

УДК 524.6:524.47-32/36

ШАРОВЫЕ ЗВЁЗДНЫЕ СКОПЛЕНИЯ В ГАЛАКТИКЕ: ХИМИЧЕСКИЙ СОСТАВ VS КИНЕМАТИКА

© 2019 В. А. Марсаков^{1*}, В. В. Коваль^{1**}, М. Л. Гожа^{1***}¹ Южный федеральный университет, Ростов-на-Дону, 344000 Россия

Поступила в редакцию 18 марта 2019 года; после доработки 8 июля 2019 года; принята к публикации 8 июля 2019 года

Выполнен комплексный статистический анализ связей между химическими и пространственно-кинематическими параметрами шаровых звездных скоплений Галактики. Данные авторского компилятивного каталога содержат астрофизические параметры для 157 скоплений и относительные содержания α -элементов для 69 скоплений. Для 121 скопления данные дополнены пространственно-кинематическими параметрами, взятыми из литературных источников. Обсуждается феномен покраснения горизонтальных ветвей малометаллических аккрецированных шаровых скоплений. Рассматривается противоречие между критериями принадлежности скоплений к подсистемам толстого диска и гало по химическим и кинематическим свойствам. Заключается оно в том, что, независимо от принадлежности к галактическим подсистемам по кинематике, почти все металлические ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$) скопления располагаются близко к центру и плоскости Галактики, тогда как среди менее металлических из обеих подсистем много далеких. Различия в содержаниях α -элементов у звездных объектов Галактики и окружающих ее маломассивных карликовых галактик-спутников подтверждают известное заключение о том, что все шаровые скопления и звезды поля аккрецированного гало являются остатками галактик более высокой массы, чем нынешнее окружение Галактики. Возможным исключением является далекое малометаллическое скопление с низкими относительными содержаниями α -элементов Rup 106.

Ключевые слова: *Галактика: структура — шаровые скопления: общее*

1. ВВЕДЕНИЕ

Шаровые звездные скопления являются одними из старейших объектов в Галактике, и поэтому вызывают сильнейший интерес в связи возможностью понять, как происходили формирование и ранняя эволюция Млечного Пути. До недавнего времени все шаровые скопления принято было считать типичными представителями собственно галактического гало, то есть образовавшимися из единого протогалактического облака на начальных этапах формирования Галактики. Однако впоследствии было показано, что часть скоплений, скорее всего, попала в нашу Галактику из распавшихся галактик-спутников. Это открытие по времени примерно совпало с возникновением теории, согласно которой массивные галактики, подобные нашей, формируются на ранних этапах своей эволюции в результате непрерывной аккреции карликовых галактик. В работе [1] мы приводим список, содержащий 22 предположительно

аккрецированных скопления, и ссылки на работы, в которых это утверждается. Среди них десять скоплений, потерянных карликовой галактикой Стрелец (Sgr), семь скоплений — галактикой Большой Пес (SMa) и пять скоплений — другими галактиками-спутниками.

Характерной особенностью таких скоплений оказался феномен аномально покрасневших горизонтальных ветвей, не соответствующих их малой металличности, и зачастую большие удаления от галактического центра. Избыток звезд на красной части горизонтальной ветви при малой металличности появляется в случае более молодого возраста скопления, поэтому их вначале посчитали «молодыми». Именно по этим признакам их выделяли, когда хотели исследовать подробнее. Принято считать, что такие скопления образуют подсистему, которую, согласно выбираемому доминантному признаку, называют «молодое гало», «внешнее гало» или «аккрецируемое гало» (см., например, работу [2] и ссылки в ней). Но и оставшиеся генетически связанные скопления, образовавшиеся, как полагают, из единого протогалактического облака, разделяют на две подсистемы: толстый диск и собственно гало. Разделение обусловлено

*E-mail: marsakov@sfnedu.ru

**E-mail: vvkoval@sfnedu.ru

***E-mail: gozha_marina@mail.ru

распределением скоплений по металличности, которое обнаруживает резкий провал в окрестности $[Fe/H] \approx -1.0$ (см., например, статьи [2, 3]). При этом более богатые металлами скопления считаются представителями подсистемы толстого диска Галактики.

Долгое время полагали, что образование всех звезд в каждом скоплении происходило одновременно, и поэтому содержания всех химических элементов в звездах должны соответствовать содержаниям в первичных протооблаках этих скоплений. Но потом выяснили, что во всех скоплениях происходило самообогащение, что изменяло содержания некоторых химических элементов (см., например, работу [4] и ссылки в ней). В основном оказались искаженными содержания только тех химических элементов, которые участвуют в реакциях протонных захватов, происходящих в гидростатических процессах горения гелия в центре или в слоевых источниках гигантов асимптотической ветви. Главным образом эти процессы уменьшили в гигантах асимптотической ветви (AGB) относительные содержания первичных α -элементов (кислорода и в меньшей степени магния) и увеличили — натрия и алюминия. При сбросе оболочки такой звездой на более поздних стадиях эволюции эти элементы попадают в межзвездную среду скопления. В итоге новые поколения звезд в нем оказываются с измененным химическим составом. Средние содержания остальных химических элементов в звездах скоплений остаются практически первичными (см., например, статью [5] и ссылки в ней). Это позволяет нам использовать эти содержания для понимания эволюции Галактики на ранних этапах ее формирования.

Поскольку принадлежащие разным подсистемам шаровые скопления образовались из межзвездного вещества, испытавшего различные сценарии химической эволюции, можно ожидать, что относительные содержания химических элементов в скоплениях разной природы будут отличаться. Данная работа посвящена сравнительному статистическому анализу связей относительных содержаний α -элементов с пространственно-кинематическими характеристиками шаровых звездных скоплений, принадлежащих разным подсистемам Галактики, с целью выяснения их природы и проверки результатов нашей предыдущей работы [1] (далее MKG19), где эта же проблема исследовалась по почти в два раза меньшему количеству скоплений с известными кинематическими данными, причем более низкого качества.

