

РЕВИЗИЯ СОДЕРЖАНИЯ КАЛЬЦИЯ И СКАНДИЯ У АМ ЗВЕЗД НА ОСНОВЕ НЕ-ЛТР РАСЧЕТОВ И СРАВНЕНИЕ С ДИФфуЗИОННЫМИ МОДЕЛЯМИ ЗВЕЗДНОЙ ЭВОЛЮЦИИ

© 2024 г. Л. И. Машонкина^{1*}, Ю. А. Фадеев¹¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

Поступила в редакцию 27.04.2024 г.

После доработки 04.06.2024 г.; принята к публикации 06.06.2024 г.

Для 54 звезд спектрального типа А с усиленными линиями металлов (Am звезды) получена однородная система содержания кальция и скандия с учетом отклонений от локального термодинамического равновесия. Выявлена корреляция содержания Са и Sc с эффективной температурой ($T_{\text{эфф}}$), причем у звезд с поверхностным ускорением силы тяжести $\lg g < 4$ содержание Са и Sc растет с ростом $T_{\text{эфф}}$ быстрее, чем у звезд с $\lg g \geq 4$. Не обнаружено какой-либо корреляции содержания Са и Sc с содержанием железа и скоростью вращения звезды. Am звезды демонстрируют, в среднем, более высокое значение $[\text{Ca}/\text{H}]$ по сравнению с $[\text{Sc}/\text{H}]$ и $[\text{Ca}/\text{Sc}] = 0.41 \pm 0.30$. Но для $T_{\text{эфф}} > 9500$ К есть намеки на систематическую разницу между звездами с $\lg g \geq 4$ и $\lg g < 4$. Избыток железа, в среднем, одинаковый в диапазоне $7200 \text{ K} \leq T_{\text{эфф}} \leq 10030 \text{ K}$. Показано, что при учете атомной диффузии эволюционные расчеты по программе MESA для звездных масс $1.5\text{--}2.2 M_{\odot}$ дают поверхностное содержание, которое согласуется с наблюдениями Са и Fe у Am звезд в трех скоплениях с возрастом более 600 млн лет. Дополнительные механизмы сепарации химических элементов требуются для объяснения феномена Am у молодых звезд в скоплении Плеяды. Протестированы диффузионные модели, имеющиеся в литературе. Турбулентные модели Ришер и др. (2000) и Хуэй-Бон-Хоа и др. (2022) согласуются с наблюдениями Am звезд в скоплениях при больших значениях свободного параметра ω : 1000 для Са и Fe, 500 для Sc. Ни одна из диффузионных моделей, соответствующих массе и возрасту Am звезды Сириус, не воспроизводит наблюдаемую у нее распространенность элементов от He до Ni. Полученные результаты важны для лучшего понимания механизмов химической пекулярности Am звезд.

Ключевые слова: Am звезды: атмосферы, химический состав, звездная эволюция.

DOI: 10.31857/S0320010824060017, EDN: MYAZEF

1. ВВЕДЕНИЕ

Звезды спектрального класса А имеют массы в диапазоне от 1.7 до 3 солнечных масс (M_{\odot}), время жизни от 2.7 до 0.1 млрд лет, а значит, как и большая часть звезд тонкого диска Галактики, они должны были сформироваться из вещества с химическим составом, близким к солнечному. Однако наблюдения демонстрируют сильную неоднородность класса А-звезд по распространенности отдельных элементов или групп элементов, а также большие отклонения от солнечного химического состава у отдельных групп А-звезд. Исторически, разделение на подгруппы нормальных А, Am, Ap и звезд типа λ Boo было сделано из сравнения наблюдаемых спектров. У нормальных А-звезд (superficially normal A stars в англоязычной литературе) изменение спектра по сравнению с солнечным обусловлено изменениями эффективной температуры ($T_{\text{эфф}}$) и поверхностного ускорения силы тяжести ($\lg g$), а химический состав близок к солнечному. По сравнению с нормальными звездами, Ap звезды с близкими значениями $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ имеют намного более сильные линии Si, Cr и тяжелых элементов, рас-

положенных в таблице Менделеева за группой железа. У всех Ap звезд сильные магнитные поля, порядка 1–30 кГс (Престон, 1974). Немагнитные А-звезды с сильными линиями элементов группы железа Fe и слабыми линиями Са и Sc отнесены к подгруппе Am звезд (Конти, 1970). Звезды типа λ Boo имеют близкое к солнечному содержание С, N, O, но дефицит Mg, Al, Si, S, Mn, Fe, Ni (Башек, Слеттебак, 1988).

Вероятнее всего, различия в химическом составе касаются только поверхностных слоев. Пекулярный химический состав атмосфер звезд типа λ Boo объясняют аккрецией межзвездного газа с низким содержанием тех элементов, которые вовлечены в формирование пыли (Венн, Ламберт, 1990). Для объяснения химической пекулярности Ap звезд Мишо (1970) предложил механизм атомной диффузии — разделения химических элементов по радиусу под действием конкурирующих сил тяжести и светового давления. Магнитное поле Ap звезд препятствует развитию перемешивающих процессов. Уотсон (1970) распространил эту идею на Am звезды. Am, как и Ap звезды имеют низкие скорости вращения, с экваториальной скоростью не выше 120 км/с (Яшек, Яшек, 1957;

*Электронный адрес: lima@inasan.ru

Абт, Мойд, 1973; Абт, Моррель, 1995), и перемешивание в их поверхностных слоях не столь эффективно, как у нормальных, быстро вращающихся А-звезд с развитой меридиональной циркуляцией. Несмотря на многолетнюю историю исследований химически-пекулярных А-звезд, до сих пор не удается удовлетворительно объяснить все разнообразие наблюдаемых особенностей в распространенности химических элементов в их атмосферах. Это касается не только звезд типа λ Boo, аккрецирующих межзвездный газ, и Ар звезд с их магнитными полями, но и более “простых” Am звезд.

Именно Am звездам посвящена наша работа, и в центре внимания находится содержание Fe, Ca и Sc в этих звездах. Согласно Конти (1970), содержание Fe, Ca и Sc играет ключевую роль при классификации звезды как Am. Вероятно, именно с этими элементами связано понимание механизмов химической пекулярности Am звезд. Мы не рассматриваем тяжелые элементы, расположенные в таблице Менделеева за группой Fe, так как избытки таких элементов относительно солнечного содержания характерны не только для Am, но и для нормальных А-звезд, хотя меньшей величины, как показано в работе Машонкина и др. (2020). У проблемы Am звезд две стороны. Во-первых, это наблюдательные данные, их точность и полнота представления звезд с разными физическими характеристиками, такими как T_{eff} , масса, скорость вращения $V \sin i$, возраст, двойственность. Во-вторых, теоретические предсказания изменения содержания химических элементов в атмосферах Am звезд на основе эволюционных расчетов с учетом атомной диффузии. Полученные таким образом модели звезд в литературе называют диффузионными.

Ренсон, Манфройд (2009) опубликовали каталог, который включает 4299 звезд, идентифицированных или заподозренных как Am или Fm по критериям Конти (1970). Для 129 звезд Газарян и др. (2018) собрали в литературе данные о параметрах атмосфер и содержании химических элементов, полученные по спектрам высокого разрешения. Каталог Газарян и др. (2018) стал основой нашей работы, но мы не касаемся Fm звезд, поскольку из-за наличия поверхностной конвективной зоны их химическая пекулярность может быть вызвана другими механизмами по сравнению с Am звездами. Данные о содержании химических элементов $[X/H]^1$, собранные Газарян и др. (2018), не могут напрямую сравниваться с диффузионными моделями, так как получены с использованием разных сил осцилляторов ($\lg gf$) для одних и тех же спектральных линий, разного солнечного содержания, а также все основаны на предположении о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР). Ситнова и др. (2018) и Машонкина (2024) показали, что

для линий Ca I, Ca II и Sc II отклонения от ЛТР (не-ЛТР эффекты) сильно зависят от T_{eff} , и в диапазоне от 7000 К до 10 000 К не-ЛТР поправки к содержанию меняются от небольших отрицательных до положительных на уровне 0.40 dex (Ca I 4226 Å) и 0.48 dex (Sc II 4246 Å). Рис. 1 показывает изменение $[Ca/H]$ и $[Sc/H]$ при переходе от ЛТР к не-ЛТР определениям для выборки звезд, о которой далее будет идти речь. Очевидно, что учет отклонений от ЛТР изменяет зависимость содержания от T_{eff} . В литературе не-ЛТР содержание определялось лишь для пяти Am звезд — HD 48915 (Сириус) и HD 72660 (Ca, Fe: Машонкина и др., 2020; Sc: Машонкина, 2024), HD 180347 (Ca, Sc: Траст и др., 2023), θ Vir и σ Peg (Ca, Fe: Романовская и др., 2023). Настоятельно необходима ревизия литературных данных о содержании Ca и Sc у Am звезд.

К настоящему времени опубликованы результаты расчетов диффузионных моделей (Ришер и др., 2000; Вик и др., 2010; Хуэй-Бон-Хоа и др., 2022), которые могут быть использованы для сравнения с наблюдениями. Кампильо и др. (2022) провели вычисления диффузионных моделей звезд главной последовательности с массой $1M_{\odot}$ и $1.4M_{\odot}$ с помощью трех различных программ расчета звездной эволюции. Первая из этих программ разрабатывалась в университетах Монпелье и Монреаля (Туркот и др., 1998), вторая — программа CESAM (Морель, Лебретон, 2008), и третья — программа MESA (Пакстон и др., 2018). Профили содержания атомов отдельных элементов с глубиной, рассчитанные по этим программам, оказались достаточно близкими друг к другу, что свидетельствует о равной применимости упомянутых программ для вычисления диффузионных моделей звездной эволюции.

В настоящей работе ставятся следующие задачи.

- Создание системы однородных и точных данных о содержании Ca, Sc и Fe у максимально большой выборки Am звезд, которая могла бы использоваться для тестирования моделей химической пекулярности Am звезд. Мы опираемся на наблюдательные данные из литературы. Чтобы обеспечить их точность и однородность, содержание Ca и Sc будет вычислено с учетом отклонений от ЛТР, содержание по индивидуальным спектральным линиям будет, по возможности, во всех первоисточниках приведено к единой системе $\lg gf$, и содержание $[X/H]$ рассчитано с использованием метеоритного содержания из работы Лоддерс (2021).
- Поиск возможных корреляций между химическими и физическими параметрами звезд: $[Ca/H]$, $[Sc/H]$, $[Fe/H]$, T_{eff} , $\lg g$, $V \sin i$, возраст.
- Построение диффузионных моделей для Ca и Fe с использованием программы MESA. Анализ механизмов возникновения химической пекулярности

¹Для любых двух элементов X и Y: $[X/Y] = \lg(N_X/N_Y)_{\text{star}} - \lg(N_X/N_Y)_{\text{Sun}}$.

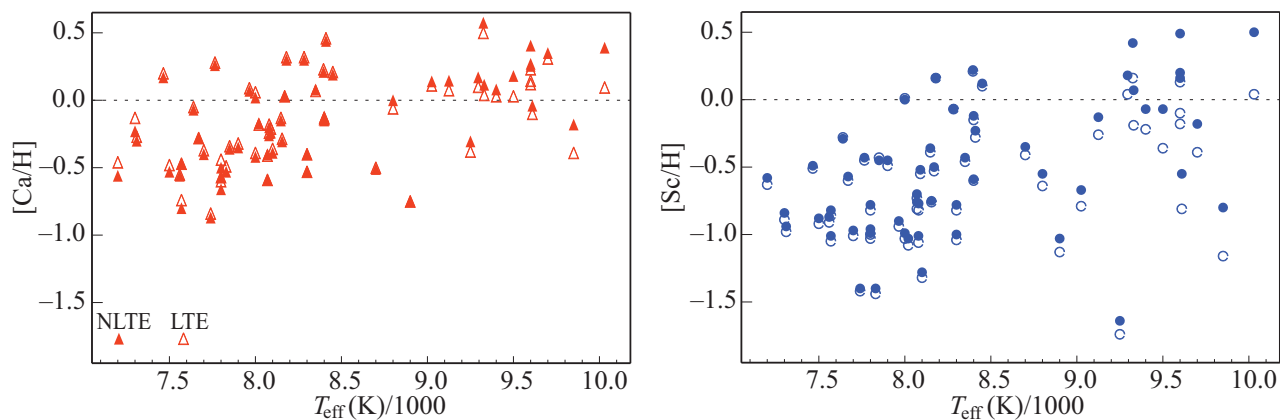


Рис. 1. Не-ЛТР (заполненные символы) и ЛТР (незаполненные символы) содержание $[\text{Ca}/\text{H}]$ и $[\text{Sc}/\text{H}]$ в атмосферах Ам звезд в зависимости от T_{eff} .

