, и очень важно, чтобы это были однородные и точные данные, поскольку для разных элементных отношений величина их эволюционных изменений за все время существования Галактики не превышает 0.4–0.5 dex, а желательно обнаружить не только сам факт изменения, но и проследить зависимость от времени (галактической эпохи). В наших предыдущих работах мы сформировали две выборки звезд, каждая из которых равномерно распределена по металличности в диапазонах $-2.6 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.3$ [19, 20] и $-4 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -1.8$ [21, 22], и едиными методами определили параметры атмосфер и содержание большого набора химических элементов. Данное исследование мотивировано двумя обстоятельствами.

- В работах [19, 20] население толстого диска представлено небольшим числом (7) звезд в узком диапазоне металличности (от -0.70 до -0.98) и звездой HD 94028 с $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.47$. Сейчас мы увеличиваем число звезд и расширяем диапазон до $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.15$.
- В работах [19, 21] ускорение силы тяжести ($\lg g$) определено методом ионизационного

равновесия Fe I/Fe II на основе моделирования спектральных линий без использования предположения об ЛТР (не-ЛТР подход). Спектроскопические определения требуют проверки после публикации параллаксов Gaia DR2 [23].

Целью данной работы является сравнительный анализ отношений содержания элементов α -процесса (Mg, Si, Ca и Ti) к железу у звезд трех галактических населений: тонкого диска, толстого диска и гало. Точность уже имеющихся данных [19, 21] будет проверена с использованием параллаксов Gaia DR2 [23], и выборка будет расширена за счет 20 звезд, преимущественно, толстого диска. Параметры атмосфер и содержание Mg, Si, Ca и Ti у этих звезд будут определены теми же методами, что и для остальной выборки.

Структура статьи следующая. Выборка звезд, наблюдательный материал и параметры атмосфер представлены в разделе 2. В разделе 3 мы определяем содержание Mg, Si, Ca и Ti у новой выборки звезд. Анализ полученных данных выполнен в разделе 4 и выводы сформулированы в разделе 5.

2. ВЫБОРКА ЗВЕЗД, НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЙ МАТЕРИАЛ, ПАРАМЕТРЫ АТМОСФЕР

2.1. Выбор звезд, идентификация галактического населения

Наша полная выборка включает 94 звезды в диапазоне металличности $-4 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.3$. Из них 51 звезда — это близкие ($d < 500$ пк) карлики и субкарлики из работ [19, 20], 23 звезды — гиганты гало на расстояниях вплоть до 8 кпк из работ [21, 22], и 20 звезд добавлены в этой работе. Последние выбраны из архива спектров Клауса Фурмана [3, 24]. Предпочтение отдавалось звездам толстого диска с $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$. Отметим, что во всех наших работах исключались переменные, двойные с линиями обеих компонент в спектре и звезды, обогащенные углеродом. Для гигантов гало вводились еще два требования. Это должны быть звезды, еще не прошедшие стадию выноса продуктов нуклеосинтеза из ядра в атмосферу, т.е. их химический состав должен отражать химический состав газа, из которого звезды сформировались. Во-вторых, у звезд должны быть точные фотометрические величины, так чтобы эффективные температуры (T_{eff}), полученные по разным показателям цвета, различались не более, чем на 100 К.

При определении принадлежности звезды к той или иной подсистеме Галактики основным критерием служили ее кинематические характеристики. Вектор галактических скоростей (U ,

Таблица 1. Параметры атмосфер и компоненты U , V , W вектора галактической скорости исследуемых звезд

HD	T_{eff} , К	$\lg g$	[Fe/H]	ξ_t , км/с	U , км/с	V , км/с	W , км/с	Вероятность (%)		
								тонкий диск	толстый диск	гало
3795	5475	3.85	-0.61	1.0	52.0	-90.4	40.7	0	99	0
10519	5740	4.01	-0.64	1.1	97.6	-76.1	34.9	1	98	0
18757	5650	4.30	-0.34	1.0	71.8	-81.1	-28.1	5	94	0
32923	5710	4.03	-0.26	1.2	26.1	-23.6	28.4	97	2	0
40397	5550	4.39	-0.17	1.0	106.0	-92.2	-37.1	0	99	0
55575	5960	4.29	-0.37	1.2	80.0	-1.6	32.5	85	14	0
64606	5280	4.63	-0.68	1.0	80.5	-64.7	3.7	48	51	0
65583	5315	4.50	-0.68	0.8	13.3	-90.7	-30.4	4	95	0
68017	5615	4.41	-0.43	0.9	49.1	-59.7	-41.1	28	71	0
69611	5940	4.17	-0.60	1.2	36.9	-146.5	-45.3	0	91	8
102158	5800	4.24	-0.47	1.1	113.0	-116.6	12.3	0	98	1
112758	5260	4.54	-0.44	0.7	76.9	-35.9	18.0	88	11	0
114762	5930	4.18	-0.71	1.2	78.6	-66.4	56.8	0	99	0
132142	5100	4.47	-0.42	0.7	107.1	-54.7	19.0	25	74	0
135204	5420	4.44	-0.13	0.9	85.3	-99.0	-15.1	0	99	0
144579	5250	4.49	-0.66	0.8	35.9	-58.4	-18.4	83	16	0
184499	5745	4.07	-0.54	1.2	64.8	-61.2	58.4	0	59	40
201891	5900	4.29	-0.97	1.2	-86.6	-10.9	-54.9	0	97	2
221830	5770	4.14	-0.41	1.2	68.1	-13.6	63.0	0	97	2
222794	5600	3.90	-0.70	1.2	73.0	-03.9	83.0	0	95	4

V , W) относительно локального стандарта покоя вычислен с использованием ее положения, собственного движения, параллакса и лучевой скорости по данным Gaia DR2 [23, 25]. Шесть звезд (HD 22484, HD 30562, HD 49933, HD 84937, HD 106516, HD 114762) отсутствуют в Gaia DR2, поэтому для них мы использовали данные каталога Hipparcos [26]. Поскольку в некоторых случаях точность значений лучевых скоростей Gaia недостаточно высока, было проведено сравнение с каталогом III/252 [27]. Если точность данных была лучше в III/252, чем в Gaia, а различия лучевых скоростей превышали 0.5 км/с, то принимались значения каталога III/252. Вектор скорости Солнца относительно локального стандарта покоя принят равным $(-10.2, +14.9, +7.8)$ км/с [28]. Вероятности принадлежности звезд отдельным подсистемам Галактики вычислены на основе формул из работы [29]. Мы рассматривали три

подсистемы: тонкий диск, толстый диск и гало. Их доли в полном звездном составе равны 0.94, 0.0585 и 0.0015, сдвиг скорости V составляет $-15, -46$ и -220 км/с, а дисперсии скоростей $-35, 67$ и 160 км/с по U , $20, 38$ и 90 км/с по V и $16, 35$ и 90 км/с по W . С использованием данных Gaia DR2 кинематические характеристики были рассчитаны не только для 20 добавленных звезд (см. табл. 1), но также для выборки [19]. Поскольку это близкие звезды, то новые скорости (U, V, W) близки к вычисленным ранее по данным каталога Hipparcos [26]. Использование только кинематических характеристик не всегда позволяет однозначно определить принадлежность звезды к тонкому или толстому диску. Мы обсудим такие звезды в разделе 3.1.

2.2. Наблюдения

Список 20 добавленных звезд приведен в табл. 1. Их спектры были получены Клаусом

Фурманом в 1995–2001 гг. в обсерватории Калар-Альто со спектрографом FOCES, установленным на 2.2-м телескопе. Для большинства звезд спектральное разрешение $R \simeq 60\,000$; для HD 184499, HD 201891 и HD 221830 $R \simeq 45\,000$. Во всех случаях отношение сигнала к шуму (S/N) превышает 100. Спектральный диапазон 4500–6600 Å, поэтому мы не смогли определить содержание кислорода. Результаты наших предыдущих исследований также основаны на анализе спектров высокого разрешения: для 51 звезды из [19] наблюдения выполнены с $R \simeq 60\,000$ на 3-м телескопе Shane (спектрограф Hamilton) в Ликской обсерватории (США); для 11 звезд из [21] спектры взяты из архивов CFHT/ESPaDOnS и VLT/UVES; для остальных звезд использовались эквивалентные ширины линий из работы Коэн и др. [10].