2. ИСХОДНЫЕ ДАННЫЕ

Наш каталог создан на базе компьютерной версии компилятивного каталога Харриса [6], в который включены все измеряемые величины для

157 шаровых звездных скоплений Галактики. Эти данные дополнены относительными содержаниями 28 химических элементов в звездах 69 шаровых скоплений из 101 статьи, опубликованной с 1986 г. по 2018 г. Ссылки на эти статьи можно найти в online-каталоге, являющемся приложением в работе MKG19, где дано подробное описание процедуры усреднения относительных содержаний и их ошибок, а также показано, что внешние сходимости определений химического состава разных авторов лежат в диапазоне $\langle \sigma[el/Fe] \rangle = (0.06-0.16)$. Причем величины внешних сходимостей определений относительных содержаний химических элементов в скоплениях оказались лишь немногим больше величин дисперсий содержаний в звездах скоплений, заявленных авторами первоисточников. Это свидетельствует об отсутствии значительных расхождений между определениями содержаний разными авторами и о возможности использования наших компилятивных содержаний химических элементов для статистического анализа химического состава скоплений, принадлежащих разным подсистемам Галактики. Здесь мы рассмотрим поведение относительных содержаний в шаровых скоплениях только четырех химических элементов: магния, кремния, кальция и титана — как наиболее информативных в плане описания эволюции ранней Галактики. Наибольшее внимание будет уделено относительным содержаниям кальция и титана. В видимом диапазоне спектра у этих двух химических элементов много линий, и их содержания довольно надежно определяются. Выбор этих элементов обусловлен тем, что средние относительные содержания обоих первичных α -элементов — кислорода и магния — в процессе эволюции скопления уменьшаются по сравнению с содержаниями их в первичных протооблаках. А содержания еще одного α -элемента — кремния — определены для меньшего количества скоплений и совсем не определены для звезд поля и карликовых галактик-спутников, которые мы используем для сравнения.

Для всех 157 шаровых скоплений мы вычислили прямоугольные координаты по положениям и расстояниям из работы [7], а для 115 из них — из статьи [8]. Данные для последних 115 скоплений мы дополнили цилиндрическими компонентами скоростей, взяв их у авторов работы [8], а для скоплений Ter 4, Pal 3, Pal 5, Pal 13, NGC 6528 и NGC 7006 вычислили их по собственным движениям, лучевым скоростям и расстояниям из исследования [7]. В итоге количество скоплений с известными скоростями увеличилось по сравнению с нашей предыдущей работой MKG19 более чем на две трети и насчитывает 121 объект. В их число попали и 63 скопления (45 — в MKG19) с найденными содержаниями химических элементов. Прямоугольные компоненты скоростей в цилиндрической системе координат, центр которой поме-

щен в центр Галактики, получены на основе данных современных глубоких обзоров (см. исследования [8, 9]). Предварительно была выполнена кросс-идентификация объектов каталогов USNO-B1, (U. S. Naval Observatory A1.0 catalogue), 2MASS (Two Micron All-Sky Survey), URAT1 (The First U. S. Naval Observatory (USNO) Astrometric Robotic Telescope Catalog), ALLWISE (The Wide-field Infrared Survey Explorer et IPAC), UCAC5 (New Proper Motions using Gaia DR1) и Gaia DR1 (based on the Tycho-Gaia Astrometric Solution) с последующей редукцией в систему Gaia DR1 TGAS (Tycho Gaia Astrometric Solution). При этом разность эпох составила до 65 лет, скорость Солнца относительно галактического центра принята: $(U, V, W)_{\odot} = (-10, 12 + 237, 7)$ км с⁻¹, а его галактоцентрическое расстояние — $R_{GC} = 8.3$ кпк. Средняя заявленная авторами внутренняя ошибка определения компонент пространственных скоростей — примерно 17 км с⁻¹. Элементы галактических орбит, вычисленные по этим скоростям, также взяты из работы [8]. Последние мы использовали здесь исключительно для того, чтобы выделить скопления, у которых есть точки орбит, удаленные далее 15 кпк от галактического центра (подробнее см. ниже). Возрасты скоплений мы брали из статей [10] и [11].

Для облегчения понимания текста и детализации рисунков мы составили таблицу, в которую включили используемые в настоящей работе параметры шаровых скоплений, а также указали принадлежность скоплений к той или иной подсистеме или группе. В колонках таблицы содержится следующая информация: (1) — название скопления, (2)–(4) — гелиоцентрические координаты (x, y, z) в правосторонней ортогональной системе в килопарсеках, (5) — металличность $[Fe/H]_D$ по данным каталога Харриса. В колонках (6)–(8) приведены найденные нами содержания железа, а также относительные содержания двух и четырех α -элементов, далее — компоненты скоростей в цилиндрической системе координат: V_R, V_{Θ}, V_Z , где компонент V_R направлен на антицентр Галактики, V_{Θ} — в сторону галактического вращения, V_Z — к северному полюсу Галактики (подробнее об источниках положений и скоростей скоплений см. выше). Затем следуют галактоцентрическое расстояние (12), абсолютная звездная величина (13) и цветовой индекс HBR^1 . В двух последних колонках, (15) и (16), указана принадлежность скоплений галактическим подсистемам: T, TD и H — тонкий диск, толстый диск и гало соответственно,

¹Морфологический индекс, или цвет горизонтальной ветви $HBR = (B - R)/(B + V + R)$, где B, V, R — соответственно количество звезд на голубом конце горизонтальной ветви, в полосе неустойчивости и на красном конце.

и принадлежность скоплений группам: i — внутреннее: расположены на расстоянии (или апогалактические радиусы их орбит) менее 8 кпк, o — далекие: расположены на расстоянии или имеют радиусы орбит более 15 кпк, r — ретроградные, азимутальные компоненты скорости которых меньше нуля, a — аккрецированные, для которых в работах других авторов доказывается их внегалактическое происхождение, t — генетически связанные — скопления, не попавшие ни в одну из трех последних групп.

Для сравнения мы использовали каталог [12], в котором приведены металличности, относительные содержания α -элементов и компоненты пространственных скоростей для 785 звезд галактического поля во всем интересующем нас диапазоне металличности.

3. СТРАТИФИКАЦИЯ ШАРОВЫХ СКОПЛЕНИЙ ПО ПОДСИСТЕМАМ ГАЛАКТИКИ

В работе [5] впервые стратификация шаровых скоплений по подсистемам Галактики была проведена с использованием не традиционных критериев по металличности и морфологии горизонтальной ветви, а по компонентам их остаточных скоростей, как это давно делается для звезд поля. В приведенном в указанной работе компилятивном каталоге для 45 скоплений найдены содержания некоторых химических элементов, причем для 29 из них имеется кинематическая информация. Авторы нашли, что большинство скоплений по кинематике принадлежит галактическому гало, однако значительное количество скоплений оказалось с дисковой кинематикой, причем три — тонкого диска. В аккрецированное гало были включены более десятка скоплений, для которых по элементам их галактических орбит разными авторами было показано, что с высокой вероятностью они были захвачены из нескольких галактик-спутников, то есть имеют внегалактическое происхождение.