сти Ам звезд на основе сравнения наблюдений и теории.

Статья построена следующим образом. В разделе 2 формируется выборка Ам звезд на основе анализа литературных данных, определяется однородная система ЛТР содержания и вычисляется не-ЛТР содержание Ca и Sc для звезд выборки. Полученные данные анализируются в разделе 3. В разделе 4 проводится сравнение наблюдений как с опубликованными диффузионными моделями, так и с результатами расчетов, проведенных нами с помощью программы MESA. И далее формулируются выводы.

2. НЕ-ЛТР СОДЕРЖАНИЕ КАЛЬЦИЯ И СКАНДИЯ У АМ ЗВЕЗД

2.1. Выборка звезд

Каталог Газарян и др. (2018) содержит не только параметры атмосфер и содержание большого набора химических элементов, но и ссылки на первоисточники данных. В результате анализа первоисточников, из 129 звезд, отмеченных в каталоге как АмFm или неопределенной классификации, были исключены 55 звезд, для которых не определялось содержание Sc, одна звезда без содержания Ca, одна Fm-звезда, одна звезда с высокой скоростью вращения $V \sin i = 102$ км/с, которая ставит под сомнение классификацию звезды как Ам, звезда Вега типа λ Boo, три звезды типа δ Sct, поскольку пульсации в этих звездах могут оказывать влияние на механизмы химической пекулярности по сравнению с классическими Ам звездами. Были исключены три звезды, для которых содержание Ca и Sc определялось в первоисточниках с использованием дифференциального подхода для каждой спектральной линии относительно солнечной, и поэтому невозможно восстановить абсолютное содержание Ca и Sc в звездах. Были исключены три спектрально-двойных системы, в спек-

трах которых нельзя было выделить вклад отдельных компонентов. И, наконец, шесть звезд были исключены из-за больших ошибок определения содержания Ca или/и Sc — от 0.3 до 0.57 dex. Таким образом, остались 55 звезд.

К ним были добавлены шесть Ам звезд, отсутствующие в каталоге Газарян и др. (2018): HD 94334 (Калискан, Адельман, 1997), HD 154029 (Адельман, 1999), HD 187959 и HD 202431 (Катанзаро и др. 2022), HD 114330 (Романовская и др., 2023) и HD 180347 (Траст и др., 2023). В итоге наша выборка включает 61 звезду. Они перечислены в табл. 1 и 2.

2.2. Физические параметры звезд

Для каждой звезды мы используем ее T_{eff} , $\lg g$ и $[\text{Fe}/\text{H}]$ из первоисточника, указанного в табл. 1 или 2. Для нескольких звезд мы сравнили T_{eff} и $\lg g$, полученные разными авторами, и убедились в их согласии в пределах ошибки определения. Например, для HD 95608 Адельман и др. (1999) определили $T_{\text{eff}} = 9250$ К, $\lg g = 4.25$, а Халак и Леблан (2015) — $T_{\text{eff}} = 9200$ К, $\lg g = 4.26$. Для HD 214994 Романовская и др. (2023) дают $T_{\text{eff}} = 9600$ К, $\lg g = 3.81$, а Адельман и др. (2015) — $T_{\text{eff}} = 9535$ К, $\lg g = 3.73$. Величина $[\text{Fe}/\text{H}]$ всюду пересчитана с использованием $\lg \epsilon_{\text{met, Fe}} = 7.45$ (Лоддерс, 2021). Здесь и далее используется шкала содержания, в которой $\lg \epsilon(\text{H}) = 12$. Значения $V \sin i$ заимствованы из каталога Газарян и др. (2018), а при их отсутствии из каталога Ройер и др. (2007) или первоисточников, указанных в табл. 1.

В разделе 4 диффузионные модели сравниваются с наблюдениями Ам звезд в четырех рассеянных скоплениях. Возраст и металличность скоплений взяты из каталога Нетопил и др. (2022).

2.3. Определение содержания кальция и скандия

Для получения однородной системы данных по содержанию Ca и Sc в Ам звездах необходимо привести данные из разных первоисточников к общей системе

Таблица 1. Ам звезды: ЛТР и не-ЛТР содержание Са и Sc

HD	T_{eff} (K)	lg g	[Fe/ H]	lg ϵ (Ca)		[Ca/ H]	lg ϵ (Sc)		[Sc/ H]	[Ca/ Sc]	$V \sin i$ (км/с)	Ref
				ЛТР	не-ЛТР		ЛТР	не-ЛТР				
22128A	7560	4.00	0.48	5.72	5.71(0.19)	-0.56	2.13	2.17(0.29)	-0.87	0.31	19.	1
48915	9850	4.30	0.53	5.88	6.09(0.05)	-0.18	1.88	2.24(0.03)	-0.80	0.62	16.	2
56495A	7800	4.00	0.43	5.70	5.70(0.29)	-0.57	2.01	2.05(0.40)	-0.99	0.42	36.	1
72660	9700	4.10	0.65	6.58	6.62(0.09)	0.35	2.65	2.86(0.04)	-0.18	0.53	6.	2
89822B	8900	4.20	0.04	5.52	5.52(0.21)	-0.75	1.91	2.01(0.18)	-1.03	0.28	18.	3
94334	10030	3.88	0.26	6.36	6.66(0.14)	0.39	3.08	3.54(0.07)	0.50	-0.11	47.	4
95418	9600	3.80	0.29	6.39	6.54(0.10)	0.27	2.86	3.20(0.00)	0.16	0.11	46.	5
95608	9250	4.25	0.48	5.89	5.96(0.14)	-0.31	1.30	1.40 ¹	-1.64	1.33	21.	6,7
114330	9600	3.61	0.38	6.50	6.68(0.10)	0.41	3.17	3.53(0.05)	0.49	-0.09	18.	8
154029	9325	3.65	0.44	6.77	6.84(0.16)	0.57	3.20	3.46(0.10)	0.42	0.16	29.	9
173648	8155	3.90	0.38	5.98	5.97(0.13)	-0.31	2.28	2.29(0.01)	-0.75	0.45	47.	6
176843	7200	3.60	0.21	5.81	5.71(0.17)	-0.56	2.41	2.46(0.08)	-0.58	0.02	28.	13
180239	8100	4.00	0.36	5.91	5.88(0.18)	-0.39	1.72	1.76(0.13)	-1.28	0.89	42.	13
180347	7740	3.98	0.22	5.43	5.40(0.24)	-0.87	1.62	1.64(0.11)	-1.40	0.53	14.	10
182564	9125	3.80	0.41	6.35	6.41(0.16)	0.15	2.78	2.91(0.09)	-0.13	0.28	25.	11
187254	8400	3.80	0.58	6.13	6.15(0.08)	-0.12	2.89	2.92(0.05)	-0.12	-0.00	14.	13
187959	8000	4.50	0.53	6.33	6.29(0.16)	0.02	3.05	3.04(0.13)	-0.00	0.02	43.	14
188911	7800	3.90	0.19	5.67	5.61(0.25)	-0.66	2.04	2.08(0.14)	-0.96	0.30	10.	13
190165	7300	3.80	0.50	6.14	6.04(0.19)	-0.23	2.15	2.20(0.35)	-0.84	0.61	61.	13
202431	7500	4.00	0.65	5.79	5.74(0.22)	-0.53	2.12	2.16(0.16)	-0.88	0.35	9.	14
209625	7700	3.65	0.16	5.90	5.87(0.25)	-0.40	2.03	2.07(0.20)	-0.97	0.57	36.	12
214994	9600	3.81	0.34	6.41	6.53(0.14)	0.25	2.94	3.24(0.13)	0.20	0.05	14.	8
225365	8800	3.80	0.26	6.21	6.27(0.12)	0.00	2.40	2.49(0.15)	-0.55	0.55	40.	13
225410	7900	3.70	0.41	5.95	5.92(0.04)	-0.35	2.55	2.59(0.10)	-0.45	0.10	27.	13
225463	8300	3.80	0.12	5.87	5.87(0.16)	-0.40	2.00	2.04(0.09)	-1.00	0.60	13.	13
3134 1603 ²	8300	3.90	0.30	5.74	5.74(0.16)	-0.53	2.22	2.26(0.32)	-0.78	0.25	36.	13
3143 1192 ²	8000	3.80	0.15	5.88	5.85(0.18)	-0.42	2.01	2.05(0.20)	-0.99	0.57	15.	13
3143 1942 ²	7800	3.90	0.06	5.83	5.77(0.29)	-0.50	2.22	2.26(0.17)	-0.78	0.28	8.	13
St1612	8400	4.10	0.44	6.14	6.12(0.05)	-0.15	2.44	2.45(0.00)	-0.59	0.44	68.	15
Скопление Плеяды ⁴ , [Fe/H] = 0.00, возраст 110 млн лет												
22615	8410	3.83	0.20	6.73	6.71(0.10)	0.44	2.76	2.81(0.10)	-0.23	0.67	30.	19
23325	7640	4.23	0.39	6.22	6.20(0.30)	-0.07	2.76	2.75(0.22)	-0.29	0.22	70.	19
23631	9610	4.34	0.31	6.17	6.23(0.05)	-0.04	2.23	2.49(0.05)	-0.55	0.51	10.	19
23924	8180	4.30	0.37	6.59	6.57(0.15)	0.30	3.20	3.20(0.00)	0.16	0.14	33.	20

Таблица 1. Окончание

HD	T_{eff} (K)	$\lg g$	[Fe/ H]	$\lg \epsilon(\text{Ca})$		[Ca/ H]	$\lg \epsilon(\text{Sc})$		[Sc/ H]	[Ca/ Sc]	$V \sin i$ (км/с)	Ref
				ЛТР	не-ЛТР		ЛТР	не-ЛТР				
Скопление NGC 6405												
–32 13109 ³	9400	4.20	0.43	6.30	6.35(0.09)	0.08	2.82	2.97(0.08)	–0.07	0.15	5.	16
318091	8700	4.00	0.08	5.77	5.76(0.09)	–0.51	2.63	2.69(0.08)	–0.35	–0.16	62.	16
Скопление в созвездии Волосы Вероники(Coma ⁴), [Fe/H] = –0.01, возраст 710 млн лет												
107168	8283	4.20	0.44	6.59	6.57(0.16)	0.30	2.97	2.97(0.10)	–0.07	0.37	14.	17
108486	8148	4.11	0.25	6.14	6.12(0.15)	–0.15	2.65	2.68(0.31)	–0.36	0.21	37.	17
108642	8079	4.06	0.21	6.03	6.01(0.18)	–0.26	1.98	2.03(0.20)	–1.01	0.75	9.	17
108651	8090	4.24	0.71	6.06	6.03(0.15)	–0.24	2.49	2.52(0.00)	–0.52	0.28	21.	18
Скопление Гиады ⁴ , [Fe/H] = 0.12, возраст 800 млн лет												
27628	7310	4.12	0.12	6.00	5.97(0.00)	–0.30	2.06	2.10(0.00)	–0.94	0.64	31.	21
27749	7570	4.30	0.61	5.53	5.47(0.21)	–0.80	1.99	2.03(0.00)	–1.01	0.21	16.	20
27962	9025	3.95	0.37	6.38	6.41(0.00)	0.14	2.25	2.37(0.00)	–0.67	0.81	11.	21
28226	7465	4.09	0.36	6.47	6.44(0.00)	0.17	2.53	2.55(0.00)	–0.49	0.66	83.	21
28355	7965	3.97	0.40	6.36	6.34(0.00)	0.07	2.10	2.14(0.00)	–0.90	0.97	90.	21
28546	7765	4.20	0.16	6.55	6.53(0.00)	0.26	2.59	2.61(0.00)	–0.43	0.69	28.	21
30210	8080	3.92	0.56	6.09	6.07(0.00)	–0.20	2.22	2.27(0.00)	–0.77	0.57	57.	21
33204	7670	4.00	0.24	5.99	5.99(0.10)	–0.28	2.44	2.47(0.00)	–0.57	0.29	36.	22
33254	7830	4.13	0.50	5.78	5.74(0.16)	–0.53	1.60	1.64(0.00)	–1.40	0.87	13.	20
Скопление Ясли ⁴ , [Fe/H] = 0.16, возраст 630 млн лет												
73045	7570	4.05	0.56	5.80	5.80(0.27)	–0.47	2.18	2.22(0.10)	–0.82	0.35	10.	18
73174	8350	4.15	0.71	6.34	6.35(0.08)	0.08	2.58	2.61(0.08)	–0.43	0.51	5.	23
73618	8170	4.00	0.46	6.30	6.30(0.07)	0.03	2.51	2.54(0.27)	–0.50	0.53	47.	23
73709	8070	3.78	0.54	5.86	5.87(0.06)	–0.40	2.23	2.28(0.01)	–0.76	0.36	10.	23
73711	8020	3.69	0.15	6.09	6.10(0.08)	–0.17	1.96	2.01(0.01)	–1.03	0.86	62.	23
73730	8070	3.97	0.45	5.68	5.68(0.03)	–0.59	2.31	2.34(0.03)	–0.70	0.11	29.	23