2.3. Параметры атмосфер, проверка спектроскопического метода определения $\lg g$

Как и в предыдущих работах, мы опираемся на фотометрические эффективные температуры. Для каждой из 20 звезд есть определения T_{eff} методом инфракрасных (ИК) потоков [30, 31], и мы используем эти данные. Значения $\lg g$ рассчитаны с использованием параллаксов Gaia DR2 [23]. Необходимые для расчетов массы звезд определены Фурманом [3, 24] по эволюционным трекам, величины V взяты из астрономической базы данных SIMBAD², болометрические поправки из таблиц Алонсо и др. [23]. Массы звезд находятся в интервале (0.7–1) M_{\odot} , точность определения 0.1 M_{\odot} . Такая ошибка в оценке массы звезды ведет к ошибке в $\lg g$ не более, чем 0.05 dex.

Ситнова и др. [19] и Машонкина и др. [21] определяли $\lg g_{\text{Sp}}$ спектроскопическим методом из не-ЛТР анализа ионизационного равновесия Fe I/Fe II. Мы проверили точность этих определений путем сравнения с $\lg g_{\text{DR2}}$, вычисленными с использованием параллаксов Gaia DR2 для близких ($d < 500$ пк) звезд и расстояний, полученных Байлер-Джонс и др. [33] по измерениям Gaia DR2, для более далеких объектов. Величины V взяты из SIMBAD, болометрические поправки из таблиц Алонсо и др. [32, 34]. Массы карликов и субгигантов определены Ситновой и др. [19] по эволюционным трекам, для гигантов гало принята масса $M = 0.8 M_{\odot}$. Заметим, что для звезд с $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -1$ их масса оценивается с точностью не хуже, чем 0.05 M_{\odot} , так как известно, что это старые объекты. Рис. 1 показывает, что для близких звезд, как карликов, так и гигантов, спектроскопия обеспечивает очень хорошую точность определения $\lg g$.

Для выборки карликов [19] мы получили $\lg g_{\text{Sp}} - \lg g_{\text{DR2}} = 0.01 \pm 0.14$. Исключением являются звезды HD 138776 и BD-13°3442. Для того чтобы, используя $\lg g_{\text{DR2}}$, согласовать содержание железа по линиям двух стадий ионизации, необходимо увеличить T_{eff} для HD 138776, примерно на 300 K, и, наоборот, уменьшить T_{eff} на такую же величину для BD-13°3442. Для последней звезды наша T_{eff} опирается на метод ИК потоков, который в разных работах дает близкие значения: $T_{\text{eff}} = 6364$ K [35], 6434 K [30] и 6442 K [36]. Для HD 138776 нет определений методом ИК потоков. Масана и др. [37] дают для нее фотометрическую температуру $T_{\text{eff}} = 5830 \pm 88$ K, которая выше, чем наша, на 180 K, но недостаточно высока, чтобы выполнялось ионизационное равновесие Fe I/Fe II.

Для гигантов мы получили хорошее согласие спектроскопических и астрометрических результатов со средней разностью $\lg g_{\text{Sp}} - \lg g_{\text{DR2}} = -0.05 \pm 0.13$ в тех случаях, где ошибка $\lg g_{\text{DR2}}$, обусловленная ошибкой расстояния, не превышает 0.12 dex (10 звезд). Среди близких (~500 пк) гигантов гало большая разница между $\lg g_{\text{Sp}}$ и $\lg g_{\text{DR2}}$ получается для HD 8724. Для того чтобы согласовать содержание по линиям Fe I и Fe II, необходимо поднять ее T_{eff} примерно на 300 K. Мы считаем это маловероятным, так как разные определения методом ИК потоков дают $T_{\text{eff}} = 4535$ K [38], 4540 K [36] и 4630 K [35], которые близки к нашему значению $T_{\text{eff}} = 4560$ K. Точность параллаксов Gaia DR2 ухудшается с увеличением расстояния до звезды, и, вероятно, ошибки расстояний больше, чем те, которые даны в [33]. Для $d > 4$ кпк наблюдается разброс значений ($\lg g_{\text{Sp}} - \lg g_{\text{DR2}}$), который нельзя связать со спектроскопией. Те неопределенности, которые есть в спектроскопическом методе, например, связанные с не-ЛТР, с использованием классических однородных и плоскопараллельных моделей атмосфер, атомными данными для линий железа, носят систематический, а не случайный характер.

Из сравнения $\lg g_{\text{Sp}}$ и $\lg g_{\text{DR2}}$ можно сделать следующие выводы.

- Для далеких ($d > 4$ кпк) звезд измерения Gaia DR2 не обеспечивают нужной точности определения ускорения силы тяжести. Для таких объектов спектроскопические методы, по-прежнему, незаменимы.
- И для карликов, и для гигантов поздних спектральных типов не-ЛТР анализ ионизационного равновесия Fe I/Fe II обеспечивает хорошую точность определения $\lg g$. Поэтому систему $\lg g$, полученную для нашей полной выборки частично по расстояниям

²<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

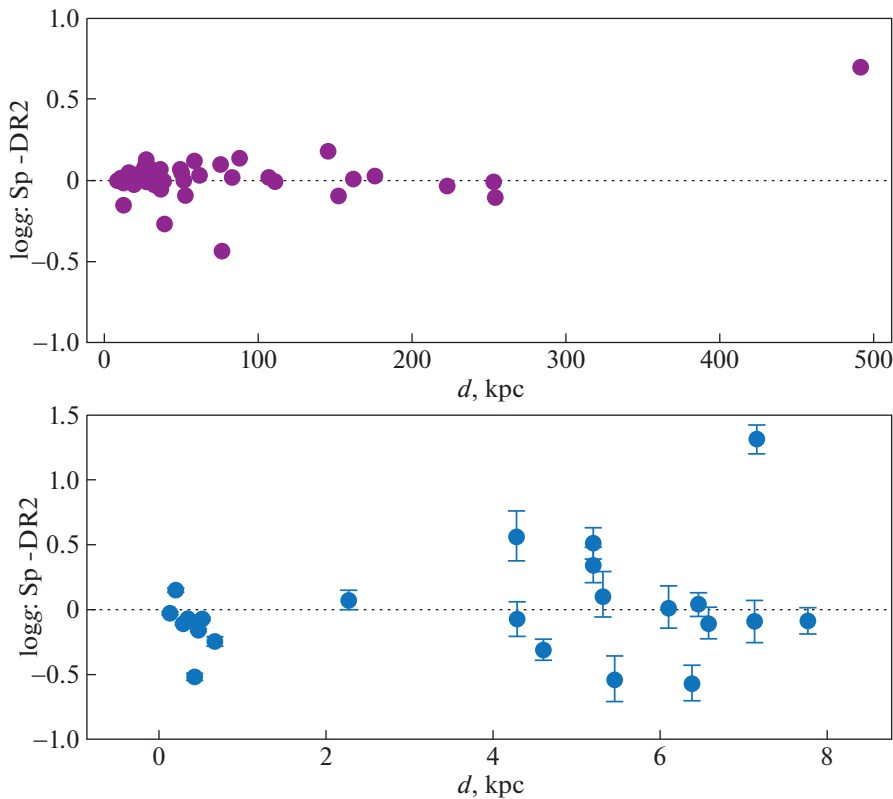


Рис. 1. Зависимости от расстояния из [33] разницы в значениях $\lg g$, определенных спектроскопическим методом и с использованием измерений Gaia DR2. Верхняя панель: карлики и субгиганты из [19]. Нижняя панель: гиганты гало из [21]. Ошибки $\lg g$ соответствуют ошибкам в расстояниях, приведенным в [33].