Понятно, что единого и достаточного критерия стратификации шаровых скоплений по подсистемам Галактики не существует. Для надежного причисления скопления к той или иной подсистеме следует учитывать многие характерные для каждой подсистемы параметры, в частности, положение, кинематику, металличность, содержания разных химических элементов, возраст и морфологию горизонтальной ветви. Поскольку мы собираемся исследовать различия химического состава у скоплений разных подсистем, то здесь, как и в предыдущей работе, воспользовались кинематическим критерием, в котором по компонентам скоростей V_R, V_{Θ}, V_Z вычисляются вероятности принадлежности скоплений к подсистемам тонкого диска,

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{сп}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_{θ} , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
NGC 104	1.79	-2.47	-3.03	-0.72	-0.75	0.29	0.43	12.74	182.44	48.35	6.97	-9.42	-0.99	TD	i, t
NGC 288	-0.08	0.04	-8.10	-1.32	-1.37	0.31	0.49	-9.81	2.17	52.37	8.38	-6.74	0.98	H	t
NGC 362	3.00	-4.89	-6.00	-1.26	-1.18	0.25	0.36	111.21	16.50	-100.71	7.21	-8.41	-0.87	H	i, t
NGC 1261	0.09	-9.82	-12.63	-1.27	-	-	-	-115.17	-63.28	76.33	12.80	-7.81	-0.71	H	o, r
NGC 1851	-4.30	-9.02	-7.00	-1.18	-1.25	0.24	0.42	117.79	23.78	-97.21	15.49	-8.33	-0.32	H	o, a
NGC 1904	-7.46	-8.06	-6.18	-1.60	-1.53	0.24	0.34	60.30	8.17	13.86	17.70	-7.86	0.89	H	o, a
NGC 2298	-4.20	-9.28	-2.92	-1.92	-1.90	0.34	0.59	-101.06	-60.01	59.26	15.57	-6.30	0.93	H	o, r, a
NGC 2419	-74.70	-0.50	35.20	-2.15	-2.32	0.17	-	-	-	-	89.90	-9.58	0.86	-	o, a
NGC 2808	1.93	-8.92	-1.81	-1.14	-1.19	0.30	0.36	-173.32	36.61	8.29	10.96	-9.39	-0.49	H	o, a
NGC 3201	0.63	-5.00	0.77	-1.59	-1.49	-	-	-149.15	-331.61	156.54	9.15	-7.46	0.08	H	o, r
NGC 4147	-1.23	-3.98	18.33	-1.80	-	-	-	-29.86	133.33	168.17	10.33	-6.16	0.66	H	a
NGC 4372	2.49	-4.14	-0.84	-2.17	-2.19	0.28	0.49	9.47	128.78	38.88	7.14	-7.77	1.00	TD	i, o, t
NGC 4590	4.04	-7.10	5.94	-2.23	-2.35	0.30	0.43	-203.47	249.44	-7.17	8.28	-7.35	0.17	TD	o, a
NGC 4833	3.23	-4.87	-0.82	-1.85	-2.03	0.27	0.45	71.46	20.96	-63.58	7.02	-8.16	0.93	H	i, t
NGC 5024	2.91	-1.49	18.11	-2.10	-	-	-	-19.56	200.89	-70.16	5.59	-8.70	0.81	TD	o
NGC 5053	2.83	-1.28	15.90	-2.27	-2.45	0.39	-	-25.65	41.15	34.65	5.62	-6.72	0.52	H	o
NGC 5139	3.11	-3.82	1.32	-1.53	-1.60	0.23	-	-63.14	-75.43	-80.04	6.45	-10.29	0.85	H	i, r, a
NGC 5272	1.45	1.32	9.81	-1.50	-1.46	0.23	0.33	-63.77	107.46	-134.72	6.98	-8.93	0.08	H	o
NGC 5286	6.98	-7.86	1.96	-1.69	-1.73	0.36	0.56	-206.77	-5.45	43.78	7.97	-8.61	0.80	H	i, r
NGC 5466	3.48	3.15	15.92	-1.98	-1.73	0.26	0.32	60.37	-171.64	223.68	5.76	-6.96	0.58	H	o, r, a
NGC 5634	15.72	-5.04	19.17	-1.88	-1.87	0.26	0.46	-101.18	454.92	85.01	8.97	-7.69	0.91	H	o, a, t

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{sp}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_{θ} , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
NGC 5694	25.60	-14.15	17.13	-1.98	-	-	-	-168.29	110.46	-154.06	22.35	-7.81	1.00	H	o
NGC 5824	25.74	-13.37	11.76	-1.91	-	-	-	-130.05	129.51	17.33	21.98	-8.84	0.79	TD	o
NGC 5897	10.48	-3.22	6.41	-1.90	-1.84	0.28	0.31	132.78	162.75	97.81	3.89	-7.21	0.86	TD	i, t
NGC 5904	4.99	0.34	5.32	-1.29	-1.28	0.26	0.37	-209.02	202.43	-121.93	3.33	-8.81	0.31	H	i, o
NGC 5927	6.16	-4.06	0.63	-0.49	-0.47	0.24	0.33	-30.50	242.14	9.54	4.59	-7.80	-1.00	D	i, t
NGC 5946	10.36	-6.58	0.90	-1.29	-	-	-	52.88	84.24	141.70	6.89	-7.20	0.69	H	i, t
NGC 5986	9.23	-3.91	2.36	-1.59	-	-	-	47.97	17.56	-36.09	4.02	-8.44	0.97	H	i, t
NGC 6093	8.14	-1.05	2.90	-1.75	-1.78	0.28	0.46	6.50	-16.49	-72.35	1.06	-8.23	0.93	H	i, r
NGC 6101	10.75	-9.77	-4.12	-1.98	-	-	-	-49.04	-374.20	-171.01	10.07	-6.91	0.84	H	o, r
NGC 6121	2.09	-0.33	0.61	-1.16	-1.11	0.31	0.54	-49.32	5.71	-3.15	6.22	-7.20	-0.06	H	i, t
NGC 6139	9.93	-3.16	1.27	-1.65	-	-	-	43.25	158.63	196.63	3.55	-8.36	0.91	H	i, t
NGC 6144	9.63	-1.36	2.73	-1.76	-	-	-	363.16	120.77	-141.76	1.90	-6.75	1.00	H	i, o
NGC 6171	5.79	0.34	2.46	-1.02	-1.05	-	-	0.63	63.51	-49.10	2.53	-7.13	-0.73	H	i, t
NGC 6205	2.72	4.54	4.58	-1.53	-1.54	0.22	0.30	64.24	-42.12	-81.63	7.19	-8.70	0.97	H	i, r
NGC 6218	4.06	1.14	2.08	-1.37	-1.35	-	-	-12.21	130.14	-89.04	4.40	-7.32	0.97	TD	i, t
NGC 6229	6.29	21.44	18.95	-1.47	-1.65	0.40	-	94.85	-252.56	57.56	21.53	-8.05	0.24	H	o, r
NGC 6235	9.43	-0.18	2.27	-1.28	-	-	-	106.52	52.41	-6.39	1.14	-6.44	0.89	H	i, t
NGC 6254	3.82	1.03	1.69	-1.56	-1.55	0.27	0.43	-84.39	132.81	52.84	4.60	-7.48	0.98	TD	i, t
NGC 6256	9.07	-1.96	0.54	-1.02	-	-	-	-200.40	40.69	58.79	2.11	-6.52	-1.00	H	i, t
NGC 6266	6.60	-0.74	0.85	-1.18	-1.08	-	-	30.09	130.42	64.43	1.85	-9.19	0.32	TD	i, t
NGC 6273	8.37	-0.46	1.39	-1.74	-	-	-	-152.04	-138.65	189.91	0.46	-9.18	0.96	H	i, r