Примечание. Ссылки на источники параметров атмосфер и наблюдательные данные:

1 — Фолсом и др. (2013), 2 — Машонкина и др. (2020), 3 — Адельман (1994), 4 — Калискан, Адельман (1997), 5 — Адельман и др. (2011), 6 — Адельман и др. (1999), 7 — эта работа, 8 — Романовская и др. (2023), 9 — Адельман (1999), 10 — Траст и др. (2023), 11 — Адельман (1996), 12 — Адельман и др. (1997), 13 — Нимчура и др. (2015), 14 — Катанзаро и др. (2022), 15 — Нетопил и др. (2014), 16 — Киликоглу и др. (2016), 17 — Гебран и др. (2008), 18 — Хуэй-Бон-Хоа и др. (1997), 19 — Гебран, Монье (2008), 20 — Хуэй-Бон-Хоа и Алесьян (1998), 21 — Гебран и др. (2010), 22 — Варенне, Монье (1999), 23 — Фоссати и др. (2007).

¹ верхний предел.

² ТУС.

³ CD.

⁴ металличность и возраст скопления согласно Нетопил и др. (2022). Числа в скобках — среднеквадратичные ошибки σ .

сил осцилляторов и общим значениям солнечного содержания Ca и Sc — $\lg \epsilon_{\text{met,Ca}} = 6.27$ и $\lg \epsilon_{\text{met,Sc}} = 3.04$ (Лоддерс, 2021). В качестве источника $\lg gf$ мы выбираем базу атомных параметров линий VALD (Vienna Atomic Line Database, Рябчикова и др., 2015; Пахомов и др., 2019). Энергетические уровни скандия имеют сверхтонкое расщепление (HyperFine Splitting, HFS). Для линий Sc II VALD предоставляет данные о компонентах сверхтонкой структуры, рассчитанные с использованием $\lg gf$ из лабораторных измерений Лоулер и др. (2019).

Не-ЛТР содержание Ca в пяти звездах нашей выборки было опубликовано в статьях (Машонкина и др., 2020; Романовская и др., 2023; Траст и др., 2023). У трех из них есть также не-ЛТР содержание Sc (Траст и др., 2023; Машонкина, 2024). Во всех этих работах атомные параметры линий взяты из VALD.

Для остальных звезд не-ЛТР содержание вычисляется в данной работе путем суммирования ЛТР содержания и не-ЛТР поправки $\Delta_{\text{NLTE}} = \lg \epsilon_{\text{NLTE}} - \lg \epsilon_{\text{LTE}}$. Для линий Ca I и Ca II мы используем поправки, рассчитанные Ситнова и др. (2018) в широком диапазоне звездных параметров, и для линий — Sc II не-ЛТР поправки из работы Машонкиной (2024). Для конкретной звезды и индивидуальной линии поправка Δ_{NLTE} получается путем интерполяции в сетке поправок по заданным T_{eff} , $\lg g$ и [Sc/H] (только для Sc).

В статьях Адельмана и его соавторов (всего восемь статей, далее Адельман+), Варенне и Монье (1999), Киликотлу и др. (2016), Хуэй-Бон-Хоа и др. (2 статьи, далее Хуэй-Бон-Хоа+) приводятся списки использованных линий и gf -величины. Хуэй-Бон-Хоа+ не указывают $\lg gf$, но поскольку их статьи опубликованы примерно в то же время, что и статьи Адельман+, мы предположили, что они использовали одни и те же gf . Для 18 звезд из этих статей ЛТР содержание по индивидуальным линиям приведено к современной системе gf -величин VALD. Сверхтонкая структура линий Sc II учитывалась только в работе Киликотлу и др. (2016). Игнорирование эффекта HFS ведет к ослаблению рассчитанных линий Sc II и увеличению получаемого содержания. Поэтому неучет HFS в подавляющем большинстве работ по определению содержания Sc не может быть причиной того дефицита, который обнаружен у Am звезд. Наоборот, содержание было переоценено, но на малую величину для исследуемых звезд: на 0.04, 0.03, 0.02 и 0.01 dex при $T_{\text{eff}} = 7000, 8000, 9000$ и $10\,000$ K, соответственно, для самой сильной из наблюдаемых линий — Sc II 4246 Å. Эти цифры соответствуют солнечному содержанию скандия. Для Sc II 5526 Å ошибка в содержании составляет 0.01 dex при $T_{\text{eff}} = 7000$ K и становится меньше 0.01 dex при более высоких температурах. Поскольку содержание Sc у Am звезд меньше солнечного, то влияние эффекта HFS на его определение еще меньше, и мы не вводили поправки в опубликованные результаты.

В работах Гебран и др. (2008а,б; 2010) и Ройер и др. (2014) (все вместе далее Гебран+) используется один и тот же список линий. Мы предполагаем, что $\lg \lg gf = -0.135$, указанный в статье Гебран и др. (2008, табл. 8) для Ca II 3933 Å, — это опечатка, и должно быть $\lg gf = 0.135$. В таком случае, для всех линий Ca II разница в $\lg gf$ между Гебран+ и нами не превышает 0.01 dex. Для линий Sc II величины $\lg gf$ (Гебран+) систематически больше, чем наши, на 0.01–0.03 dex. Гебран+ опубликовали для звезд среднее ЛТР содержание Ca и Sc. Для кальция мы не вводим поправку за счет разницы в gf , а для скандия его ЛТР содержание уменьшено на 0.02 dex для каждой из 14 звезд. Не-ЛТР поправки были рассчитаны для индивидуальных линий Ca II и Sc II. У каждой из звезд поправки для разных линий Ca II различаются не более, чем на 0.02 dex. То же самое справедливо для линий Sc II, за исключением Sc II 4246 Å, для которой Δ_{NLTE} больше по абсолютной величине, на 0.04–0.07 dex для разных звезд. Максимальные расхождения в не-ЛТР поправках между Sc II 4246 Å и остальными линиями Sc II получаются в тех случаях, когда теоретическая эквивалентная ширина (EW) линии Sc II 4246 Å превышает 120 мÅ. Для вычисления не-ЛТР содержания и Ca, и Sc мы использовали средние значения Δ_{NLTE} . При этом линия Sc II 4246 Å исключалась, если $EW > 120$ мÅ.

Фоссати и др. (2007) и Нетопил и др. (2014) не приводят список линий, но отмечают, что атомные параметры линий взяты из VALD. Это значит, что, как и в работах Гебран+, для линий Sc II приняты $\lg gf$ из статьи Лоулер, Дакин (1989). Содержание Ca не требует поправки за счет разницы в gf , а содержание Sc было уменьшено на 0.02 dex для каждой из семи звезд. Нимчура и др. (2015) и Катанзаро и др. (2022) использовали список линий из работы Кастелли, Хубриг (2004) с атомными параметрами линий, рассчитанными Р. Куруцем². Списки линий на сайте Р. Куруца были обновлены 13 апреля 2013 года, и сейчас невозможно установить разницу между принятой нами системой gf и величинами из работы Кастелли, Хубриг (2004). Поэтому для 13 звезд из этих двух статей опубликованное ЛТР содержание используется без каких-либо поправок. Фолсом и др. (2010, 2013) исследуют три Am звезды, являющиеся компонентами спектрально-двойных систем SB2. Содержание химических элементов определяется методом синтетического спектра в избранных участках. Атомные параметры линий — из VALD. Поэтому мы вводим поправку –0.02 dex в ЛТР содержание Sc за счет разницы в gf -величинах между Лоулер и др. (2019) и Лоулер, Дакин (1989).

Для звезд из работ Фоссати и др. (2007), Нетопил и др. (2014), Нимчура и др. (2015), Катанзаро и др. (2022) и Фолсом и др. (2010, 2013) не-ЛТР содержание Ca и

²<http://kurucz.harvard.edu/linelists/>

Sc вычисляется с использованием средних Δ_{NLTE} по аналогии со случаем Гебран+.

Для звезды HD 95608 (60 Leo) Адельман и др. (1999) определили $\lg N_{\text{Sc}}/N_{\text{A}} = -10.93$, используя единственную линию Sc II 4246 Å ($EW = 4 \text{ mÅ}$). Мы усомнились в том, что эта линия могла быть измерена при столь низком содержании Sc у звезды с $T_{\text{eff}} = 9250 \text{ K}$, и переопределили содержание Ca и Sc, используя спектр из архива UVES/VLT2 (программа ID 0102.C-0547(A)). Были использованы $T_{\text{eff}} = 9250 \text{ K}$, $\lg g = 4.25$, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.5$ по определениям Адельман и др. (1999), gf -величины из Лоулер и др. (2019), модели атмосфер с сайта Р. Куруца³, компьютерные программы synthV_NLTE (Цымбал и др., 2019) и BinMag (Кочухов, 2018). Оказалось, что линию Sc II 4246 Å невозможно выделить из шума, но можно получить верхний предел содержания по линии Sc II 3613 Å — $\lg N_{\text{Sc}}/N_{\text{A}} \leq -10.74$ ($\lg gf = 0.42$, ЛТР), что дает $[\text{Sc}/\text{H}] \leq -1.64$ (не-ЛТР). Содержание Ca определено по линиям Ca I 4226, 4302 Å и Ca II 3933 Å.

Как будет видно на рис. 2 и 3, 60 Leo имеет типичный для Am звезд близкой температуры дефицит Ca, но экстремально низкое содержание Sc. На основе анализа спектров высокого разрешения ЛеБлан и др. (2015) сообщили о вертикальной стратификации железа в атмосфере 60 Leo и предложили классифицировать эту звезду как Ap, несмотря на отсутствие у нее заметного магнитного поля. Мы считаем, что вывод о стратификации железа требует проверки на основе не-ЛТР анализа линий железа, и оставляем 60 Leo в нашей выборке Am звезд, хотя она всюду будет исключением в дальнейшем обсуждении.

Полученное ЛТР и не-ЛТР абсолютное содержание $\lg \epsilon$ и не-ЛТР отношение $[\text{X}/\text{H}]$ для кальция и скандия у всех звезд выборки представлено в табл. 1 и 2 и на рис. 2 и 3 (только не-ЛТР). Среднеквадратичная ошибка определена как стандартное отклонение: $\sigma = \sqrt{\sum(x - \bar{x})^2 / (N_l - 1)}$, где N_l — число линий. Значение $\sigma = 0$ означает, что первоисточник дает среднее содержание элемента без указания ошибки или содержание Sc определено по одной линии.

На рис. 2 выделяется звезда HD 189849 (15 Vul) с дефицитом Fe ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.25$), Ca и Sc, которую Адельман и др. (1997) отнесли к нормальным A-звездам. Очевидно, что она попала по ошибке в каталог Газарян и др. (2018). Несмотря на значительный дефицит Sc у HD 58142 (21 Lyn, $[\text{Sc}/\text{H}] < -0.3$, ЛТР), Ройер и др. (2014) классифицировали эту звезду как нормальную A-звезду. Наши не-ЛТР расчеты устранили дефицит Sc и подтвердили статус нормальной A-звезды. Еще две звезды были классифицированы ранее как нормальные A-звезды — HD 43378 (2 Lyn, Калискан и Адельман, 1997) и HD 72942 (Фоссати и др., 2007), и это подтверждается нашими не-ЛТР расчетами. У трех объектов из каталога Газарян и др. (2018)

не-ЛТР содержание Ca и Sc, а также $[\text{Fe}/\text{H}]$ не отличаются от солнечных значений более, чем на ошибки определения, и мы предлагаем отнести их к нормальным A-звездам. Это — HD 34364B, HD 97633, и HD 109307. Семь нормальных A-звезд перечислены в табл. 2. Таким образом, наша выборка Am звезд сокращается до 54 объектов (табл. 2), и далее будет обсуждаться именно их химическая пекулярность.