(20 близких звезд) и частично спектроскопически (74 звезды), мы можем считать однородной.

- Для близких ($d < 0.5$ кпк) объектов: BD–13°3442 и HD 8724, а возможно, и HD 138776, необходима проверка и ревизия данных Gaia DR2.

Для 20 звезд новой подвыборки содержание железа определено по линиям Fe II в предположении ЛТР, так как не-ЛТР эффекты для них пренебрежимо малы при $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1$ [39]. Полученные параметры атмосфер приведены в табл. 1. Микротурбулентные скорости ξ_t вычислены по эмпирической формуле, выведенной Ситновой и др. [19].

3. ОПРЕДЕЛЕНИЕ СОДЕРЖАНИЯ МАГНИЯ, КРЕМНИЯ, КАЛЬЦИЯ И ТИТАНА

Методы и программы. Для 20 звезд новой подвыборки мы определяем не-ЛТР и ЛТР содержание Mg по линиям Mg I, Si по линиям Si I и Si II, Ca по линиям Ca I, и Ti по линиям Ti II. Кроме того, нам нужно уточнить не-ЛТР содержание Ca

для 51 звезды из работы [20]. Дело в том, что Жао и др. [20] учитывали столкновения Ca I + H I в не-ЛТР расчетах в теоретическом приближении Дравина [40] с применением масштабирующего коэффициента $S_H = 0.1$. Позднее модель атома Ca I была усовершенствована [41] путем использования квантово-механических скоростей столкновений Ca I + H I из работы [42], и именно она была использована в [22] и в настоящей работе для определения не-ЛТР содержания Ca. Для Mg I используется модель атома из нашей работы [43]. Описание и тестирование новой модели атома Si I–Si II готовится к печати. Содержание Ti определено по линиям Ti II при предположении ЛТР, так как не-ЛТР эффекты для них малы в исследуемом диапазоне звездных параметров [44].

Система уравнений статистического равновесия и переноса излучения в заданной модели атмосферы решалась по программе DETAIL [45], в которой был модифицирован пакет непрозрачности [39].

И для железа, и для элементов α -процесса мы используем те же спектральные линии (табл. 2) и те же атомные параметры линий, что и в предыдущей работе [19]. Определение содержания проводится методом синтетического спектра, т.е. путем подгонки теоретического профиля линии к наблюдаемому.

Таблица 2. Список линий, их атомные параметры и полученное солнечное содержание

λ , Å	E_{exc} , эВ	$\lg gf$	$\lg C_6$	$\lg \varepsilon$		λ , Å	E_{exc} , эВ	$\lg gf$	$\lg C_6$	$\lg \varepsilon$	
				ЛТР	не-ЛТР					ЛТР	не-ЛТР
MgI						CaI					
4571.09	0.00	-5.62	-31.74	7.67	7.70	6166.44	2.51	-1.14	-30.48	6.41	6.42
4702.99	4.34	-0.44	-29.80	7.54	7.54	6169.06	2.51	-0.80	-30.48	6.43	6.41
4730.03	4.34	-2.35	-29.89	7.80	7.81	6169.56	2.53	-0.48	-30.48	6.42	6.38
5528.41	4.34	-0.50	-30.27	7.57	7.55	6439.08	2.53	0.39	-31.58	6.44	6.29
5711.07	4.34	-1.72	-29.89	7.75	7.75	6449.81	2.52	-0.50	-31.45	6.48	6.26
SiI						6455.60	2.51	-1.34	-31.45	6.38	6.31
6155.13	5.62	-0.76	-30.15	7.51	7.48	6471.66	2.51	-0.69	-31.58	6.46	6.31
6237.30	5.61	-0.98	-30.15	7.43	7.40	6493.78	2.52	-0.11	-31.58	6.48	6.28
SiII						6499.65	2.51	-0.82	-31.58	6.48	6.35
6347.11	8.12	0.17	-31.55	7.71	7.62	TiII					
6371.37	8.12	-0.04	-31.55	7.56	7.49	5211.53	2.59	-1.41	-31.82	4.95	—
CaI						5336.79	1.58	-1.60	-31.82	4.97	—
5512.98	2.93	-0.46	-30.61	6.42	6.37	5418.77	1.58	-2.13	-31.82	5.00	—
5588.75	2.53	0.36	-31.39	6.39	6.26	FeII					
5590.12	2.51	-0.57	-31.39	6.36	6.34	5425.26	3.20	-3.22	-31.82	7.43	—
5857.45	2.93	0.24	-30.61	6.44	6.35	5991.38	3.15	-3.55	-31.82	7.47	—
5867.57	2.93	-1.57	-30.97	6.38	6.40	6432.68	2.89	-3.57	-31.82	7.44	—
6161.29	2.51	-1.27	-30.48	6.37	6.39	6456.38	3.90	-2.05	-31.82	7.49	—
6162.17	1.90	-0.09	-30.30	6.38	6.38						

Используется программа SynthV [46] совместно с BinMag³. Она позволяет вычислять теоретические не-ЛТР спектры, если ей задать так называемые b -факторы (отношение населенностей, получаемых при решении уравнений статистического равновесия и по формулам Больцмана-Саха), которые рассчитываются в программе DETAIL для уровней в модели атома. Списки линий для расчета синтетического спектра взяты из базы данных параметров спектральных линий VALD [47].

Модели атмосфер получены путем интерполяции для заданных $T_{\text{eff}}/\lg g/[\text{Fe}/\text{H}]$ в сетке моделей MARCS⁴ [48]. Использован алгоритм интерполяции, реализованный в программе SME (Spectroscopy Made Easy) [49].

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

⁴<http://marcs.astro.uu.se>

Анализ солнечных линий. Как и в [20], мы применяем дифференциальный подход при определении содержания, т.е. из содержания, полученного по каждой индивидуальной линии у данной звезды, вычитается соответствующее солнечное содержание. При определении солнечного содержания по отдельным линиям используется спектр Солнца как звезды [50]. Модель атмосферы — MARCS с $T_{\text{eff}} = 5777$ К и $\lg g = 4.44$, микротурбулентная скорость — $\xi_t = 0.9$ км/с. Результаты приведены в табл. 2. Используется стандартная шкала содержания, в которой $\lg \varepsilon_{\text{H}} = 12$.

В табл. 3 приведено среднее дифференциальное содержание, полученное в не-ЛТР расчетах. Точность среднего содержания определяется среднеквадратичной ошибкой $\sigma = \sqrt{\sum(\bar{x} - x_i)^2/(n-1)}$, где n — число линий.

Таблица 3. Не-ЛТР содержание магния, кремния, кальция и титана у исследуемых звезд