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_H$	$[Fe/H]_{SP}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_Θ , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
NGC 6284	14.08	-0.41	2.47	-1.26	-	-	-	1.31	-110.79	161.98	5.79	-7.97	0.88	H	i, r
NGC 6287	8.25	0.02	1.61	-2.10	-2.01	0.17	0.41	231.08	11.67	75.95	0.06	-7.36	0.98	H	i, t
NGC 6293	8.71	-0.36	1.20	-1.99	-1.99	0.17	0.30	-144.69	-48.13	-124.02	0.55	-7.77	0.90	H	i, r
NGC 6304	5.96	-0.43	0.56	-0.45	-	-	-	73.80	183.05	28.35	2.38	-7.32	-1.00	TD	i, t
NGC 6316	11.43	-0.56	1.15	-0.45	-	-	-	67.47	51.19	99.83	3.18	-8.35	-1.00	H	i, t
NGC 6333	8.12	0.79	1.54	-1.77	-	-	-	13.66	263.62	46.02	0.81	-7.94	0.87	TD	i, t
NGC 6341	2.45	6.18	4.63	-2.31	-2.33	0.32	0.51	57.63	21.80	65.87	8.51	-8.20	0.91	H	t
NGC 6342	8.94	0.77	1.54	-0.55	-0.55	0.32	0.46	17.35	165.92	-93.08	1.00	-6.44	-1.00	TD	i, t
NGC 6352	5.27	-1.77	-0.70	-0.64	-0.64	0.21	0.35	52.30	209.39	-1.01	3.51	-6.48	-1.00	D	i, t
NGC 6355	9.20	-0.10	0.90	-1.37	-	-	-	-	-	-	1.40	-8.08	0.62	-	i, t
NGC 6356	14.27	1.68	2.59	-0.40	-	-	-	19.37	224.75	73.24	6.20	-8.52	-1.00	TD	i, t
NGC 6362	5.90	-4.04	-2.26	-0.99	-0.99	0.27	0.44	35.37	119.36	96.72	4.71	-6.94	-0.58	TD	i, t
NGC 6366	3.28	1.09	0.99	-0.59	-0.60	0.20	0.31	91.01	119.87	-71.95	5.13	-5.77	-0.97	TD	i, t
NGC 6380	10.70	-1.90	-0.60	-0.75	-	-	-	-	-	-	3.30	-7.46	-1.00	-	i, t
NGC 6388	11.06	-2.85	-1.35	-0.55	-0.43	0.21	0.31	-28.39	-95.50	-28.79	3.97	-9.42	-1.00	H	i, r
NGC 6397	2.00	-0.80	-0.46	-2.02	-2.02	0.34	0.48	35.85	120.22	-118.07	6.35	-6.63	0.98	H	i, t
NGC 6401	7.47	0.45	0.52	-1.02	-	-	-	90.11	58.35	84.46	0.95	-7.90	0.35	H	i, t
NGC 6402	7.84	3.06	2.22	-1.28	-	-	-	-69.40	53.76	-17.47	3.09	-9.12	0.65	H	i, t
NGC 6426	17.40	9.30	5.80	-2.15	-	-	-	-	-	-	14.40	-6.69	0.58	-	t
NGC 6440	7.91	1.07	0.53	-0.36	-0.54	0.35	0.45	41.03	-30.69	51.44	1.14	-8.75	-1.00	H	i, r
NGC 6441	9.60	-1.09	-0.85	-0.46	-0.37	0.27	0.42	17.12	16.01	63.81	1.70	-9.64	-1.00	H	i, t