3. ЗАВИСИМОСТЬ ХИМИЧЕСКОЙ ПЕКУЛЯРНОСТИ ОТ ФИЗИЧЕСКИХ ПАРАМЕТРОВ АМ ЗВЕЗД

Am звезды нашей выборки демонстрируют в своих атмосферах избытки железа по сравнению с солнечным содержанием — от $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.08$ до $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.71$ и содержание Ca и Sc, которое варьируется в большом диапазоне: $-0.87 \leq [\text{Ca}/\text{H}] \leq +0.57$ и $-1.64 \leq [\text{Sc}/\text{H}] \leq +0.50$. Почему столь различна величина химической пекулярности у разных звезд? Мы провели статистический анализ содержания Ca и Sc, чтобы выявить корреляции с физическими параметрами звезд. Не обнаружено какой-либо корреляции с $[\text{Fe}/\text{H}]$ и $V \sin i$ (рис. 2). Но как видно на рис. 3, отклонения в содержании Ca и Sc от солнечных значений уменьшаются с ростом T_{eff} . При линейной аппроксимации зависимость $[\text{Ca}/\text{H}]$ и $[\text{Sc}/\text{H}]$ от T_{eff} имеет больший наклон для звезд с $\lg g < 4$, чем для звезд с $\lg g \geq 4$ (показано для $[\text{Sc}/\text{H}]$ на рис. 3, правая панель), так что дефицит Ca и Sc сменяется их избытком при $T_{\text{eff}} > 9300 \text{ K}$ и $\lg g < 4$. Избыток железа — в среднем, одинаковый во всем диапазоне температур.

Следуя Газарян и др. (2018), мы рассчитали коэффициенты ранговой корреляции Спирмена (1904) ρ , для того чтобы, не предполагая вид зависимостей, проверить гипотезы о их наличии между содержанием Ca и Sc, с одной стороны, и T_{eff} , а также $[\text{Fe}/\text{H}]$ и $V \sin i$ — с другой. Расчеты сделаны для полной выборки 54 Am звезд. Зависимость $[\text{Ca}/\text{H}]$ и $[\text{Sc}/\text{H}]$ от T_{eff} подтверждается высокими значениями $\rho(\text{Ca}-T_{\text{eff}}) = 0.54$ и $\rho(\text{Sc}-T_{\text{eff}}) = 0.46$. Если исключить 60 Leo, $\rho(\text{Sc}-T_{\text{eff}}) = 0.52$. Для сравнения, при проверке зависимости от $[\text{Fe}/\text{H}]$ мы получили $\rho(\text{Ca}-\text{Fe}) = 0.10$ и $\rho(\text{Sc}-\text{Fe}) = 0.14$, а от скорости вращения — $\rho(\text{Ca}-V \sin i) = 0.17$, то $\rho(\text{Sc}-V \sin i) = 0.12$. Поскольку оси вращения звезд не имеют в пространстве выделенного направления, то, вероятно, можно говорить об отсутствии зависимости не только от проекции на луч зрения, но и от истинной скорости вращения звезды.

Корреляции содержания Ca и Sc с T_{eff} , $\lg g$ и $V \sin i$ для AmFm звезд искали Газарян и др. (2018), но обнаружили только зависимость $[\text{Ca}/\text{H}]$ от T_{eff} , причем с заметно меньшим коэффициентом $\rho(\text{Ca}-T_{\text{eff}}) = 0.28$ (105 звезд) по сравнению с нашим, вероятно, из-за неоднородности используемых данных и неучета отклонений от ЛТР. Вероятно, по этим же причинам они

³<http://kurucz.harvard.edu/grids/gridp05odfnew/>

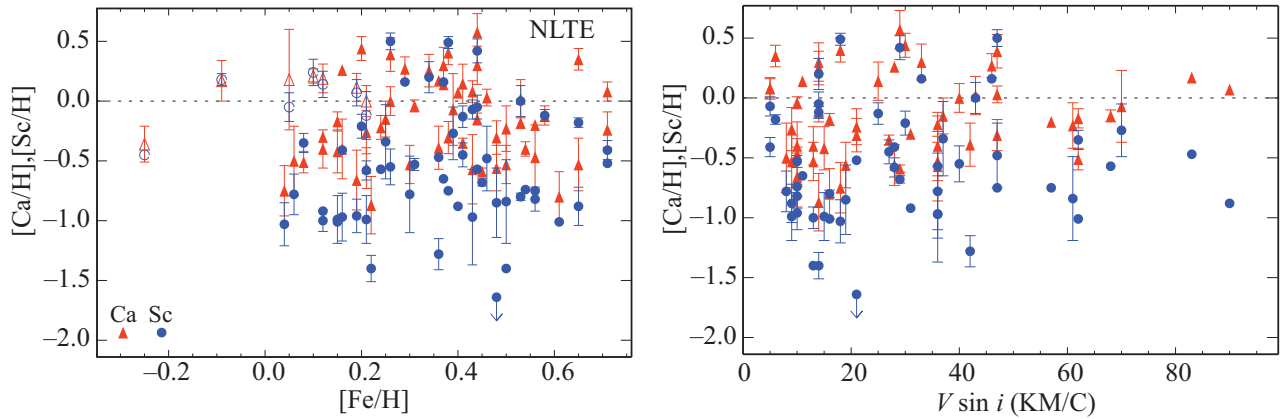


Рис. 2. Не-ЛТР содержание $[Ca/H]$ (треугольники) и $[Sc/H]$ (кружки) у Am (заполненные символы) и нормальных (незаполненные символы, левая панель) звезд выборки в зависимости от $[Fe/H]$ и $V \sin i$.

Таблица 2. Нормальные A-звезды: ЛТР и не-ЛТР содержание Ca и Sc

HD	T_{eff} (K)	$\lg g$	$[Fe/H]$	$\lg \epsilon(\text{Ca})$		$[Ca/H]$	$\lg \epsilon(\text{Sc})$		$[Sc/H]$	$[Ca/Sc]$	$V \sin i$ (км/с)	Ref
				ЛТР	не-ЛТР		ЛТР	не-ЛТР				
34364B	10350	4.28	0.21	5.99	6.27(0.13)	-0.00	2.52	2.90(0.20)	-0.14	0.14	23.	1
43378	9295	4.10	-0.09	6.37	6.44(0.17)	0.17	3.08	3.22(0.05)	0.18	-0.01	46.	2
58142	9500	3.75	0.05	6.30	6.45(0.42)	0.18	2.68	2.97(0.12)	-0.07	0.25	19.	3
97633	9330	3.66	0.19	6.31	6.38(0.12)	0.11	2.85	3.11(0.11)	0.07	0.04	23.	4
72942	8450	3.90	0.12	6.48	6.46(0.12)	0.19	3.14	3.16(0.11)	0.12	0.07	70.	5
109307	8396	4.10	0.10	6.50	6.48(0.06)	0.21	3.25	3.26(0.11)	0.22	-0.01	14.	6
189849	7850	3.70	-0.25	5.93	5.91(0.15)	-0.36	2.61	2.59(0.12)	-0.45	0.09	13.	7

Примечание. Ссылки: 1 — Фолсом и др. (2010), 2 — Калискан, Адельман (1997), 3 — Ройер и др. (2014), 4 — Адельман и др. (2015), 5 — Фоссати и др. (2007), 6 — Гебран и др. (2008), 7 — Адельман и др. (1997). Числа в скобках — среднеквадратичные ошибки σ .

не нашли корреляцию содержания Sc с T_{eff} , их значение $\rho(\text{Sc}-T_{\text{eff}}) = -0.03$ (64 звезды).

На рис. 4 представлены отношения $[Ca/Sc]$ отдельно для звезд с $\lg g \geq 4$ и $\lg g < 4$. Средние значения $[Ca/Sc]$ для полной выборки 54 звезд, 28 звезд с $\lg g \geq 4$ и 26 звезд с $\lg g < 4$ согласуются друг с другом: 0.41 ± 0.30 , 0.44 ± 0.30 и 0.37 ± 0.30 соответственно, хотя наблюдается большой разброс данных у звезд с близкими T_{eff} (а также близкими $[Fe/H]$ или $V \sin i$). Статистика мала, но есть основания предполагать, что у наиболее горячих звезд ($T_{\text{eff}} \gtrsim 9500$ K) процессы атомной диффузии протекают по-разному у звезд с разным $\lg g$ (разного возраста). Машонкина (2024) обратила внимание на постоянство $[Ca/Sc] \simeq 0.6-0.7$ у Am звезд и сделала вывод о том, что большое положительное значение $[Ca/Sc]$ — это признак Am звезд. Один из авторов этой статьи (М.Л.) должен признать свою неправоту. Причина в том, что вы-

борка Машонкиной (2024) включала 15 Am звезд, преимущественно, с $T_{\text{eff}} < 9500$ K, а три более горячие звезды имели $\lg g \geq 4.1$. В существенно более многочисленной выборке мы встречаем звезды с избытком железа и $[Ca/H] \simeq [Sc/H]$, т.е. с $[Ca/Sc]$ близким к 0.

4. СРАВНЕНИЕ С ДИФFUЗИОННЫМИ МОДЕЛЯМИ ЗВЕЗД ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

Поскольку поверхностное содержание элемента меняется со временем, то для сравнения с диффузионными моделями звезд мы взяли наблюдения Am звезд в рассеянных скоплениях известного возраста. Это скопления Плеяды (Pleiades), Ясли (Praesepse), Гиады (Hyades) и скопление в созвездии Волосы Вероники (Coma). Их возраст и металличность $[Fe/H]_0$ из каталога Нетопил и др. (2022) приведены в табл. 1. Мы предположили, что в каждом скоплении началь-

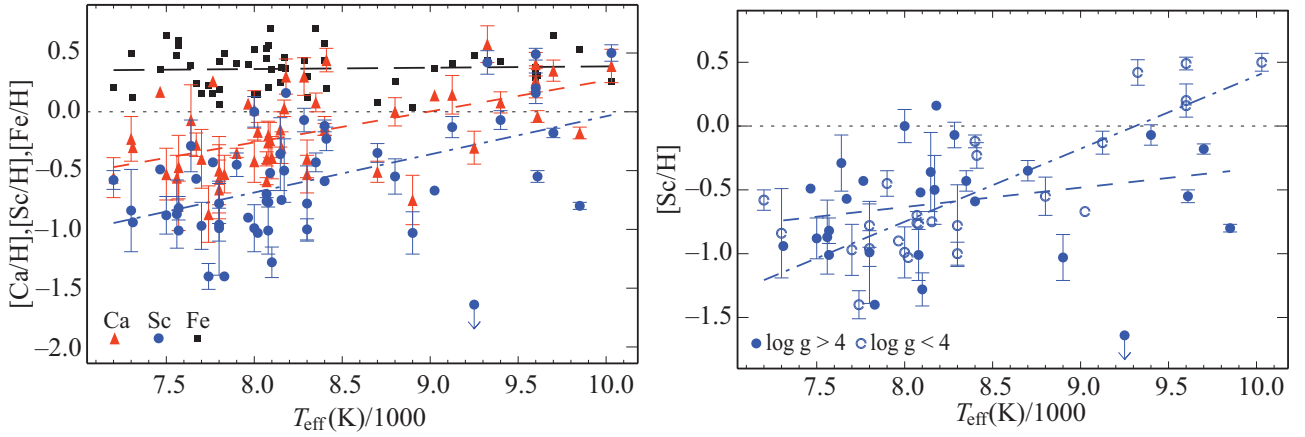


Рис. 3. Левая панель: не-ЛТР содержание $[Ca/H]$ (треугольники), $[Sc/H]$ (кружки) и $[Fe/H]$ (квадраты) у Ам звезд в зависимости от T_{eff} . Правая панель: $[Sc/H]$ в зависимости от T_{eff} для $lg g \geq 4$ (заполненные кружки) и $lg g < 4$ (незаполненные кружки). Линейная аппроксимация зависимостей показана штриховыми прямыми.