HD	[Fe/H]	[Mg/H]	[Si/H] _I	[Si/H] _{II}	[Ca/H]	[Ti/H]
3795	-0.61	-0.31 (0.05)	-0.36 (0.01)	-0.33 (0.01)	-0.31 (0.04)	-0.27 (0.04)
10519	-0.64	-0.25 (0.13)	-0.35 (0.01)	-0.41 (0.01)	-0.28 (0.06)	-0.29 (0.09)
18757	-0.34	-0.10 (0.11)	-0.14 (0.01)	-0.10 (0.01)	-0.13 (0.04)	-0.10 (0.06)
32923	-0.26	-0.08 (0.03)	-0.13 (0.01)	-0.17 (0.04)	-0.17 (0.04)	-0.18 (0.06)
40397	-0.17	-0.00 (0.03)	-0.04 (0.01)	-0.04 (0.00)	-0.07 (0.05)	-0.07 (0.02)
55575	-0.37	-0.24 (0.07)	-0.26 (0.01)	-0.31 (0.03)	-0.28 (0.05)	-0.22 (0.05)
64606	-0.68	-0.59 (0.12)	-0.53 (0.04)	-0.41 (0.13)	-0.59 (0.08)	-0.52 (0.04)
65583	-0.68	-0.41 (0.07)	-0.44 (0.04)	-0.35 (0.02)	-0.39 (0.04)	-0.46 (0.01)
68017	-0.43	-0.15 (0.03)	-0.24 (0.03)	-0.18 (0.02)	-0.23 (0.03)	-0.18 (0.04)
69611	-0.60	-0.20 (0.11)	-0.32 (0.04)	-0.41 (0.01)	-0.28 (0.05)	-0.24 (0.07)
102158	-0.47	-0.15 (0.06)	-0.20 (0.04)	-0.23 (0.08)	-0.15 (0.12)	-0.15 (0.03)
112758	-0.44	-0.15 (0.07)	-0.28 (0.03)	-0.26 (0.03)	-0.13 (0.06)	-0.23 (0.02)
114762	-0.71	-0.48 (0.09)	-0.42 (0.02)	-0.47 (0.06)	-0.53 (0.06)	-0.44 (0.03)
132142	-0.42	-0.13 (0.05)	-0.21 (0.01)	-0.10 (0.04)	-0.15 (0.04)	-0.20 (0.05)
135204	-0.13	0.08 (0.02)	-0.02 (0.01)	0.01 (0.01)	0.01 (0.04)	0.00 (0.03)
144579	-0.66	-0.39 (0.09)	-0.43 (0.03)	-0.30 (0.03)	-0.42 (0.05)	-0.41 (0.02)
184499	-0.54	-0.25 (0.07)	-0.25 (0.02)	-0.24 (0.08)	-0.32 (0.08)	-0.23 (0.04)
201891	-0.97	-0.78 (0.11)	-0.78 (0.01)	-0.75 (0.04)	-0.79 (0.16)	-0.74 (0.03)
221830	-0.41	-0.14 (0.07)	-0.18 (0.04)	-0.21 (0.02)	-0.20 (0.06)	-0.10 (0.07)
222794	-0.70	-0.41 (0.07)	-0.42 (0.04)	-0.37 (0.03)	-0.44 (0.05)	-0.37 (0.07)

Примечание. В круглых скобках приведена среднеквадратичная ошибка. [Si/H]_I и [Si/H]_{II} — содержание по линиям Si I и Si II, соответственно.

Влияние не-ЛТР на определение содержания. Для индивидуальных линий разность между не-ЛТР и ЛТР содержанием называется не-ЛТР поправкой, $\Delta_{\text{NLTE}} = \lg \varepsilon_{\text{NLTE}} - \lg \varepsilon_{\text{LTE}}$. В нашей новой подвыборке звезд не-ЛТР эффекты для Mg I, Si I, Si II и Ca I слабо зависят от металличности, в согласии с предыдущими исследованиями (см. [20, рис. 2]). Представление о величинах Δ_{NLTE} для разных линий можно получить из анализа солнечных данных (табл. 2). Для линий Mg I Δ_{NLTE} малы (от -0.02 до $+0.03$ dex). Для разных линий Ca I поправки имеют разный знак и разную величину: от -0.22 до $+0.02$ dex. Отрицательные Δ_{NLTE} получились для линий как Si I, так и Si II, но больше по абсолютной величине для Si II. Поскольку для каждой линии не-ЛТР эффекты у исследуемых звезд и Солнца близки, то влияние не-ЛТР на дифференциальное содержание [X/H] мало.

Но совсем другое дело — выборка звезд в большом интервале металличности. На рис. 2 мы объединили выборки из работ Жао и др. [20], Машонкиной и др. [22] и настоящей работы и показываем отношения [Mg/Ca] и [Ca/Ti], полученные в ЛТР и не-ЛТР расчетах. В диапазоне [Fe/H] > -2 различие между ЛТР и не-ЛТР мало, но это не так при большем дефиците металлов. В ЛТР расчетах [Mg/Ca] растет, а [Ca/Ti] падает с уменьшением [Fe/H] у гигантов. Не-ЛТР устраняет тренды, и отношения Mg/Ca и Ca/Ti имеют, в среднем, солнечные значения в широком интервале металличности. Для Mg/Ca это справедливо вплоть до [Fe/H] $\simeq -4$, для Ca/Ti до [Fe/H] $\simeq -3.2$. Интересно понять, чем объясняется рост [Ca/Ti] при [Fe/H] < -3.2 .

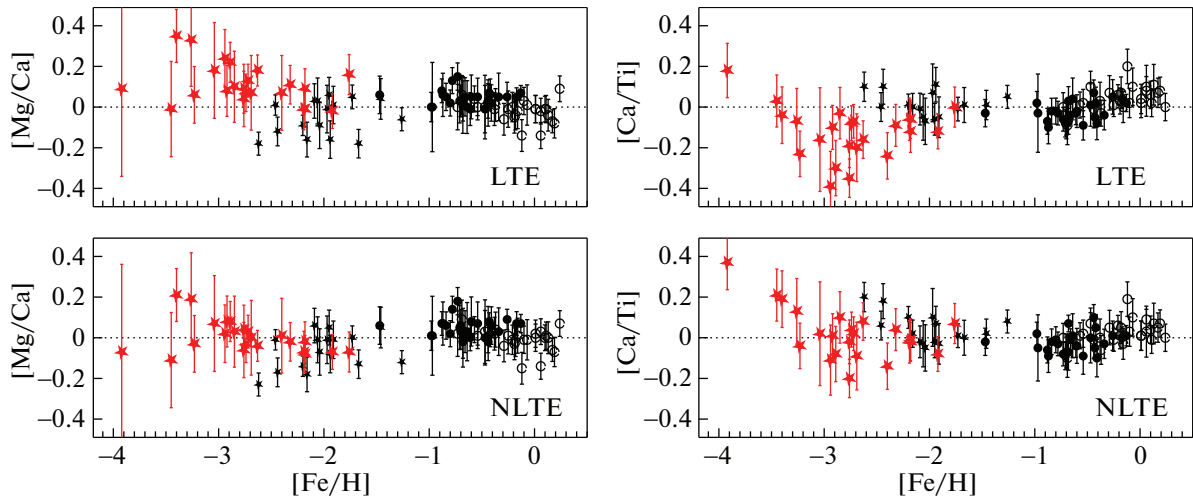


Рис. 2. Отношения ЛТР (верхний ряд) и не-ЛТР (нижний ряд) содержания $[Mg/Ca]$ (слева) и $[Ca/Ti]$ (справа) у звезд полной выборки. Тонкому диску соответствуют открытые кружки, толстому диску — черные кружки, карликам гало — черные звезды меньшего размера и гигантам гало — красные звезды большего размера.