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{sp}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_{Θ} , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
NGC 6453	10.84	-0.81	-0.74	-1.50	-	-	-	-103.73	-20.36	-49.58	2.67	-6.88	0.84	H	i, r
NGC 6496	11.18	-2.37	-2.02	-0.46	-	-	-	-28.90	316.36	-83.41	3.73	-7.23	-1.00	TD	i, t
NGC 6517	10.00	3.50	1.30	-1.23	-	-	-	-	-	-	4.20	-8.28	0.62	-	i, t
NGC 6522	7.70	0.10	-0.50	-1.34	-	-	-	-	-	-	0.60	-7.67	0.71	-	i, t
NGC 6528	7.90	0.20	-0.60	-0.11	-0.10	0.13	0.25	53.85	319.02	8.55	0.60	-6.56	-1.00	TD	i, t
NGC 6535	5.95	3.05	1.23	-1.79	-1.95	0.26	0.47	245.92	-89.78	200.80	3.85	-4.75	1.00	H	i, r
NGC 6539	7.33	2.79	0.93	-0.63	-0.71	0.43	0.58	-130.55	42.16	114.61	2.95	-8.30	-1.00	H	i, t
NGC 6540	3.49	0.20	-0.20	-1.35	-	-	-	8.42	151.86	10.61	4.82	-5.38	0.30	TD	i, t
NGC 6541	7.13	-1.35	-1.44	-1.81	-1.76	0.28	0.47	95.40	178.63	-28.83	1.78	-8.37	1.00	TD	i, t
NGC 6544	2.49	0.25	-0.10	-1.40	-	-	-	2.65	51.43	-69.10	5.82	-6.66	1.00	H	i, t
NGC 6553	4.67	0.43	-0.25	-0.18	-0.20	0.14	0.27	9.61	175.77	27.95	3.65	-7.77	-1.00	TD	i, t
NGC 6558	6.36	0.02	-0.67	-1.32	-	-	-	137.66	78.12	-19.88	1.94	-6.46	0.70	H	i, t
NGC 6569	8.44	0.07	-0.99	-0.76	-0.79	0.36	0.57	-45.09	35.89	-66.22	0.16	-8.30	-0.82	TD	i, t
NGC 6584	11.87	-3.82	-3.67	-1.50	-	-	-	136.53	58.05	-248.00	5.23	-7.68	-0.15	H	i, o
NGC 6624	7.80	0.40	-1.10	-0.44	-0.69	0.39	0.52	-	-	-	1.20	-7.49	-1.00	-	i, t
NGC 6626	5.62	0.77	-0.55	-1.32	-	-	-	-27.07	65.64	-87.47	2.79	-8.18	0.90	H	i, t
NGC 6637	8.06	0.24	-1.46	-0.64	-	-	-	-76.22	20.18	53.10	0.34	-7.64	-1.00	H	i, t
NGC 6638	8.06	1.12	-1.02	-0.95	-	-	-	81.56	72.57	40.62	1.14	-7.13	-0.30	H	i, t
NGC 6642	7.44	1.29	-0.85	-1.26	-	-	-	104.54	31.04	-66.93	1.55	-6.77	-0.04	H	i, t
NGC 6652	9.21	0.25	-1.85	-0.81	-	-	-	-91.84	-16.04	28.43	0.94	-6.68	-1.00	H	i, r
NGC 6656	3.13	0.54	-0.42	-1.70	-1.57	0.40	0.55	172.23	174.22	-143.79	5.20	-8.50	0.91	H	i, t

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{sp}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_{θ} , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
NGC 6681	8.48	0.42	-1.88	-1.62	-	-	-	137.00	161.44	-176.82	0.46	-7.11	0.96	H	i, t
NGC 6712	6.04	2.86	-0.50	-1.02	-	-	-	118.47	22.38	-146.65	3.65	-7.50	-0.62	H	i, t
NGC 6715	25.29	2.48	-6.38	-1.49	-1.22	0.25	0.25	211.70	186.21	165.82	17.17	-10.01	0.54	H	i, o, a, t
NGC 6717	6.80	1.55	-1.34	-1.26	-	-	-	-55.34	80.35	55.64	2.16	-5.66	0.98	TD	i, t
NGC 6723	8.21	0.01	-2.56	-1.10	-	-	-	123.07	145.44	-48.05	0.09	-7.84	-0.08	TD	i, t
NGC 6749	6.21	4.54	-0.30	-1.60	-	-	-	-0.25	96.05	55.77	5.00	-6.70	1.00	TD	i, t
NGC 6752	3.22	-1.40	-1.69	-1.54	-1.58	0.23	0.43	-14.00	170.39	49.27	5.27	-7.73	1.00	TD	i, t
NGC 6760	5.88	4.29	-0.50	-0.40	-	-	-	143.62	105.55	-57.55	4.93	-7.86	-1.00	H	i, t
NGC 6779	4.50	8.70	1.44	-1.98	-1.90	0.18	-	166.86	-45.45	122.97	9.50	-7.38	0.98	H	i, r
NGC 6809	4.81	0.74	-2.09	-1.94	-1.93	-	-	-204.06	69.94	-45.00	3.57	-7.55	0.87	H	i, t
NGC 6838	2.08	3.17	-0.30	-0.78	-0.73	0.29	0.41	15.94	196.98	69.77	6.98	-5.60	-1.00	TD	i, t
NGC 6864	15.54	5.75	-7.99	-1.29	-1.10	0.21	0.35	-95.59	-101.44	-8.19	9.25	-8.55	-0.07	H	r
NGC 6934	8.83	11.35	-4.92	-1.47	-	-	-	-320.11	80.44	61.31	11.36	-7.46	0.25	H	o, a
NGC 6981	11.56	8.14	-9.07	-1.42	-	-	-	-162.16	-44.68	161.76	8.77	-7.04	0.14	H	o, r
NGC 7006	17.20	34.80	-13.70	-1.52	-1.55	0.23	0.36	-180.81	165.32	148.41	38.50	-7.68	-0.28	H	o, a
NGC 7078	3.83	8.21	-4.68	-2.37	-2.36	0.35	0.53	102.63	7.87	-70.09	9.35	-9.17	0.67	H	t
NGC 7089	5.52	7.42	-6.66	-1.65	-	-	-	102.76	73.79	-103.95	7.93	-9.02	0.92	H	i, t
NGC 7099	4.81	2.47	-5.76	-2.27	-2.31	-	-	-0.43	-86.39	73.72	4.28	-7.43	0.89	H	i, r
NGC 7492	7.00	9.40	-23.50	-1.78	-1.81	0.16	0.42	-	-	-	25.30	-5.77	0.81	-	o
1636-283	7.36	-1.05	1.59	-1.50	-	-	-	35.09	15.86	127.32	1.41	-3.97	-0.40	H	i, t
2MS-GC01	3.50	0.70	0.00	-	-	-	-	-	-	-	4.50	-	-	-	i, t