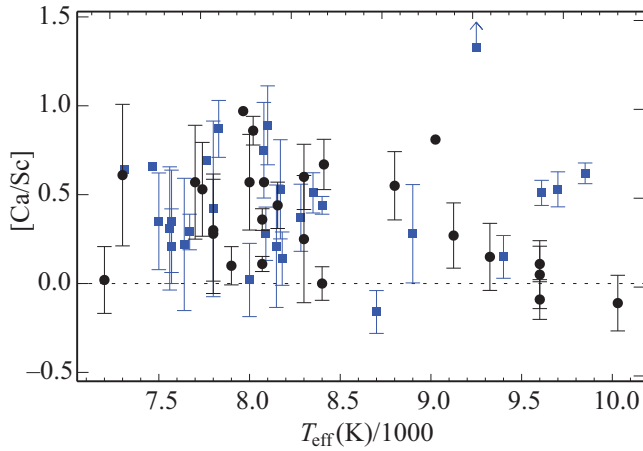


Рис. 4. Не-ЛТР отношение $[Ca/Sc]$ у Ам звезд в зависимости от T_{eff} . Квадраты и кружки соответствуют звездам с $lg g \geq 4$ и $lg g < 4$ соответственно.

ное содержание было $[Ca/H]_0 = [Sc/H]_0 = [Fe/H]_0$.

4.1. Диффузионные модели в литературе

Ришер и др. (2000) показали, что эволюционные расчеты с учетом атомной диффузии для звезд с массами $1.45\text{--}3.0 M_{\odot}$ предсказывают аккумуляцию железа в слоях с температурой $\sim 2 \times 10^5$ К (Z-bump в англоязычной литературе) и формирование конвективной зоны железа, в которой, как и в конвективных зонах водорода и гелия, происходит полное перемешивание вещества. Смыкаясь, три конвективные зоны образуют поверхностную зону перемешивания (SMZ = surface mixing zone). Следовательно, изменение поверхностного содержания какого-либо элемента по сравнению с первоначальным значением должно быть обусловлено процессами ниже зоны перемешивания. Диффузионные модели с учетом перемешивания в конвективных зонах SMZ предска-

зывают увеличение поверхностного содержания Fe и уменьшение содержания Ca и Sc по сравнению с первоначальными значениями, но эффекты намного больше, чем в наблюдениях Ам звезд. Для того чтобы уменьшить избыток Fe, Ришер и др. (2000) ввели в расчеты дополнительное перемешивание в зоне SMZ. Авторы называют это турбулентностью, и в рамках одномерной модели она рассчитывается как турбулентная диффузия с коэффициентом диффузии, содержащим множитель ω как свободный параметр.

Вик и др. (2010) исследовали влияние другого процесса — потери массы на поверхностные эффекты в диффузионных моделях.

На рис. 5 содержание Ca, Sc и Fe, наблюдаемое у Ам звезд в четырех скоплениях и взятое относительно начальных значений содержания, сравнивается с поверхностным содержанием в диффузионных моделях. Для Ca и Fe это турбулентные модели R1K-2 из расчетов Ришер и др. (2000, рис. 12, 14 и 16), в которых $\omega = 1000$ и диффузионными процессами охвачен поверхностный слой, масса которого относительно массы звезды составляет $lg(1 - M_r/M) \simeq -4.6$. Для скандия подобные модели были рассчитаны Хуэй-Бон-Хоа и др. (2022), но с $\omega = 50$ (RMT50) и 500 (RMT500) (см. рис. 6 в их статье). Мы рассматриваем также модели с потерей массы (mass loss, ML в обозначениях моделей), рассчитанные Вик и др. (2010) для Ca и Fe со скоростью потери массы $\dot{M} = 10^{-13} M_{\odot}/\text{год}$ (MLm13) и $2 \times 10^{-14} M_{\odot}/\text{год}$ (ML2m14) и Хуэй-Бон-Хоа и др. (2022) для Sc с $\dot{M} = 10^{-13} M_{\odot}/\text{год}$ (MLm13) и $10^{-14} M_{\odot}/\text{год}$ (MLm14).

Диффузионные модели строятся для определенных значений массы и возраста звезды. Массы звезд в рассеянных скоплениях не определялись, поэтому для сравнения теории и наблюдений мы используем соотношение $M - T_{\text{eff}}$ для звезд главной последовательности (ГП) из справочника Аллена (2000).

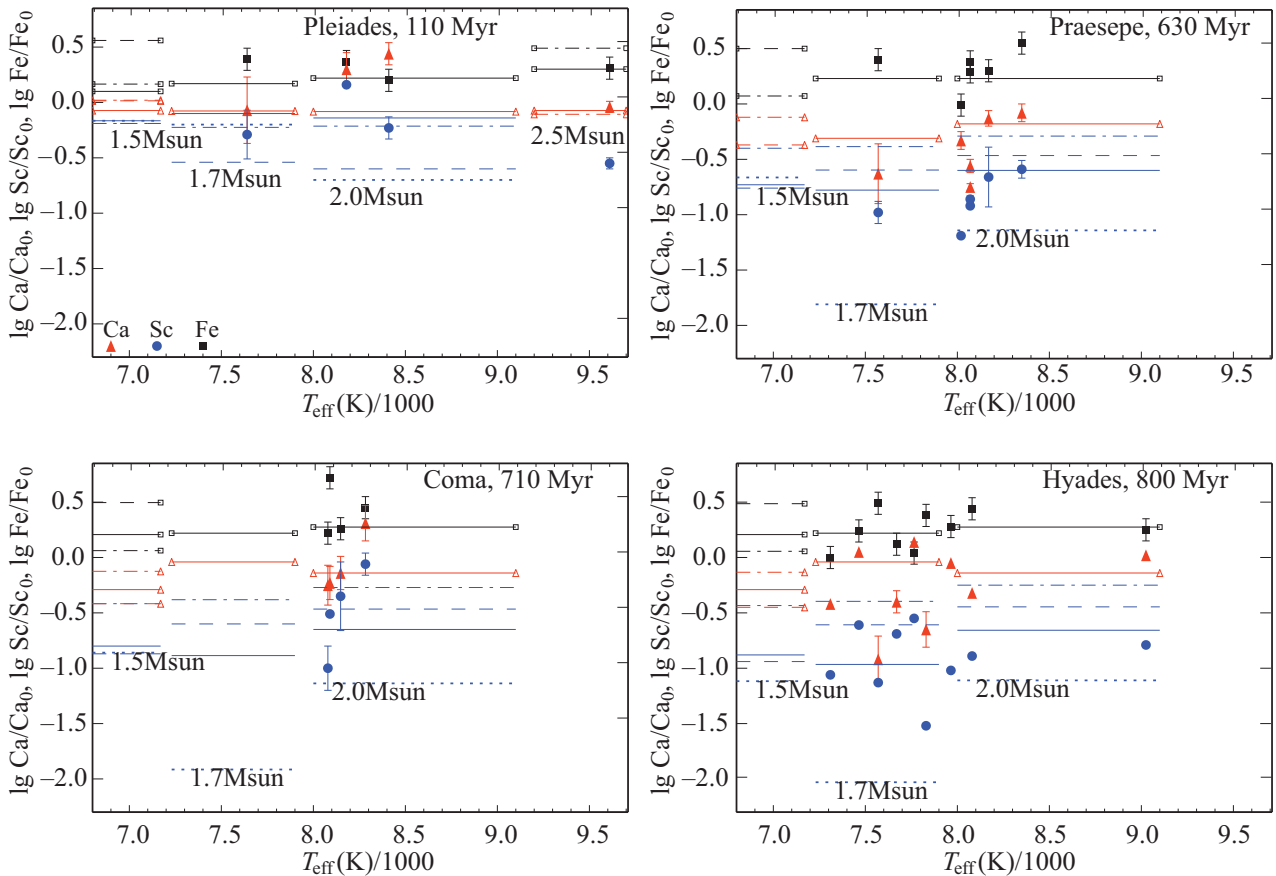


Рис. 5. Наблюдаемое изменение поверхностного содержания Ca (треугольники), Sc (кружки) и Fe (квадраты) относительно начальных значений у Am звезд в рассеянных скоплениях и диффузионные модели для разных звездных масс. Сплошная линия — модели R1K-2 (Ca, Fe) и RMT500 (Sc); пунктирная линия — RMT50 (Sc); штриховая линия — ML2m14 (Ca, Fe) и MLm14 (Sc); штрихпунктирная линия — MLm13 (Ca, Fe, Sc) (см. текст для обозначения диффузионных моделей).

Из анализа рис. 5 можно сделать следующие выводы.

- Для Fe турбулентные модели (R1K-2) очень слабо зависят от массы звезды при любом ее возрасте от 110 до 800 млн лет и удовлетворительно воспроизводят наблюдения.
- Для Ca и Sc турбулентные модели R1K-2 и RMT500 почти не зависят от массы звезды, пока она молодая (110 млн лет). У более старых моделей дефицит Sc уменьшается с ростом массы звезды (от которой зависит T_{eff} у непроэволюционировавших звезд). Такой же эффект получен для Ca в моделях 630 млн лет, но противоположный для более старых моделей.
- В области сравнения теории и наблюдений модели с потерей массы для Fe и Ca есть только для $M = 2.5M_{\odot}$ и 110 млн лет. Для Ca эта и турбулентная модели дают близкие результаты и воспроизводят наблюдения единственной имеющейся звезды. Для Fe турбулентная модель предпочтительнее, чем MLm13.
- Сравнить модели с потерей массы с турбулентными моделями можно только для Sc. Очевидно, что модель со слабой турбулентностью RMT50 предсказывает слишком большой дефицит Sc, который не наблюдается в звездах. Наблюдения самых молодых звезд (110 млн лет) одинаково хорошо воспроизводятся турбулентными моделями RMT500 и моделями с высокой потерей массы MLm13. Для более старых моделей включение потери массы ведет к заметно меньшему дефициту Sc по сравнению с турбулентными моделями, так что для скоплений Ясли и Гиady модели RMT500 лучше согласуются с наблюдениями, чем модели MLm13. С учетом разброса наблюдательных данных можно признать удовлетворительными также модели с малой потерей массы MLm14.

В целом, наблюдения Ca, Sc и Fe у Am звезд в рассеянных скоплениях удовлетворительно описываются турбулентными моделями с большим коэффициентом $\omega = 1000$ (Ca, Fe) и 500 (Sc). Хотя в некоторых слу-

чаях наблюдения звезд одного возраста демонстрируют большой разброс, и нельзя исключить полностью модели с потерей массы с $\dot{M} \sim 10^{-14} M_{\odot}/\text{год}$.

4.2. Результаты расчетов диффузионных моделей звезд

Для более детального сравнения с полученным в данной работе не-ЛТР содержанием химических элементов были проведены вычисления эволюции звезд ГП с массой $1.5 M_{\odot} \leq M \leq 3 M_{\odot}$ при начальных содержаниях гелия и металлов $Y = 0.28$ и $Z = 0.02$. Для этой цели была использована программа MESA версии r-23.05.1 (Джермин и др., 2019). Скорость генерации энергии и нуклеосинтез рассчитывались для сетки реакций, включающей 19 изотопов от ^1H до ^{59}Cu . Конвективное перемешивание звездного вещества рассматривалось по теории Бём-Витензе (1958) с отношением длины пути перемешивания к шкале высот по давлению $\alpha_{\text{MLT}} = 1.8$. Учет дополнительного перемешивания звездного вещества на границах конвективных зон проводился согласно работе Хервиг (2000) при значении параметра овершутинга $f_{\text{ov}} = 0.016$. Предполагалось, что в течение рассматриваемой стадии эволюции на ГП (т.е. при центральном содержании водорода $X(^1\text{H})_{\text{c}} > 10^{-4}$) потеря массы вследствие звездного ветра пренебрежимо мала.

Одновременно с решением уравнений звездной эволюции производились расчеты изменений радиального распределения концентраций химических элементов вследствие атомной диффузии. В используемой версии программы MESA рассмотрение атомной диффузии основывается на решении уравнений Бюргерса (1969), которые дополнены соотношениями, учитывающими действие лучистого давления (Ху и др., 2011). Вычисление лучистого давления выполнялось с помощью базы данных монокроматического коэффициента поглощения 17 химических элементов от водорода до никеля (Ситон, 2005). Решение уравнений Бюргерса проводилось для всех 19 химических элементов, составляющих сетку термоядерных реакций, тогда как эффект радиативного выталкивания рассматривался для атомов и ионов следующих 14 элементов: ^1H , ^4He , ^{12}C , ^{14}N , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{23}Na , ^{24}Mg , ^{27}Al , ^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca , ^{56}Fe и ^{58}Ni .