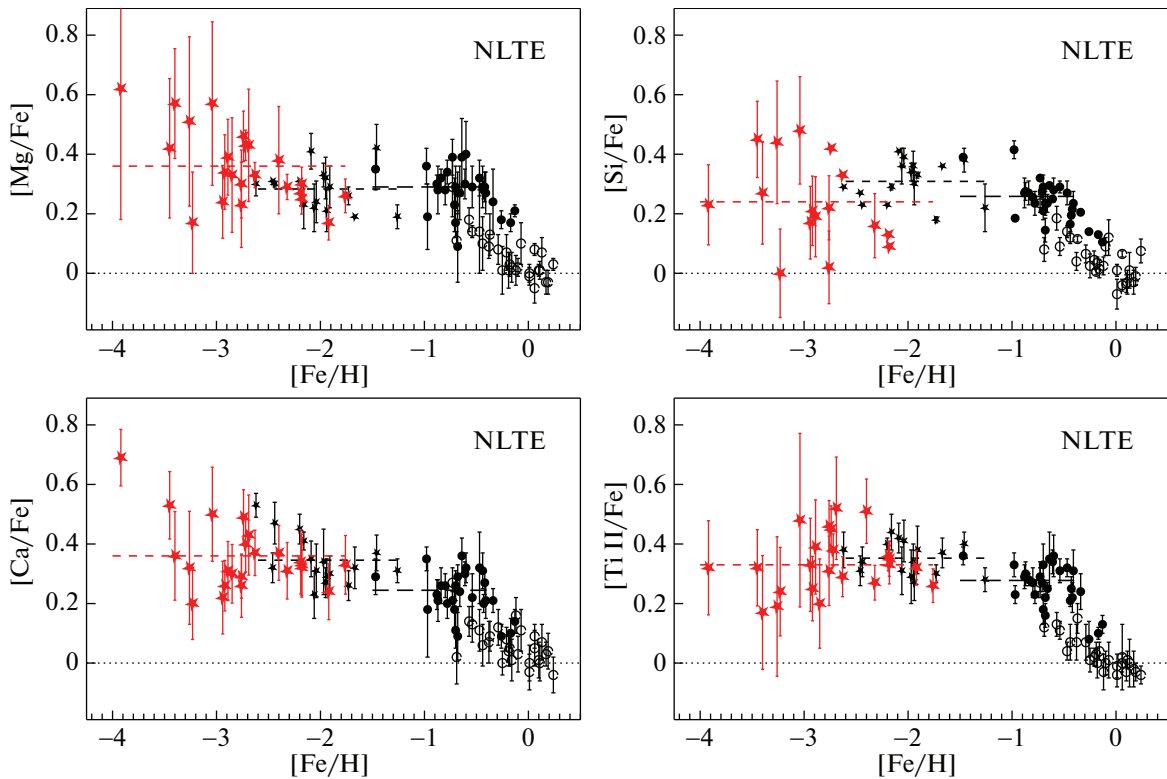


Рис. 3. Отношение не-ЛТР содержания элементов α -процесса к железу у звезд различных населений Галактики. Символы как на рис. 2. Штриховые линии показывают среднее значение для гигантов гало, карликов гало и звезд толстого диска с $[Fe/H] \leq -0.4$.

4. ЗАВИСИМОСТИ $[\alpha/Fe] - [Fe/H]$

На рис. 3 приведены отношения содержания элементов α -процесса к железу для нашей полной выборки. Отношение $[Si/Fe]$ получено усреднением по линиям Si I и Si II. Кроме содержания,

определенного в этой работе, мы используем уже опубликованные результаты [20, 22]. Все данные получены едиными методами и без использования предположения ЛТР. Большой разброс $[Si/Fe]$ у гигантов гало объясняется тем, что для определе-

ния содержания у них можно использовать единственную линию Si I 3905 E, которая находится в спектральном диапазоне с низким S/N и сильным блендированием даже при большом дефиците железа.

4.1. Толстый и тонкий диск

Выборка звезд тонкого диска включает 26 объектов в диапазоне $-0.73 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.24$. Для толстого диска — 28 объектов, преимущественно в диапазоне $-0.98 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.13$, с единственной звездой, отстоящей далеко от всех остальных, HD 94028 с $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.47$. В работе [19] принадлежность звезды к какому-либо населению определялась исключительно по ее кинематике. Наш нынешний опыт заставил нас усомниться в правильности такого подхода. Мы согласны с выводами Фурмана [3, 24], Бенсби и др. [7] и Будера и др. [17] о том, что возраст является важным критерием для установления принадлежности звезды к населению тонкого или толстого диска. Ситнова и др. [19] уже обсуждали HD 59984, HD 105755 и HD 134169, которые имеют низкое содержание железа, но пространственные скорости, типичные для тонкого диска. Там же приведены оценки возраста по эволюционным трекам [51]: ~ 8 млрд. лет для двух первых звезд и ~ 11 млрд. лет для HD 134169. Поэтому в настоящей работе HD 59984 и HD 105755 относятся к тонкому диску, а HD 134169 к толстому диску.

Мы сделали оценки возраста по эволюционным трекам [51] для 20 звезд нашей новой подвыборки и обнаружили несколько объектов, требующих комментариев.

HD 40397 и HD 135204 имеют лишь небольшой дефицит железа с $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.23$ и -0.11 , но пекулярные скорости $V_{pec} = (U^2 + V^2 + W^2)^{1/2} = 145$ и 132 км/с, которые типичны для толстого диска. Так как обе звезды далеки от схода с главной последовательности ($\lg g = 4.39$ и 4.44), то по эволюционным трекам их возраст определяется с большой неопределенностью. Фурман [24, рис. 34] отмечает их как неклассифицируемые звезды с промежуточной химией и неизвестным возрастом. Наши оценки возраста этих звезд дают не менее 9 млрд. лет, поэтому мы причисляем их к звездному населению толстого диска.

HD 112758 и HD 144579 с вероятностью 88 и 83% отнесены к тонкому диску по кинематическим критериям, но их возраст оценивается в 10 и 13.5 млрд. лет, поэтому мы причисляем их к звездному населению толстого диска.

HD 32923 имеет $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.26$ и $V_{pec} = 45$ км/с. Обе величины типичны для тонкого

диска, но возраст оценивается в 11 млрд. лет. Фурман [24] отнес эту звезду к группе *transition stars* с промежуточной химией и промежуточным возрастом. Мы относим ее к звездному населению толстого диска.

Подчеркнем, что мы не использовали какие-либо химические свойства звезд для идентификации типа галактического населения. Тем не менее как и в одной из пионерских работ Фурмана [3] для $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, так и в более поздних работах для других элементов α -процесса (см., напр., [6, 7, 17]), звезды толстого и тонкого дисков демонстрируют различное поведение $[\alpha/\text{Fe}]$ в области перекрывающейся металличности (см. рис. 3), причем это справедливо для каждого из элементов, Mg, Si, Ca или Ti. А именно, звезды тонкого диска с дефицитом металлов имеют избыток элементов α -процесса относительно железа, но $[\alpha/\text{Fe}]$ падает с ростом $[\text{Fe}/\text{H}]$ от 0.29/0.24/0.19/0.27 для Mg/Si/Ca/Ti при $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.73$ (HD 105755) до солнечного значения при солнечной металличности.

В толстом диске отношение $[\alpha/\text{Fe}]$ демонстрирует различное поведение в диапазонах $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ и $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, хотя в последнем случае число звезд очень мало (4). У звезд с $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ каждый из четырех элементов имеет постоянный избыток относительно железа на уровне ~ 0.3 (см. табл. 4) с малым разбросом между отдельными звездами. Отношение $[\alpha/\text{Fe}]$ падает с ростом металличности при $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, свидетельствуя о появлении сверхновых типа Ia (SNeIa) на поздних стадиях формирования толстого диска ($[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$). Это накладывает ограничения на временную шкалу той эпохи: она была продолжительнее, чем время задержки SNeIa. Правда, существующие оценки последней величины варьируются в очень широких пределах: от $\lesssim 0.42$ млрд. лет для быстрых (prompt) SNeIa до > 2.4 млрд. лет для запаздывающих (delayed) SNeIa [52]. На основе анализа отношений $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ у звезд толстого диска Машонкина и др. [53] показали, что толстый диск формировался в промежутке между 1.1 и 1.6 млрд. лет от начала протогалактического коллапса.

Для тонкого диска наши результаты совпадают с более ранними не только качественно, но и количественно. Но для толстого диска они отличаются от каждой из работ, цитированных выше. У Фурмана [3, 24] нет звезд толстого диска при $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, а при меньшей металличности отношение $[\text{Mg}/\text{Fe}] \simeq 0.4$. Наши результаты хорошо согласуются с тем, что получили Адикеян и др. [6] и Бенсби и др. [7] для $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ и $[\text{Ti}/\text{Fe}]$, но $[\text{Si}/\text{Fe}]$ и $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ в обеих работе ниже, чем

Таблица 4. Средние отношения не-ЛТР содержания элементов α -процесса к железу у различных звездных населений Галактики

Тип населения	[Fe/H]	N	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]
Гало, гиганты	-4.0 до -1.8	23	0.36 (0.13)		0.36 (0.11)	0.33 (0.10)
Гало, карлики	-2.6 до -1.2	16	0.28 (0.07)	0.31 (0.07)	0.35 (0.08)	0.35 (0.05)
Толстый диск	-1.5 до -0.4	24	0.29 (0.07)	0.26 (0.06)	0.24 (0.07)	0.28 (0.06)

у нас, на ~ 0.1 dex и демонстрируют наклон не только при $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, но и при более низком $[\text{Fe}/\text{H}]$. Сравнение с результатами работы [12] дано в следующем разделе.