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название (1)	x , кпк (2)	y , кпк (3)	z , кпк (4)	$[Fe/H]_{\text{H}}$ (5)	$[Fe/H]_{\text{сп}}$ (6)	$[CaTi/Fe]$ (7)	$[MgSiCaTi/Fe]$ (8)	V_R , км с ⁻¹ (9)	V_{θ} , км с ⁻¹ (10)	V_z , км с ⁻¹ (11)	R_{GC} , кпк (12)	M_V , mag (13)	HBR (14)	Членство*	
														подсистема (15)	группа (16)
2MS-GC02	4.90	0.80	-0.10	-1.08	-	-	-	-	-	-	3.20	-	-		i, t
AM 1	-16.50	-80.10	-92.30	-1.70	-	-	-	-	-	-	124.60	-4.71	-0.93		o
AM 4	20.70	-17.20	17.80	-1.30	-	-	-	-	-	-	27.80	-1.60	-		o
Apr 2	26.40	4.00	-10.20	-1.75	-1.80	0.32	0.50	-	-	-	21.40	-5.29	0.53		o
BH 176	16.10	-9.90	1.40	0.00	-	-	-	-	-	-	12.90	-4.35	-1.00		t
BH 261	6.50	0.40	-0.60	-1.30	-	-	-	-	-	-	1.70	-	-		i, t
Djorg 1	9.18	-0.53	-0.40	-1.51	-	-	-	-281.58	231.15	236.16	1.03	-6.26	-	H	i, t
Djorg 2	13.77	0.67	-0.60	-0.65	-	-	-	-128.51	47.23	87.17	5.51	-6.98	-1.00	H	i, t
E 3	1.50	-3.67	-1.37	-0.83	-	-	-	-16.74	198.76	-57.46	7.73	-2.77	-	TD	i, t
Eridanus	-53.20	-41.70	-59.50	-1.43	-	-	-	-	-	-	95.00	-5.14	-1.00		o
ESO-SC06	20.40	-4.70	-4.70	-1.80	-	-	-	-	-	-	14.00	-	-		t
FSR 1735	9.10	-3.50	-0.30	-	-	-	-	-	-	-	3.70	-	-		i, t
GLIMPSE01	3.60	2.20	0.00	-	-	-	-	-	-	-	4.90	-	-		i, t
GLIMPSE02	5.40	1.40	-0.10	-0.33	-	-	-	-	-	-	3.00	-	-		i, t
HP 1	8.20	-0.40	0.30	-1.00	-	-	-	-	-	-	0.50	-6.44	0.75		i, t
IC 1257	22.67	6.73	6.40	-1.70	-	-	-	125.78	165.04	288.49	15.87	-6.15	1.00	H	o,
IC 1276	8.59	3.44	0.92	-0.75	-	-	-	-37.49	292.05	135.07	3.45	-6.67	-1.00	H	i, t
IC 4499	10.46	-13.70	-6.43	-1.53	-	-	-	-229.21	94.99	-234.48	13.87	-7.33	0.11	H	o
Ko 1	-2.50	-15.70	45.60	-	-	-	-	-	-	-	49.30	-	-		o
Ko 2	-30.20	-8.20	15.00	-	-	-	-	-	-	-	41.90	-	-		o
Liller 1	8.20	-0.70	0.00	-0.33	-	-	-	-	-	-	0.80	-7.63	-1.00		i, t

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{SP}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSi:CaTi/Fe]$	V_R , км с $^{-1}$	V_θ , км с $^{-1}$	V_z , км с $^{-1}$	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
Lynga 7	6.80	-4.10	-0.40	-1.01	-	-	-	-	-	-	4.30	-	-1.00		i, t
Pal 1	-6.80	8.10	3.60	-0.65	-	-	-	-	-	-	17.20	-2.47	-1.00		o, a
Pal 10	3.60	4.70	0.30	-0.10	-	-	-	-	-	-	6.40	-5.79	-1.00		i, t
Pal 11	10.31	6.40	-3.38	-0.40	-	-	-	63.32	27.34	-1.15	6.71	-6.86	-1.00	H	i, t
Pal 12	10.85	6.39	-13.83	-0.85	-0.80	-0.12	-0.02	114.64	104.40	-11.88	6.88	-4.48	-1.00	TD	i, o, a
Pal 13	1.00	19.10	-17.60	-1.88	-	-	-	255.33	-171.54	-100.45	26.90	-3.74	-0.20	H	o, r, a
Pal 14	49.70	27.30	51.40	-1.62	-1.34	0.27	0.44	-	-	-	71.60	-4.73	-1.00		o
Pal 15	38.90	13.30	18.60	-2.07	-	-	-	-	-	-	38.40	-5.49	1.00		o
Pal 2	-26.20	4.37	-4.24	-1.42	-	-	-	26.47	-312.64	746.70	34.78	-8.01	-0.10	H	o, r, a
Pal 3	-34.30	-59.70	61.70	-1.63	-1.42	0.34	0.48	-262.14	147.14	208.07	95.70	-5.70	-0.50	H	o
Pal 4	-31.40	-12.90	103.20	-1.41	-	-	-	-	-	-	111.20	-6.02	-1.00		o
Pal 5	16.20	0.20	16.70	-1.41	-1.31	0.16	-	-48.01	127.88	-15.66	18.60	-5.17	-0.40	TD	o
Pal 6	6.69	0.25	0.21	-0.91	-	-	-	-226.31	-28.69	106.27	1.63	-6.81	-1.00	H	i, r
Pal 8	11.94	3.00	-1.47	-0.37	-	-	-	-40.69	152.12	22.66	4.72	-5.52	-1.00	TD	i, t
Pyxis	-5.77	-37.78	4.69	-1.20	-	-	-	-83.14	682.67	82.20	40.31	-5.75	-1.00	H	o
Rup 106	10.35	-17.31	4.17	-1.68	-1.48	-0.10	0.04	6.09	391.65	-464.16	17.43	-6.35	-0.82	H	o, a
Terzan 1	6.49	-0.28	0.11	-1.03	-	-	-	-70.36	170.75	-87.41	1.83	-4.90	-1.00	TD	i, t
Terzan 10	5.80	0.50	-0.20	-1.00	-	-	-	-	-	-	2.30	-6.31	-1.00		i, t
Terzan 12	4.70	0.70	-0.20	-0.50	-	-	-	-	-	-	3.40	-4.14	-1.00		i, t
Terzan 2	9.47	-0.61	0.38	-0.69	-	-	-	82.25	-65.32	47.20	1.32	-5.27	-1.00	H	i, r
Terzan 3	25.18	-6.71	4.22	-0.74	-	-	-	-176.64	513.67	277.94	18.17	-4.61	-1.00	H	

Параметры и метки принадлежности шаровых скоплений подсистемам и группам. (Продолжение)