Из результатов проведенных вычислений следует, что появление внутри звезды слоев с избытком или дефицитом атомов какого-либо химического элемента зависит от положения максимума лучистого давления g_{rad} относительно границ конвективной зоны. Эта особенность иллюстрируется рис. 6, где приведены графики пространственного распределения кальция и железа в звезде с массой $M = 1.7 M_{\odot}$ при трех значениях возраста звезды: $t_{\text{ev}} = 2 \times 10^8$, 7×10^8 и 9.5×10^8 лет. Во внешних слоях рассматриваемых моделей звезд имеются две конвективных зоны. Внешняя конвективная зона охватывает слои ионизации водорода и гелия ($10^4 \text{ K} \lesssim T \lesssim 3 \times 10^4 \text{ K}$), тогда как внутренняя конвективная зона находится в сло-

ях с температурой $10^5 \text{ K} \lesssim T \lesssim 3 \times 10^5 \text{ K}$ и связана с максимумом непрозрачности элементов группы железа. Границы обеих конвективных зон схематически показаны в верхней части рис. 6.

Область $g_{\text{rad}} < g$ ($g = GM_r/r^2$ — ускорение свободного падения в слое радиуса r с лагранжевой координатой M_r) и падения содержания кальция на рис. 6 — это область, где Ca ионизован до Ne-подобного состояния — Ca XI (рис. 7), в котором он не может эффективно поглощать излучение, и гравитационное осаждение приводит к значительному уменьшению его содержания в этих слоях. В окрестности внешней границы внутренней конвективной зоны состояние ионизации Ca меняется, поглощение в линиях ионов кальция возрастает, и преобладает радиативное выталкивание. С течением времени содержание кальция в зоне конвективного перемешивания убывает вследствие его выгребания за пределы конвективной зоны.

У железа область Ne-подобного состояния находится намного глубже внутренней конвективной зоны, а в окрестностях ее нижней границы доминируют ионы Fe X–Fe XIII со сложной структурой энергетических состояний, и максимум лучистого давления обусловлен поглощением в их многочисленных линиях. Под действием лучистого давления атомы железа выталкиваются к нижней границе внутренней конвективной зоны, в которой возникает значительный избыток железа.

Из-за отсутствия данных по монокроматическому коэффициенту поглощения Sc в базе данных Opacity Project (Ситон, 2005) мы не можем дать количественные оценки содержания Sc. Но рис. 7 показывает, что ионизационное состояние Sc изменяется с глубиной так же, как для Ca. Доминирование Ne-подобного иона Sc XII в протяженной области $2.5 \times 10^5 \text{ K} < T < 5 \times 10^5 \text{ K}$ должно привести к падению содержания Sc в этой области и дефициту Sc на поверхности, как в случае Ca.

Рисунок 8 иллюстрирует зависимость профилей содержания Ca и Fe от массы звезды. Представлены две модели с $M = 1.5$ и $2.2 M_{\odot}$ и одинаковым возрастом 800 млн. лет. Диффузионными процессами охвачены поверхностные слои, масса которых составляет $\sim 10^{-3}$ массы звезды. Железо аккумулируется в слоях с $1.5 \times 10^5 \text{ K} < T < 2.5 \times 10^5 \text{ K}$. На поверхности обе модели предсказывают избыток Fe относительно начального значения, но он значительно больше в модели с большей массой. Содержание Ca показывает резкое падение в области $-7 < \lg(1 - M_r/M) < -5$, примерно на 6 и 2 порядка величины в моделях 1.5 и $2.2 M_{\odot}$. На поверхности модель $1.5 M_{\odot}$ предсказывает значительный дефицит кальция: $\lg \text{Ca}/\text{Ca}_0 = -0.78$, тогда как в модели $2.2 M_{\odot}$ поверхностное содержание Ca близко к солнечному.

Сравнение с наблюдениями. Эволюционное изменение поверхностного содержания Ca и Fe в моделях

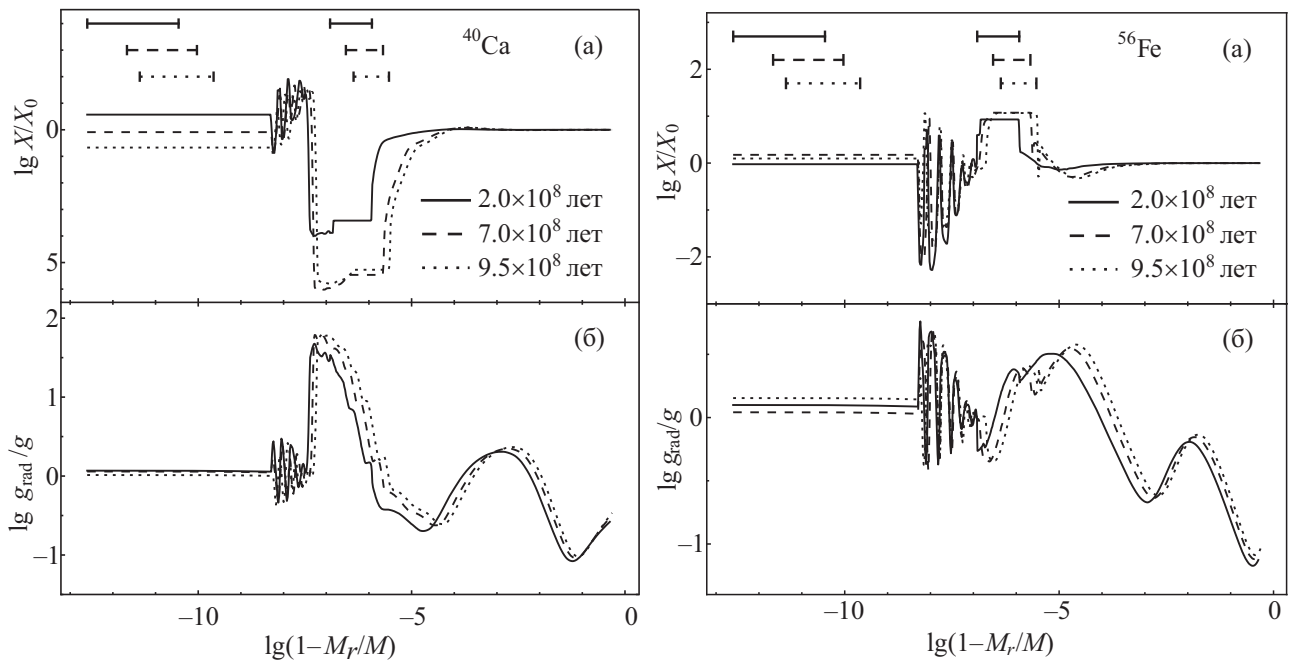


Рис. 6. Отношения содержаний кальция (левая панель) и железа (правая панель) к их первоначальным значениям (а) и отношения радиативного ускорения атомов кальция (левая панель) и железа (правая панель) к ускорению силы тяжести (б) в зависимости от лагранжевой массовой координаты для моделей эволюционной последовательности $M = 1.7M_{\odot}$ с возрастом 2.0×10^8 лет (сплошные кривые), 7.0×10^8 лет (штриховые кривые) и 9.5×10^8 лет (пунктирные кривые). В верхней части рисунка схематически показаны границы зон конвективного перемешивания.

с массами от 1.5 до $2.5 M_{\odot}$ показано на рис. 9 в сравнении с наблюдаемым содержанием у Am звезд в рассеянных скоплениях разного возраста. Поскольку массы Am звезд неизвестны, то можно сделать вывод о согласии теории и наблюдений для каждого из скоплений. Но ситуация различна для молодого скопления Pleiades (110 млн лет) и остальных трех скоплений с возрастом более 600 млн лет. У каждого из более старых скоплений анализ содержания Ca, и Fe указывает на одинаковый диапазон масс звезд — от 1.7 до $2.2 M_{\odot}$ для Coma и от 1.5 до $2.2 M_{\odot}$ для Praesepe и Hyades. Но разные звездные массы требуются для описания содержания Ca и Fe у звезд в скоплении Pleiades: наименее массивные с $M = 1.5, 1.7 M_{\odot}$ для Ca и, наоборот, наиболее массивные с $M > 2 M_{\odot}$ для Fe.

4.3. Сириус: сравнение с диффузионными моделями

Возможно, наиболее хорошо изученной Am звездой является Сириус. Могут ли диффузионные модели объяснить его наблюдаемый химический состав? Рис. 10 представляет содержание 18 элементов от He до Ni по данным Романовская и др. (2023) и Машонкина (2024, только Sc). Из них, содержание 13 элементов получено на основе не-ЛТР расчетов. Для V, Cr, Mn, Co и Ni есть только ЛТР содержание, но не-ЛТР поправки, вероятно, малы и близки к средней разнице $\lg \epsilon_{NLTE} - \lg \epsilon_{LTE} = -0.01$ dex, которая рассчитана для Fe.

Масса Сириуса $M = 2.143M_{\odot}$ и масса второго компонента системы — белого карлика (БК) — были определены Гейтвуд, Гейтвуд (1978). С учетом продолжительности эволюции, предшествующей стадии БК, и времени остывания БК Ришер и др. (2000) оценили возраст Сириуса в 200–300 млн лет. Поэтому для сравнения с наблюдениями мы выбрали турбулентные модели R1K-2 (Ришер и др., 2000; He–Ni, кроме Sc) для $M = 2.2M_{\odot}$ и возраста 300 млн лет и RMT500 (Хуэй-Бон-Хоа и др., 2022; Sc) для $M = 2.0M_{\odot}$ и 300 млн лет, а также модели с потерей массы ML5m14 и MLm13 (Вик и др., 2010; He–Ni, кроме Sc; $2.5M_{\odot}$, 250 млн лет) и MLm14 и MLm13 (Хуэй-Бон-Хоа и др., 2022; Sc; $2.0M_{\odot}$, 250 млн лет). Как следует из рис. 10, турбулентная модель согласуется с наблюдаемым содержанием лишь для части элементов — He, N, O, Mg, Al, Si, S (большая ошибка наблюдений), Ca, Mn, Co (большая ошибка наблюдений) и Ni и только в пределах ± 0.2 dex. Модели с потерей массы тоже не могут описать содержание всех элементов. По сравнению с турбулентной моделью, они предпочтительнее для C, Na, Sc, Ti, V, Cr и Fe.

Для $M = 2 M_{\odot}$ и возраста 250 млн лет расчеты с MESA дают поверхностное содержание $\lg Ca/Ca_0 = 0.74$ и $\lg Fe/Fe_0 = 0.31$, в то время как у Сириуса содержание Ca намного ниже — $[Ca/H] = -0.18$, а содержание Fe выше — $[Fe/H] = 0.53$.

Сравнение диффузионных моделей Ришер и др.

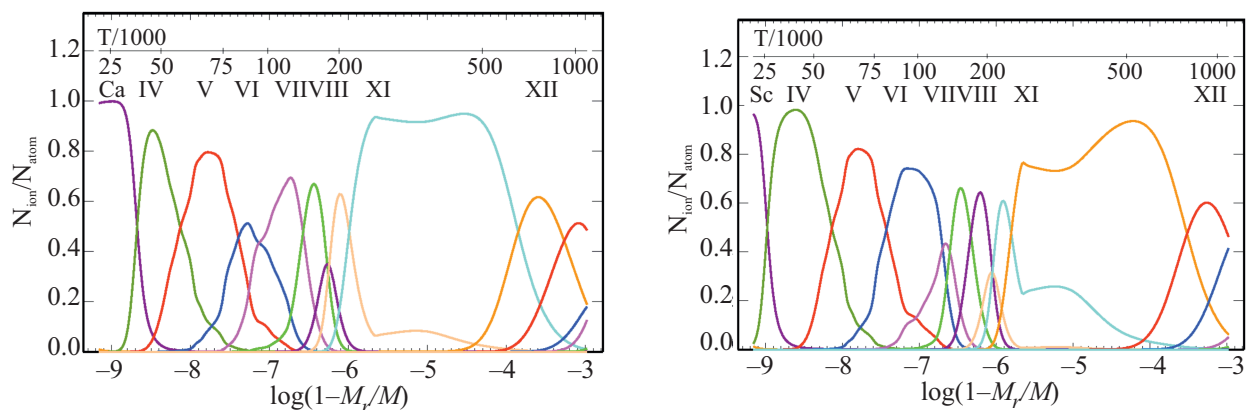


Рис. 7. Отношение концентрации ионов Ca и Sc к полному числу атомов данного элемента как функция глубины $\lg(1 - M_r/M)$ в модели звезды с $M = 1.7 M_\odot$ и возрастом 700 млн лет.