4.2. Толстый диск и гало

Как показано во множестве предыдущих исследований, у звезд гало и толстого диска наблюдается избыток элементов α -процесса относительно железа. В табл. 4 мы приводим средние значения элементных отношений $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $[\text{Si}/\text{Fe}]$, $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ и $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ у трех подвыборок звезд из нашей работы — гигантов гало, карликов (+ субгиганты) гало и толстого диска в диапазоне $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$. Исключением является $[\text{Si}/\text{Fe}]$ у гигантов гало, для которых мы не вычисляли среднее из-за большого разброса между индивидуальными звездами (см. рис. 3). Если не рассматривать $[\text{Si}/\text{Fe}]$, то на рис. 3 видно, что разброс $[\alpha/\text{Fe}]$ около среднего значения почти в два раза больше в диапазоне $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -2.6$, чем у звезд с более высоким $[\text{Fe}/\text{H}]$. Конечно, это более далекие объекты с более низкой точностью учета межзвездного поглощения, с худшим качеством спектров, а значит, с большей неопределенностью T_{eff} , $\lg g$ и содержания элементов. Но нельзя исключить и химическую неоднородность газа в эпоху формирования звезд с $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.6$. Например, разброс в этом диапазоне существенно уменьшается, если рассматривать отношения между элементами α -процесса (рис. 2), а не $[\alpha/\text{Fe}]$.

Получены следующие новые результаты.

- Звезды гало имеют одинаковые $[\alpha/\text{Fe}]$ независимо от того, находятся ли они в солнечной окрестности (карлики), или на больших расстояниях (большая часть гигантов, см. рис. 1). Это свидетельствует об универсальном характере эволюции содержания элементов α -процесса в разных частях и объемах Галактики.

- У звезд гало избытки относительно железа одинаковы на уровне ~ 0.3 для всех четырех элементов — магния, кремния, кальция и титана. Это важное наблюдательное ограничение на модели нуклеосинтеза.
- Звезды толстого диска с $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ имеют такие же избытки элементов α -процесса, как и звезды гало. Можно отметить более низкое значение $[\text{Ca}/\text{Fe}] = 0.24$ по сравнению с $[\text{Ca}/\text{Fe}] = 0.35$ у гало, но расхождение — в пределах 1.5σ .

Сравним полученные результаты с литературными данными. Работа Бергеманн и др. [12] единственная, где содержание определялось при отказе от ЛТР, но сделано это только для $[\text{Mg}/\text{Fe}]$. Для своей выборки звезд толстого диска в диапазоне $-2.1 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ они получили постоянное значение $[\text{Mg}/\text{Fe}] \sim 0.3$, такое же, как и в нашей работе, несмотря на использование $\langle 3\text{D} \rangle$ моделей атмосфер, которые сделаны из 3D моделей путем усреднения по столбцам вычислительного бокса и по времени. Для гало в диапазоне $-2.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2$ как 1D-NLTE, так и $\langle 3\text{D} \rangle$ -NLTE подходы дают в [12] одинаковые значения $[\text{Mg}/\text{Fe}] \sim 0.3$, что снова в согласии с нашими не-ЛТР определениями. Непонятно, почему сильно различаются результаты 1D-NLTE и $\langle 3\text{D} \rangle$ -NLTE для звезд гало с $[\text{Fe}/\text{H}] > -2$ [12, рис. 5].

У Ишигаки и др. [18] выборка звезд толстого диска включает 11 звезд, и большая часть (8) находится в диапазоне $-1.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$, который перекрывается с нашим. Все определения сделаны ими в рамках ЛТР. Средние значения, представленные ими в табл. 8 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]/[\text{Si}/\text{Fe}]/[\text{Ca}/\text{Fe}]/[\text{Ti}/\text{Fe}] = 0.32/0.32/0.23/0.37$, толстый диск, $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$), хорошо согласуются с нашими. Для титана работа [18] приводит содержание отдельно по линиям Ti I и Ti II. Как и следовало ожидать, содержание по линиям Ti I получилось меньше, чем по линиям Ti II, на 0.18 dex. Для сравнения мы используем содержание по линиям Ti II, так как в этом диапазоне металличности не-ЛТР эффекты для них пренебрежимо малы [44].

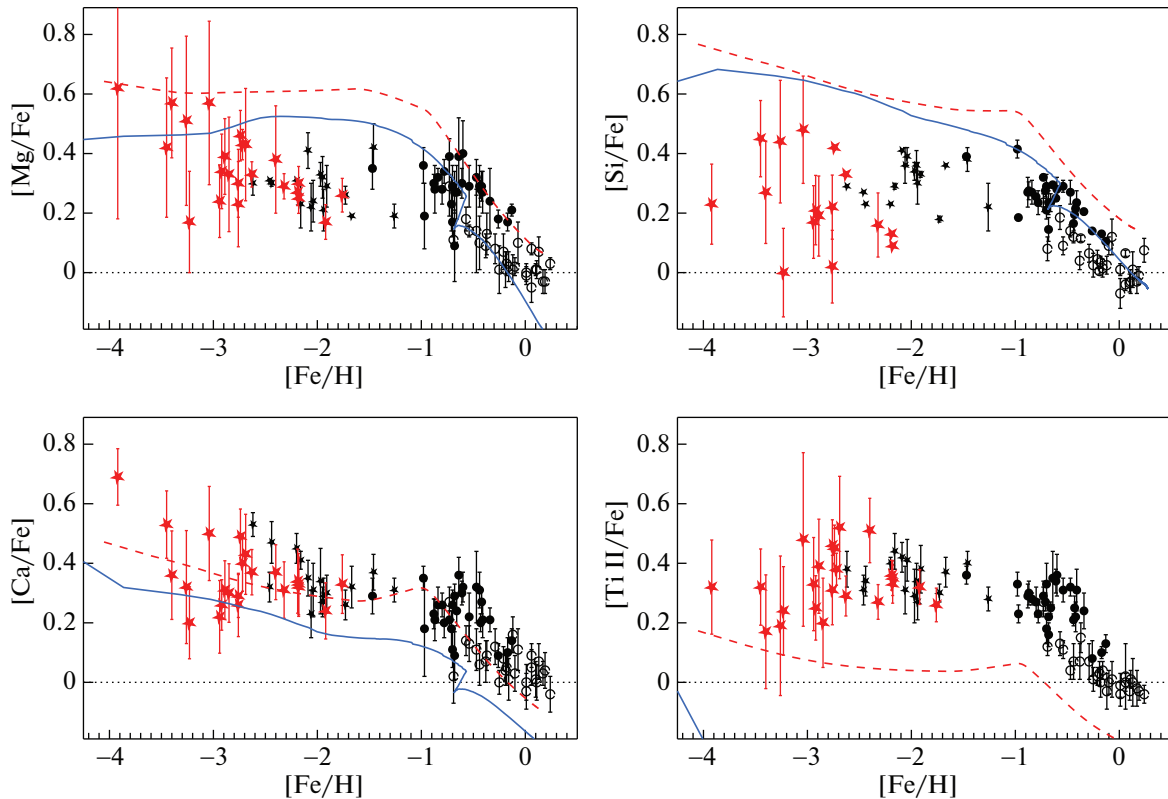


Рис. 4. Наблюдаемые отношения $[\alpha/\text{Fe}]$ в сравнении с моделями химической эволюции Галактики K15 (штриховая кривая [55]) и R10 (сплошная кривая [54]). Символы как на рис. 2.