Название	x , кпк	y , кпк	z , кпк	$[Fe/H]_{\text{H}}$	$[Fe/H]_{\text{SP}}$	$[CaTi/Fe]$	$[MgSiCaTi/Fe]$	V_R , км с ⁻¹	V_{Θ} , км с ⁻¹	V_z , км с ⁻¹	R_{GC} , кпк	M_V , mag	HBR	Членство*	
														подсистема	группа
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
Terzan 4	7.20	-0.50	0.20	-1.41	-1.60	0.49	0.65	-135.13	281.86	-87.10	1.00	-6.09	1.00	TD	i, t
Terzan 5	6.90	0.50	0.20	-0.23	-0.07	0.23	0.32	-	-	-	1.20	-7.87	-1.00	-	i, t
Terzan 6	6.80	-0.20	-0.30	-0.56	-	-	-	-	-	-	1.30	-7.67	-1.00	-	i, t
Terzan 7	21.57	1.28	-7.89	-0.32	-0.60	0.02	0.02	204.03	102.80	24.39	13.33	-5.05	-1.00	H	o, a
Terzan 8	22.99	2.32	-10.56	-2.16	-2.27	0.17	0.40	157.28	184.87	-15.49	14.87	-5.05	1.00	TD	o, a
Terzan 9	7.10	0.40	-0.20	-1.05	-	-	-	-	-	-	1.10	-3.85	0.25	-	i, t
Ton 2	7.78	-1.26	-0.47	-0.70	-	-	-	-24.05	227.11	-17.70	1.36	-6.14	-1.00	D	i, t
UKS 1	7.47	0.67	0.10	-0.64	-0.65	0.35	0.43	60.48	189.39	83.13	1.07	-6.88	-1.00	TD	i, t
Whiting 1	-13.90	4.70	-26.30	-0.70	-	-	-	-	-	-	34.50	-	-	-	o, a

* Принадлежность скоплений к галактическим подсистемам и группам:

T, TD и H — тонкий диск, толстый диск и гало соответственно;

i — внутренне: расположены на расстоянии (или апогалактические радиусы их орбит) менее 8 кпк;

o — далекие: расположены на расстоянии или имеют радиусы орбит более 15 кпк;

r — ретроградные: азимутальные компоненты их скорости меньше нуля;

a — аккрецированные: в работах других авторов доказывается их внегалактическое происхождение;

t — генетически связанные — скопления; не попавшие ни в одну из трех последних групп.

толстого диска и гало по методике, описанной в работе [13]. Данная методика подобна методике, используемой в исследовании [5], только с несколько различающимися дисперсиями скоростей в подсистемах. В обеих методиках подразумевается, что компоненты пространственных скоростей звезд в каждой подсистеме подчиняются нормальным распределениям. Как показало последующее сравнение, принадлежности у одноименных скоплений получились отличающимися только в случае различия во входных скоростях — у нас они более точные. Поскольку принадлежности к подсистемам вычисляются по остаточным скоростям, мы привели азимутальные компоненты скоростей скоплений к скорости вращения центроида на том галактоцентрическом расстоянии, на котором находится скопление. Кривую вращения мы взяли из модели Галактики [8]. Принимая во внимание большую удаленность скоплений, приводящую к большим ошибкам определения тангенциальных скоростей, а также учитывая, что скопления не концентрируются к галактической плоскости и не участвуют в общем вращении галактического диска, как близкие звезды поля, для которых разработана методика [13], при вычислении вероятностей попадания скоплений в ту или иную подсистему мы проделали рекуррентную процедуру. При втором шаге мы присвоили дисперсиям скоростей и численностям скоплений в подсистемах в формулах вычисления вероятностей такие значения, какие получились у нас после первого шага. При этом уменьшилась задаваемая доля объектов в подсистемах тонкого и толстого дисков. Хотя перерасчет несколько и перераспределил принадлежности ряда скоплений, находящихся по кинематике в переходных зонах между тонким и толстым дисками, а также между толстым диском и гало, но в целом состав подсистем изменился несущественно. Для устранения неоднозначности индивидуальной стратификации в работе [13] рекомендуют считать звезду принадлежащей какой-либо подсистеме, если вероятность ее принадлежности альтернативной подсистеме по крайней мере в два раза меньше. В результате такого допущения для ряда звезд выборки стратификация отсутствует даже при наличии кинематических данных. Такие звезды обычно обозначают как промежуточные. Ввиду того, что нас интересуют статистические закономерности в подсистемах, которые можно выявить только по значительному количеству объектов, мы стратифицировали по подсистемам все наши шаровые скопления, полагая достаточным критерием просто большую вероятность принадлежности его какой-либо подсистеме. В таблице отмечена принадлежность к галактическим подсистемам тех скоплений, для которых у нас имеются оценки пространственных скоростей.

На рис. 1а приведена диаграмма Тумре $V_{\Theta} - (U_R^2 + W_Z^2)^{0.5}$ для наших шаровых скоплений

и звезд поля из исследования [12]. На рисунке видно, что объекты, демонстрирующие кинематику одноименных подсистем, занимают на диаграмме примерно одинаковые площади, хотя в работе [12] для звезд поля использовалась несколько отличающаяся от нашей методика. Применение нашей методики показало, что по кинематическим параметрам у 84 скоплений (в МКГ19 — 40) вероятность принадлежности к гало больше, чем к другим подсистемам. Толстому диску с большей вероятностью принадлежат 34 скопления (28 — в МКГ19), а три скопления (в МКГ19 — четыре) оказались с кинематикой тонкого диска. Видим, что другая модель кривой вращения Галактики, более точные оценки скорости, а также существенно увеличенная численность компонентов скоростью слегка уменьшила количество скоплений в тонком диске, зато почти на четверть возросло население толстого диска, а количество скоплений гало увеличилось более чем вдвое. Отметим, что сравнение компонентов скоростей продемонстрировало при коэффициентах корреляции одноименных компонентов $r = (0.6-0.7)$ их заметное различие. При этом различия в скоростях, как показала проверка, вызваны главным образом уточнением собственных движений, а не расстояний до скоплений. В итоге в подсистемы не во всех случаях попали одни и те же скопления. В частности, ни одно из трех скоплений с кинематикой тонкого диска (по результатам этой работы) в МКГ19 к этой подсистеме не относилось. В толстом диске общими оказались 17 скоплений. Оценки скоростей примерно десятка скоплений изменились так, что вместо толстого диска, как в предыдущей работе, в настоящей работе они попали в гало. Нужно отметить существенные различия скоростей. Так, согласно данным о скоростях из статьи [7], используемым в нашей предыдущей работе, наибольшую скорость имело скопление NGC 6553 — $V_{\Theta} = 383 \text{ км с}^{-1}$, а теперь это значение 176 км с^{-1} . Столь же сильно уменьшились азимутальные компоненты скоростей еще у двух скоплений: Pal 6 и NGC 6284, а у трех — NGC 4147, NGC 6144 и NGC 6723 — они возросли. На рис. 2а видно, что среди скоплений с кинематикой толстого диска оказалось значительное число таких объектов со скоростями вращения вокруг галактического центра даже большими, чем у Солнца. Два скопления толстого диска (NGC 6496 и NGC 6528) вообще имеют азимутальные скорости свыше 300 км с^{-1} . Четыре скопления с такими большими прямыми азимутальными скоростями есть и в гало. Видно также, что более половины скоплений гало демонстрируют ретроградное вращение вокруг галактического центра. Мы полагаем, что такие скопления с высокой вероятностью могут оказаться внегалактического происхождения. Действи-