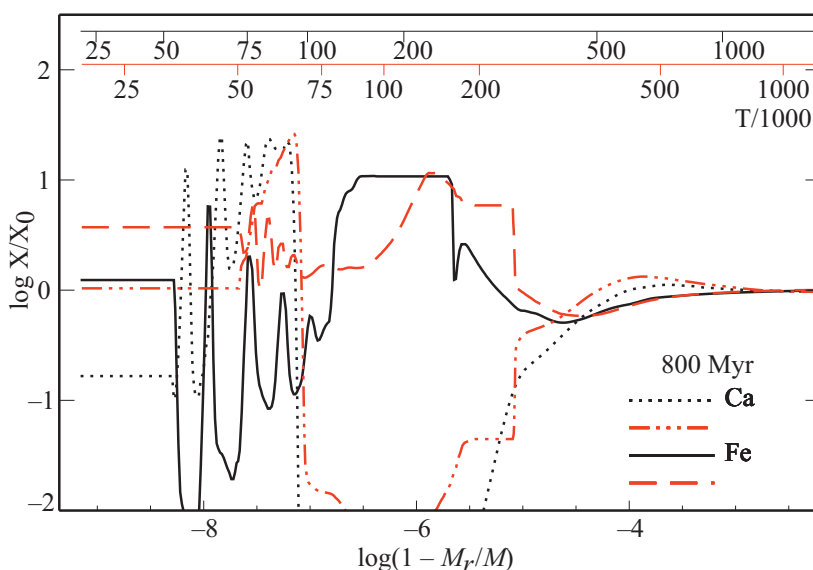


Рис. 8. Отношение содержания Ca и Fe к их первоначальным значениям как функция глубины $\lg(1 - M_r/M)$ в моделях звезд с $M = 1.5$ и $2.2 M_\odot$ одинакового возраста 800 млн лет. Начальный химический состав — солнечный. Пунктирная и штриховая с тремя точками кривые соответствуют Ca в моделях с $M = 1.5$ и $2.2 M_\odot$. Для Fe соответствующие кривые — сплошная и штриховая.

(2000) и Вик и др. (2010) с наблюдательными данными для Сириуса проводилось ранее Ришер и др. (2000), Ландстрит (2011), Мишо и др. (2011). Используя ЛТР содержание элементов от Ne до Ni (Ландстрит, 2011; Мишо и др., 2011) сделали вывод, что, за исключением N и Na, диффузионные модели воспроизводят наблюдения в пределах 2σ . Отметим, что для C Ландстрит (2011) получил большую ошибку $\sigma \approx 0.25$ dex. Авторы всех трех работ предположили, что остающиеся расхождения между наблюдениями и диффузионными моделями обусловлены загрязнением атмосферы Сириуса продуктами нуклеосинтеза в более массивном компаньоне, который сейчас наблюдается как белый карлик.

Используя наши данные о содержании элемен-

тов в атмосфере Сириуса, рассмотрим, насколько вероятно гипотеза о влиянии переноса массы с проэволюционировавшего компаньона на содержание C, N, O. Ландстрит (2011) оценил начальную массу компаньона как $\sim 6 M_\odot$. В процессе эволюции такая звезда могла пройти через этап выноса продуктов CNO-цикла на поверхность с дефицитом C и избытком N. Именно такое явление наблюдается в атмосферах В-сверхгигантов (Пшибилла и др., 2010), но, в соответствии с предсказаниями теории, сумма наблюдаемого содержания C + N + O в продуктах CNO-цикла равна начальной сумме содержания этих элементов. У Сириуса $\lg \epsilon(C + N + O) = 8.65$, что меньше солнечного значения на 0.3 dex. Поэтому содержание C, N, O у Сириуса не может быть объяснено переносом

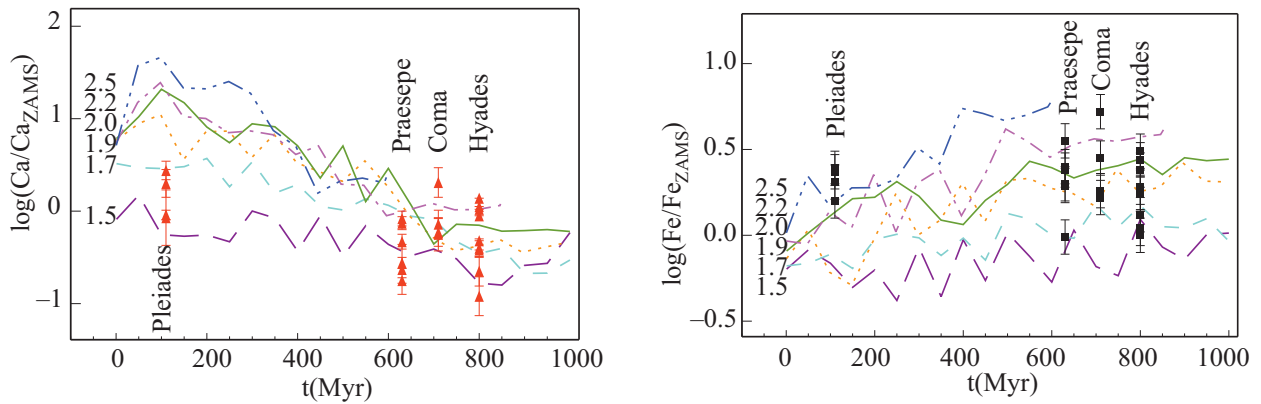


Рис. 9. Наблюдаемое содержание Ca (левая панель, треугольники) и Fe (правая панель, квадраты) в атмосферах Am звезд относительно начальных значений в родительских рассеянных скоплениях в сравнении с изменением с возрастом поверхностного содержания Ca и Fe в моделях разных звездных масс, рассчитанных по программе MESA. Кривые разного типа соответствуют массам $M = 1.5$ (длинный штрих), 1.7 (короткий штрих), 1.9 (пунктир), 2.0 (сплошная), 2.2 (штрихпунктир) и $2.5 M_{\odot}$ (штрих с тремя точками).

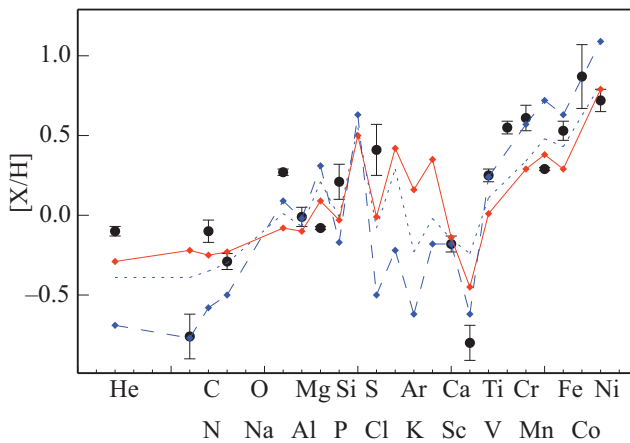


Рис. 10. Содержание химических элементов у Сириуса (кружки) и диффузионные модели: турбулентные модели R1K-2 и RMT500 (сплошная линия) и модели с потерей массы ML5m14 и MLm14 (штриховая линия), MLm13 (пунктирная линия). Ссылки и пояснения см. в тексте.

звездным ветром продуктов CNO-цикла со второго компонента, когда он был сверхгигантом. Для того, чтобы объяснить большой дефицит углерода в атмосфере Сириуса — $[C/H] = -0.69$ (Машонкина и др., 2020) переносом массы со второго компонента, когда он был на стадии асимптотической ветви гигантов, нужно предположить, что на этой стадии происходит разрушение, а не синтез углерода. Отметим также, что содержание элементов s-процесса (Sr, Y, Zr, Ba) у Сириуса не выше, чем у других Am звезд (Романовская и др., 2023).

Отмеченная выше проблема воспроизведения содержания Ca и Fe у звезд молодого скопления Плеяды может касаться и Сириуса. Вероятно, физика процессов, участвующих в разделении химических элемен-

тов, сложнее, чем та, что включена в современные модели. Например, звезда St1612 является членом рассеянного скопления Stock 16, возраст которого Нетопил и др. (2014) оценивают в 4–6 млн лет, но уже обнаруживает явные признаки Am звезды с $[Fe/H] = 0.44$, $[Ca/H] = -0.15$ и $[Sc/H] = -0.59$.

5. ВЫВОДЫ

Опираясь на каталог Газарян и др. (2018) и используя другие литературные источники, мы сформировали выборку 54 Am звезд и получили однородную систему содержания Ca и Sc с учетом отклонений от ЛТР. Анализ спектра звезды HD 95608 из архива UVES/VLT2 подтверждает экстремально низкое содержание Sc, и верхний предел определен нами как $[Sc/H] \leq -1.64$ (не-ЛТР). При этом звезда имеет типичное для Am звезд содержание Ca и Fe.

Статистический анализ выявил корреляцию содержания Ca и Sc с T_{eff} , коэффициенты ранговой корреляции Спирмена составляют $\rho(\text{Ca}-T_{\text{eff}}) = 0.54$ и $\rho(\text{Sc}-T_{\text{eff}}) = 0.46$. У звезд с $\lg g < 4$ содержание как Ca, так и Sc растет с ростом T_{eff} быстрее, чем у звезд с $\lg g \geq 4$. Избыток Fe относительно солнечного содержания в среднем одинаковый во всем диапазоне $7200 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 10\,030 \text{ K}$. Отклонения в содержании Ca и Sc от солнечных значений не коррелируют с $[Fe/H]$ и скоростью вращения звезды.

Am звезды демонстрируют, в среднем, более высокое содержание $[Ca/H]$ по сравнению со $[Sc/H]$ и $[Ca/Sc] = 0.41 \pm 0.30$. Разброс значений $[Ca/Sc]$ у звезд с близкими параметрами (T_{eff} , или $[Fe/H]$, или $V \sin i$) велик, но есть намек на систематическую разницу между звездами с $\lg g \geq 4$ и $\lg g < 4$ при самых высоких температурах ($>9500 \text{ K}$). У звезд с $\lg g \geq 4$ сохраняется дефицит скандия в атмосфере, хотя он и уменьшается по сравнению с более холодными звез-

дами, и $[Ca/Sc] \sim 0.5$. У звезд, продвинувшихся дальше на эволюционном пути ($\lg g < 4$), химическое разделение элементов приводит примерно к одинаковому избытку Ca, Sc и Fe в поверхностных слоях.

С использованием программы MESA проведены эволюционные расчеты с учетом атомной диффузии для звездных масс $1.5\text{--}3.0 M_{\odot}$. Сравнение с наблюдаемым содержанием Ca и Fe у Am звезд в рассеянных скоплениях показало, что для скоплений с возрастом более 600 млн лет (Praesepere, Coma, Hyades) теория правильно предсказывает изменение поверхностного содержания в результате атомной диффузии и нет необходимости во введении дополнительных механизмов сепарации или перемешивания вещества. Для молодых Am звезд в скоплении Pleiades (110 млн лет) модели разных масс требуются для описания содержания Ca и Fe.

Для тех же скоплений проведено сравнение содержания Ca, Sc и Fe у Am звезд с диффузионными моделями, имеющимися в литературе: турбулентными моделями Ришер и др. (2000) для Ca и Fe и Хуэй-Бон-Хоа и др. (2022) для Sc, а также моделями с потерей массы Вик и др. (2010) для Ca и Fe и Хуэй-Бон-Хоа и др. (2022) для Sc. Можно сделать следующие выводы. Содержание Fe у Am звезд разного возраста и разной массы воспроизводится турбулентными моделями с большим значением свободного параметра $\omega = 10^3$. Те же модели предсказывают почти постоянное содержание Ca у звезд одного возраста, независимо от их массы. Но в каждом скоплении наблюдается значительный разброс данных даже у звезд с близкими $T_{\text{eff}}/\lg g$ — более 0.5 dex, поэтому лишь для половины звезд модели согласуются с наблюдениями. В содержании Sc наблюдается почти такой же разброс данных, как и для Ca, но вывод о предпочтительности турбулентных моделей с $\omega = 500$ по сравнению с моделями с потерей массы — более уверенный. Для того, чтобы с моделями с потерей массы воспроизвести наблюдения Sc у молодых звезд в скоплении Pleiades, \dot{M} должна быть $\sim 10^{-13} M_{\odot}$. Для более старых звезд в скоплениях Praesepere и Hyades \dot{M} должна быть на порядок ниже.