Согласие наших не-ЛТР результатов с ЛТР результатами [18] для $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $[\text{Si}/\text{Fe}]$ и $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ неудивительно, так как в диапазоне $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ не-ЛТР эффекты для линий Mg I, Si I и Ca I слабо зависят от металличности и дифференциальный подход минимизирует отклонения от ЛТР в значениях $[X/\text{Fe}]$.

О своих результатах для гало Ишигаки и др. [18] пишут, что получили, в среднем, меньшие значения $[\alpha/\text{Fe}]$, чем для толстого диска, и больший разброс между индивидуальными звездами. Мы проанализировали их табл. 8. Действительно, во всем интервале $-3.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ среднеквадратичная ошибка составляет 0.11–0.14 dex для разных отношений. Это в 1.5–2 раза больше, чем у нас для звезд гало с $[\text{Fe}/\text{H}] > -2.6$. Для звезд гало с $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ они, действительно, получили меньшие значения $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ и $[\text{Si}/\text{Fe}]$, чем для толстого диска, на 0.17 и 0.12 dex соответственно, но $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ и $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ согласуются в пределах ошибки определения. В нашей выборке нет звезд гало с $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$, поэтому мы не можем ни подтвердить, ни опровергнуть их результаты. Для звезд гало с меньшим содержанием железа работа [18] дает значения $[\text{Mg}/\text{Fe}]/[\text{Si}/\text{Fe}]/[\text{Ca}/\text{Fe}]/[\text{Ti}/\text{Fe}] =$

$= 0.24/0.30/0.28/0.36$, которые согласуются с соответствующими отношениями для толстого диска, а также согласуются в пределах ошибки определения с нашими результатами.

4.3. Сравнение с моделями химической эволюции Галактики

Однородность и точность элементных отношений, полученных на большом интервале металличности для представительной выборки в 94 звезды, дают основания считать их полезными для изучения химической эволюции галактических населений. Для сравнения наблюдений и теории мы выбрали две модели химической эволюции Галактики, которые наиболее часто используются в литературе. Это модели Романо и др. [54] и Ч. Кобаяши. Последняя сделана в 2015 г. и опубликована в [55]. Далее будем ссылаться на них как на модели R10 и K15. Модели опираются на различные сценарии формирования Галактики, но включают общие источники химического обогащения межзвездной среды — гиперновые, SNeII, SNeIa, звезды асимптотической ветви гигантов, и для большинства химических элементов используют одни и те же расчеты выхода элементов в нуклеосинтезе.

Как видно на рис. 4, модели R10 и K15 правильно предсказывают характер поведения $[\text{Mg}/\text{Fe}]$,

[Si/Fe] и [Ca/Fe] с изменением [Fe/H], т.е. избыток Mg, Si и Ca в диапазоне [Fe/H] $\lesssim -1$ и падение $[\alpha/\text{Fe}]$ с ростом [Fe/H] при большей металличности. Такое поведение обусловлено тем, что SNeII доминировали в нуклеосинтезе до тех пор, пока содержание железа в Галактике не достигло значений [Fe/H] ~ -1 , а затем появление SNeIa привело к увеличению скорости производства железа и падению α/Fe . Но количественно ни та, ни другая модель не воспроизводит наблюдательные данные. Ближе всего к наблюдениям модель K15 для [Ca/Fe], но она не может описать разные тренды элементных отношений у толстого и тонкого дисков, поскольку опирается на однозонную модель Галактики. Модель R10 предусматривает различие химической истории толстого и тонкого дисков, но недооценивает [Ca/Fe] во всем диапазоне металличности. Обе модели предсказывают очень большие избытки кремния в диапазоне [Fe/H] < -1 , но, как обсуждалось в [20], расхождения с наблюдениями могут быть уменьшены путем варьирования массы предсверхновых и энергии взрыва SNeII.

Наиболее серьезные проблемы ставят перед теорией наблюдения [Mg/Fe] в диапазоне [Fe/H] < -1 и [Ti/Fe] при любых [Fe/H]. Теория предсказывает, что магний и кислород синтезируются в одних и тех же областях на стадии предсверхновой, а значит, имеют одинаковый (относительно солнечных величин) выход в нуклеосинтезе, т.е. в диапазоне [Fe/H] < -1 ожидается [Mg/Fe] = [O/Fe]. Но наблюдения это не подтверждают: у звезд гало отношения [O/Fe] выше, чем [Mg/Fe], на 0.3 dex (см., напр., [56]). Что касается титана, то в теории он синтезируется как элемент группы железа, поэтому модели не предсказывают избытка относительно железа, но в наблюдениях он проявляет себя как элемент α -процесса.

5. ВЫВОДЫ

В этой работе мы увеличили до 94 выборку звезд с параметрами атмосфер и содержанием элементов α -процесса — Mg, Si, Ca и Ti, которые определены едиными и наиболее точными современными методами. В процессе выполнения получены результаты, имеющие методическое значение.

1. Путем сравнения $\lg g_{\text{DR2}}$, основанных на измерениях Gaia DR2, и $\lg g_{\text{Sp}}$, определенных методом ионизационного равновесия Fe I/Fe II, показано, что спектроскопический метод дает надежные результаты при условии отказа от предположения ЛТР.

2. Для далеких ($d > 4$ кпк) звезд измерения Gaia DR2 не обеспечивают нужной точности определения ускорения силы тяжести.
3. Мы подтверждаем вывод предыдущих исследований о том, что использование только кинематических критериев не позволяет однозначно установить принадлежность звезды к определенному галактическому населению. Необходимо привлекать возраст, если возможна его оценка.

Выборка покрывает диапазон $-4 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.3$ и включает представительные выборки звездных населений тонкого диска, толстого диска и гало. Однородность и высокая точность данных делают их ценными при изучении химической эволюции Галактики. Мы подтвердили выводы наших предшественников об избытках Mg, Si, Ca и Ti относительно Fe у звезд гало и толстого диска и о большей величине избытка этих элементов у звезд толстого диска по сравнению со звездами близкой металличности в тонком диске, и сделали новые выводы.

1. В толстом диске отношения [Mg/Fe], [Si/Fe], [Ca/Fe] и [Ti/Fe] сохраняют постоянное и близкое друг к другу значение ~ 0.3 , пока [Fe/H] $\lesssim -0.4$, и падают при более высокой металличности, указывая на начавшееся производство железа в SNeIa.
2. Звезды гало имеют одинаковые $[\alpha/\text{Fe}]$ независимо от того, находятся ли они в солнечной окрестности или на больших расстояниях, вплоть до $d \sim 8$ кпк, что свидетельствует об универсальном характере эволюции содержания элементов α -процесса в разных частях и объемах Галактики.
3. В диапазоне [Fe/H] $\lesssim -2.6$ увеличивается разброс $[\alpha/\text{Fe}]$, но сохраняется малым разброс отношений между α -элементами, что может указывать на неполное перемешивание продуктов нуклеосинтеза в эпоху формирования этих звезд.
4. У звезд гало избытки относительно железа, в среднем, одинаковы на уровне ~ 0.3 dex для каждого из четырех элементов α -процесса — магния, кремния, кальция и титана.
5. Звезды толстого диска с [Fe/H] ≤ -0.4 имеют такие же избытки элементов α -процесса, как и звезды гало.

Мы надеемся, что эти наблюдательные данные будут использованы для уточнения моделей нуклеосинтеза и химической эволюции Галактики.

БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы благодарны Клаусу Фурману за предоставление в наше распоряжение спектров, полученных им в обсерватории Калар-Альто на 2.2-м телескопе со спектрографом FOCES. В работе использованы базы данных ADS⁵, SIMBAD, MARCS и VALD.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. G. Gilmore and N. Reid, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **202**, 1025 (1983).
2. R. Gratton, E. Carretta, F. Matteucci, and C. Sneden, in *Formation of the Galactic Halo... Inside and Out*, edited by H. L. Morrison and A. Sarajedini, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.* **92**, 307 (1996).
3. K. Fuhrmann, *Astron. and Astrophys.* **338**, 161 (1998).
4. L. Mashonkina and T. Gehren, *Astron. and Astrophys.* **364**, 249 (2000).
5. T. Bensby, S. Feltzing, I. Lundström, and I. Ilyin, *Astron. and Astrophys.* **433**, 185 (2005).
6. V. Z. Adibekyan, S. G. Sousa, N. C. Santos, E. Delgado Mena, J. I. González Hernández, G. Israelian, M. Mayor, and G. Khachatryan, *Astron. and Astrophys.* **545**, id. A32 (2012).
7. T. Bensby, S. Feltzing, and M. S. Oey, *Astron. and Astrophys.* **562**, id. A71 (2014).
8. R. Cayrel, E. Depagne, M. Spite, V. Hill, et al., *Astron. and Astrophys.* **416**, 1117 (2004).
9. P. Bonifacio, M. Spite, R. Cayrel, V. Hill, et al., *Astron. and Astrophys.* **501**, 519 (2009).
10. J. G. Cohen, N. Christlieb, I. Thompson, A. McWilliam, S. Shectman, D. Reimers, L. Wisotzki, and E. Kirby, *Astrophys. J.* **778**, 56 (2013).
11. D. Yong, J. E. Norris, M. S. Bessell, N. Christlieb, et al., *Astrophys. J.* **762**, id. 26 (2013).
12. M. Bergemann, R. Collet, R. Schönrich, R. Andrae, M. Kovalev, G. Ruchti, C. J. Hansen, and Z. Magic, *Astrophys. J.* **847**, id. 16 (arXiv:1612.07363v2) (2017).
13. S. Randich, G. Gilmore, and Gaia-ESO Consortium, *The Messenger* **154**, 47 (2013).
14. A. Recio-Blanco, P. de Laverny, G. Kordopatis, A. Helmi, et al., *Astron. and Astrophys.* **567**, id. A5 (2014).
15. S. R. Majewski, R. P. Schiavon, P. M. Frinchaboy, C. Allende Prieto, et al., *Astron. J.* **154**, 94 (2017).
16. S. Buder, M. Asplund, L. Duong, J. Kos, et al., *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **478**, 4513 (2018).
17. S. Buder, K. Lind, M. K. Ness, M. Asplund, et al., *Astron. and Astrophys.* **624**, id. A19 (2019).
18. M. N. Ishigaki, M. Chiba, and W. Aoki, *Astrophys. J.* **753**, id. 64 (2012).
19. T. Sitnova, G. Zhao, L. Mashonkina, Y. Chen, et al., *Astrophys. J.* **808**, id. 148 (2015).
20. G. Zhao, L. Mashonkina, H. L. Yan, S. Alexeeva, et al., *Astrophys. J.* **833**, id. 225 (2016).
21. L. Mashonkina, P. Jablonka, Y. Pakhomov, T. Sitnova, and P. North, *Astron. and Astrophys.* **604**, id. A129 (2017).
22. L. Mashonkina, P. Jablonka, T. Sitnova, Y. Pakhomov, and P. North, *Astron. and Astrophys.* **608**, id. A89 (2017).
23. A. G. A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, et al., *Astron. and Astrophys.* **616**, id. A1 (2018).
24. K. Fuhrmann, *Astron. Nachricht.* **325**, 3 (2004).
25. T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, A. G. A. Brown, A. Vallenari, et al., *Astron. and Astrophys.* **595**, id. A1 (2016).
26. F. van Leeuwen, *Astron. and Astrophys.* **474**, 653 (2007).
27. G. A. Gontcharov, *Astron. Letters* **32**, 759 (2006).
28. B. Famaey, A. Jorissen, X. Luri, M. Mayor, S. Udry, H. Dejonghe, and C. Turon, *Astron. and Astrophys.* **430**, 165 (2005).
29. T. V. Mishenina, C. Soubiran, V. V. Kovtyukh, and S. A. Korotin, *Astron. and Astrophys.* **418**, 551 (2004).
30. L. Casagrande, I. Ramírez, J. Meléndez, M. Bessell, and M. Asplund, *Astron. and Astrophys.* **512**, id. A54 (2010).
31. L. Casagrande, R. Schönrich, M. Asplund, S. Cassisi, I. Ramírez, J. Meléndez, T. Bensby, and S. Feltzing, *Astron. and Astrophys.* **530**, id. A138 (2011).
32. A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger, *Astron. and Astrophys.* **297**, 197 (1995).
33. C. A. L. Bailer-Jones, J. Rybizki, M. Fouesneau, G. Mantelet, and R. Andrae, *Astron. J.* **156**, 58 (2018).
34. A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **140**, 261 (1999).
35. J. I. González Hernández and P. Bonifacio, *Astron. and Astrophys.* **497**, 497 (2009).
36. I. Ramírez and J. Meléndez, *Astrophys. J.* **626**, 446 (2005).
37. E. Masana, C. Jordi, and I. Ribas, *Astron. and Astrophys.* **450**, 735 (2006).
38. A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **139**, 335 (1999).
39. L. Mashonkina, T. Gehren, J.-R. Shi, A. J. Korn, and F. Grupp, *Astron. and Astrophys.* **528**, id. A87 (2011).
40. H. W. Drawin, *Zeitschrift für Physik* **225**, 483 (1969).
41. L. Mashonkina, T. Sitnova, and A. K. Belyaev, *Astron. and Astrophys.* **605**, id. A53 (2017).
42. A. Mitrushchenkov, M. Guitou, A. K. Belyaev, S. A. Yakovleva, A. Spielfiedel, and N. Feautrier, *J. Chemical Physics* **146**, id. 014304 (2017).
43. L. Mashonkina, *Astron. and Astrophys.* **550**, id. A28 (2013).
44. T. M. Sitnova, *Astron. Letters* **42**, 734 (2016).
45. K. Butler and J. Giddings, *Newsletter on the analysis of astronomical spectra № 9*, (University of London, 1985).

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

46. V. Tsymbal, T. A. Ryabchikova, and T. Sitnova, in *Physics of magnetic stars*, edited by I. I. Romanyuk, I. A. Yakunin, and D. O. Kudryavtsev, in press (2019).
47. T. Ryabchikova, N. Piskunov, R. L. Kurucz, H. C. Stempels, U. Heiter, Y. Pakhomov, and P. S. Barklem, *Physica Scripta* **90**, id. 054005 (2015).
48. B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U. G. Jorgensen, A. Nordlund, and B. Plez, *Astron. and Astrophys.* **486**, 951 (2008).
49. J. A. Valenti and N. Piskunov, *Spectroscopy Made Easy*, Astrophysics Source Code Library, id. 1202.013. (2012)
50. R. L. Kurucz, I. Furenlid, J. Brault, and L. Testerman, *Solar flux atlas from 296 to 1300 nm* (New Mexico: National Solar Observatory, 1984).
51. S. K. Yi, P. Demarque, and Y.-C. Kim, *Astrophys. Space Sci.* **291**, 261 (2004).
52. D. Maoz, F. Mannucci, and T. D. Brandt, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **426**, 3282 (2012).
53. L. Mashonkina, T. Gehren, C. Travaglio, and T. Borkova, *Astron. and Astrophys.* **397**, 275 (2003).
54. D. Romano, A. I. Karakas, M. Tosi, and F. Matteucci, *Astron. and Astrophys.* **522**, id. A32 (2010).
55. C. Sneden, J. J. Cowan, C. Kobayashi, M. Pignatari, J. E. Lawler, E. A. Den Hartog, and M. P. Wood, *Astrophys. J.* **817**, id. 53 (2016).
56. T. M. Sitnova and L. I. Mashonkina, *Astron. Letters* **44**, 411 (2018).