Ни одна из диффузионных моделей, соответствующих массе и возрасту хорошо изученной Am звезды Сириус, не воспроизводит наблюдаемую у нее кривую распространенности элементов от He до Ni. Гипотеза о влиянии переноса массы с проэволюционировавшего компаньона на химический состав Сириуса представляется маловероятной.

Гравитационное осаждение и конкурирующий процесс, связанный с радиативным давлением, — это основной механизм возникновения химических аномалий в атмосферах Am звезд. И все-таки диффузионные модели, особенно для молодых звезд, нуждаются в дополнении и уточнении процессов, участвующих в разделении химических элементов в поверхностных слоях. Полученная в этой работе

однородная система содержания кальция и скандия у представительной выборки Am звезд может быть использована для тестирования будущих, более сложных моделей химической пекулярности Am звезд.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Абт, Мойд (H.A. Abt and K.I. Moyd), *Astrophys. J.* **182**, 809 (1973).
2. Абт, Моррель (H.A. Abt and N.I. Morrell), *Astrophys. J. Suppl.* **99**, 135 (1995).
3. Адельман (S.J. Adelman), *MNRAS* **266**, 97 (1994).
4. Адельман (S.J. Adelman), *MNRAS* **280**, 130 (1996).
5. Адельман (S.J. Adelman), *MNRAS* **310**, 146 (1999).
6. Адельман и др. (S.J. Adelman, H. Caliskan, D. Kocer, and C. Bolcal), *MNRAS* **288**, 470 (1997).
7. Адельман и др. (S.J. Adelman, H. Caliskan, T. Cay, D. Kocer, and H.G. Tektunali), *MNRAS* **305**, 591 (1999).
8. Адельман и др. (S.J. Adelman, A.F. Gulliver, and R.J. Heaton), *Publ. Astron. Soc. Pacific* **127**, 58 (2015).
9. Адельман и др. (S.J. Adelman, K.Yu, and A.F. Gulliver), *Astron. Nachr.* **332**, 153 (2011).
10. Аллен (Allen's Astrophysical Quantities, 4th Edition, A.N. Cox Editor), AIP Press, Springer (2000).
11. Башек, Слеттебак (B. Baschek and A. Slettebak), *Astron. Astrophys.* **207**, 112 (1988).
12. Бём-Витензе (E. Böhm-Vitense), *Zeitschrift für Astrophys.* **46**, 108 (1958).
13. Бюргерс (J.M. Burgers), *Flow equations for composite gases* (Academic Press, New York and London, 1969).
14. Варенне, Монье (O. Varenne and R. Monier), *Astron. Astrophys.* **351**, 247 (1999).
15. Венн, Ламберт (K.A. Venn and D.L. Lambert), *Astrophys. J.* **363**, 234 (1990).
16. Вик и др. (M. Vick, G. Michaud, J. Richer, and O. Richard), *Astron. Astrophys.* **521**, A62 (2010).
17. Газарян и др. (S. Ghazaryan, G. Alecian, and A.A. Hakobyan), *MNRAS* **480**, 2953 (2018).
18. Гейтвуд, Гейтвуд (G.D. Gatewood and C.V. Gatewood), *Astrophys. J.* **225**, 191 (1978).
19. Гебран, Монье (M. Gebran and R. Monier), *Astron. Astrophys.* **483**, 567 (2008).
20. Гебран и др. (M. Gebran, R. Monier, and O. Richard), *Astron. Astrophys.* **479**, 189 (2008).
21. Гебран и др. (M. Gebran, M. Vick, R. Monier, and L. Fossati), *Astron. Astrophys.* **523**, A71 (2010).
22. Джермин и др. (A.S. Jermyn, E.B. Bauer, J. Schwab, R. Farmer, W.H. Ball, E.P. Bellinger, A. Dotter, M. Joyce, P. Marchant, J.S.G. Mombarg, W.M. Wolf, W.T.L. Sunny, G.C. Cinquegrana, E. Farrell, R. Smolec, A. Thoul, M. Cantiello, F. Herwig, O. Toloza, L. Bildsten, R.H.D. Townsend, and F.X. Timmes), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **243**, 10 (2019).
23. Калискан, Адельман (H. Caliskan and S.J. Adelman), *MNRAS* **288**, 501 (1997).
24. Кастелли, Хубриг (F. Castelli and S. Hubrig), *Astron. Astrophys.* **425**, 263 (2004).

25. Кампилио и др. (B. Campilho, M. Deal M., and D. Bossini), *Astron. Astrophys.* **659**, A162 (2022).
26. Катанзаро и др. (G. Catanzaro, C. Colombo, C. Ferrara, and M. Giarrusso), *MNRAS* **515**, 4350 (2022).
27. Киликоглу и др. (T. Kılıçoğlu, R. Monier, J. Richer, L. Fossati, and B. Albayrak), *Astron. J.* **151**, 49 (2016).
28. Конти (P.S. Conti), *Publ. Astron. Soc. Pacific* **82**, 781 (1970).
29. Кочухов (O. Kochukhov), *Astrophysics Source Code Library, record ascl:1805.015* (2018).
30. Ландстрит (J. D. Landstreet), *Astron. Astrophys.* **528**, A132 (2011).
31. ЛеБлан и др. (F. LeBlanc, V. Khalack, B. Yameogo, C. Thibeault, and I. Gallant), *MNRAS* **453**, 3766 (2015).
32. Лоддерс (K. Lodders), *Space Sci. Rev.* **217**, id.44 (2021).
33. Лоулер, Дакин (J. E. Lawler and J. T. Dakin), *J. Opt. Soc. Am. B* **6**, 1457 (1989).
34. Лоулер и др. (J.E. Lawler, Hala, C. Sneden, G. Nave, M.P. Wood, and J.J. Cowan), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **241**, 21 (2019).
35. Машонкина (L. Mashonkina), *MNRAS* **527**, 8234 (2024).
36. Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Ryabchikova, S. Alexeeva, T. Sitnova, and O. Zatsarinny), *MNRAS* **499**, 3706 (2020).
37. Мишо (G. Michaud), *Astrophys. J.* **160**, 641 (1970).
38. Мишо и др. (G. Michaud, J. Richer, M. Vick), *Astron. Astrophys.* **534**, A18 (2011).
39. Морель, Лебретон (P. Morel and Y. Lebreton), *Astrophys. Space Sci.* **316**, 61 (2008).
40. Нетопил и др. (M. Netopil, L. Fossati, E. Paunzen, K. Zwintz, O. I. Pintado, and S. Bagnulo), *MNRAS* **442**, 3761 (2014).
41. Нетопил и др. (M. Netopil, I. A. Oralhan, H. Çakmak, R. Michel, and Y. Karataş), *MNRAS* **509**, 421 (2022).
42. Нимчура и др. (E. Niemczura, S.J. Murphy, B. Smalley, K. Uytterhoeven, A. Pigulski, H. Lehmann, D.M. Bowman, G. Catanzaro, E. van Aarle, S. Bloemen, M. Briquet, P. De Cat, D. Drobek, L. Eyer, J.F.S. Gameiro, N. Gorlova, K. Kamiński, P. Lampens, P. Marcos-Arenal, P.I. Pápics, B. Vandenbussche, H. Van Winckel, M. Stęślicki, and M. Fagas), *MNRAS* **450**, 2764 (2015).
43. Пакстон и др. (B. Paxton, J. Schwab, E.V. Bauer, L. Bildsten, S. Blinnikov, P. Duffell, R. Farmer, J.A. Goldberg, P. Marchant, E. Sorokina, A. Thoul, R.H.D. Townsend, and F.X. Timmes), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **234**, 34 (2018).
44. Пахомов и др. (Пахомов Ю.В., Рябчикова Т.А., Пискунов Н.Е.), *Письма в Астрон. Журн.* **63**, 1010 (2019).
45. Престон (G.W. Preston), *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **12**, 257 (1974).
46. Пшибилла и др. (N. Przybilla, M. Firnstein, M.F. Nieva, G. Meunet, A. Maeder), *Astron. Astrophys.* **517**, A38 (2010).
47. Ренсон, Манфройд (P. Renson and J. Manfroid), *Astron. Astrophys.* **498**, 961 (2009).
48. Ришер и др. (J. Richer, G. Michaud, and S. Turcotte), *Astrophys. J.* **529**, 338 (2000).
49. Ройер и др. (F. Royer, J. Zorec, and A.E. Gómez), *Astron. Astrophys.* **463**, 671 (2007).
50. Ройер и др. (F. Royer, M. Gebran, R. Monier, S. Adelman, B. Smalley, O. Pintado, A. Reiners, G. Hill, and A. Gulliver), *Astron. Astrophys.* **562**, A84 (2014).
51. Романовская и др. (A. Romanovskaya, T. Ryabchikova, Yu. Pakhomov, S. Korotin, and T. Sitnova), *MNRAS* **525**, 3386 (2023).
52. Рябчикова и др. (T. Ryabchikova, N. Piskunov, R.L. Kurucz, H.C. Stempels, U. Heiter, Y. Pakhomov, and P.S. Barklem), *Phys. Scr.* **90**, 054005 (2015).
53. Ситнова и др. (T.M. Sitnova, L.I. Mashonkina, and T.A. Ryabchikova), *MNRAS* **477**, 3343 (2018).
54. Ситон (M.J. Seaton), *MNRAS* **362**, L1 (2005).
55. Спирмен (C. Spearman), *Am. J. Psychol.* **15**, 72 (1904).
56. Траст и др. (O. Trust, L. Mashonkina, E. Jurua, P. De Cat, V. Tsybmal, and S. Joshi), *MNRAS* **524**, 1044 (2023).
57. Туркот и др. (S. Turcotte, J. Richer, G. Michaud, C.A. Iglesias, and F.J. Rogers), *Astrophys. J.* **504**, 539 (1998).
58. Уотсон (W.D. Watson), *Astrophys. J.* **162**, L45 (1970).
59. Фолсом и др. (C.P. Folsom, O. Kochukhov, G.A. Wade, J. Silvester, and S. Bagnulo), *MNRAS* **407**, 2383 (2010).
60. Фолсом и др. (C.P. Folsom, G.A. Wade, and N.M. Johnson), *MNRAS* **433**, 3336 (2013).
61. Фоссати и др. (L. Fossati, S. Bagnulo, R. Monier, S.A. Khan, O. Kochukhov, J. Landstreet, G. Wade, and W. Weiss), *Astron. Astrophys.* **476**, 911 (2007).
62. Халак и Леблан (V. Khalack and F. LeBlanc), *Astron. J.* **150**, id. 2 (2015).
63. Хервиг (F. Herwig), *Astron. Astrophys.* **360**, 952 (2000).
64. Ху и др. (H. Hu, C.A. Tout, E. Glebbeek and M.A. Dupret), *MNRAS* **418**, 195 (2011).
65. Хуэй-Бон-Хоа и др. (A. Hui-Bon-Hoa, C. Burkhardt, and G. Alecian), *Astron. Astrophys.* **323**, 901 (1997).
66. Хуэй-Бон-Хоа и Алесьян (A. Hui-Bon-Hoa and G. Alecian), *Astron. Astrophys.* **332**, 224 (1998).
67. Хуэй-Бон-Хоа и др. (A. Hui-Bon-Hoa, G. Alecian, and F. LeBlanc), *Astron. Astrophys.* **668**, A6 (2022).
68. Цымбал и др. (V. Tsybmal, T. Ryabchikova, and T. Sitnova), in Kudryavtsev D.O., Romanyuk I.I., Yakunin I.A., eds, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.* **518**. Physics of Magnetic stars, San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 247 (2019).
69. Яшек, Яшек (M. Jасhek and C. Jасhek), *Astron. J.* **62**, 343 (1957).