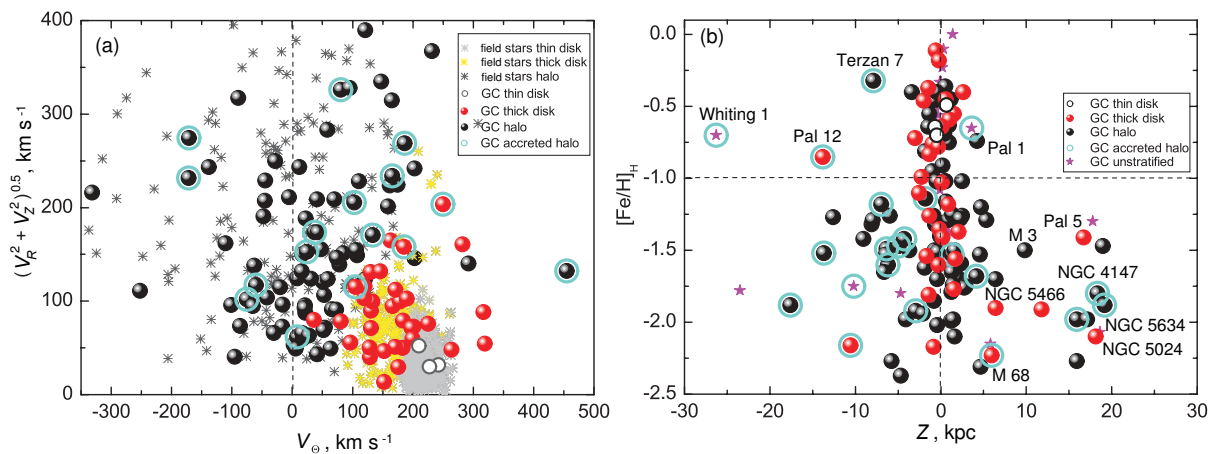


Рис. 1. Диаграмма Тумре для шаровых скоплений и звезд поля из работы [12] (a) и зависимость металличности от расстояния до галактической плоскости (b). Звезды поля обозначены: светло-серыми снежинками — тонкий диск, желтыми — толстый диск, темно-серыми — гало. Большие кружки: скопления, принадлежащие по кинематическим признакам тонкому диску — пустые, толстому диску — красные, гало — темно-серые. Звезды — нестратифицированные скопления. Кружком обведены скопления, известные как потерянные карликовыми галактиками. Величины $[Fe/H]$ взяты из каталога [6].

тельно, согласно гипотезе моноклинового коллапса протогалактики от гало к диску [14], звезды поля и шаровые скопления, генетически связанные с Галактикой, не могут находиться на ретроградных орбитах.

На рис. 1b приведены распределения скоплений в координатах «удаление от галактической плоскости (z)—металличность $[Fe/H]$ ». На диаграммах, где не используются спектроскопические определения других химических элементов, величины $[Fe/H]$ мы брали из каталога [6], поскольку в нем приведены металличности для всех скоплений. Большими кружками на рисунке обозначены скопления, принадлежащие по кинематическим признакам тонкому диску (пустые), толстому диску (красные) и гало (темно-серые), а звездами — нестратифицированные скопления, то есть скопления с неизвестными скоростями. Наиболее заметная деталь на рисунке — это высокая концентрация металлических ($[Fe/H] > -1.0$) скоплений вблизи галактической плоскости, причем независимо от принадлежности к подсистеме Галактики, определенной по кинематическим критериям. Как показала проверка, максимальные удаления точек орбит всех² металлических скоплений оказались менее 5 кпк, тогда как для значительной части малометаллических скоплений $Z_{max} > 10$ кпк. Этот факт наряду с выраженным провалом на функции металличности в районе $[Fe/H] \approx -1.0$ также побуждает к выделению металлических скоплений в дисковую подсистему. Но, с другой стороны, на

рисунке видно, что подавляющая часть скоплений с кинематикой толстого диска демонстрирует $[Fe/H] < -1.0$, что входит в противоречие с описанной выше практикой выделения дисковых скоплений по металличности. Концентрация металлических скоплений к галактической плоскости формирует давно известный вертикальный градиент металличности. Аналогичная ситуация и с радиальным градиентом металличности. На рис. 1b видно, что на расстоянии $Z \geq 5$ кпк расположена основная часть скоплений, потерянных галактиками-спутниками. А у таких скоплений пространственные скорости отражают не динамические условия звездообразования в сжимающемся протогалактическом облаке, а лишь конечные орбиты скоплений, захваченных из распавшихся под действием приливных сил Галактики карликовых галактик-спутников. При этом чем массивнее родительская галактика-спутник, тем на более плоской и вытянутой орбите она теряет свои скопления и звезды [15].

4. СВОЙСТВА ШАРОВЫХ СКОПЛЕНИЙ РАЗНЫХ ПОДСИСТЕМ И ПРОИСХОЖДЕНИЯ

На рис. 2a приведена диаграмма «азимутальная скорость V_ϕ —металличность $[Fe/H]$ » для шаровых скоплений и звезд поля. Различными значками обозначены объекты разных подсистем Галактики. В отличие от аналогичной диаграммы в работе [5], на этой в диапазоне $[Fe/H] > -1$ появились скопления с азимутальными скоростями, значительно отличающимися от солнечной. Причем четыре металлических скопления с ретроградными орбитами находятся в пределах 2 кпк от галактического центра, а одно — на 4 кпк, тогда как у

²Исключением являются три далеких металлических скопления Pal 12, Whiting 1 и Terzan 7, которые с высокой вероятностью принадлежали в прошлом распавшейся карликовой галактике Стрельца.

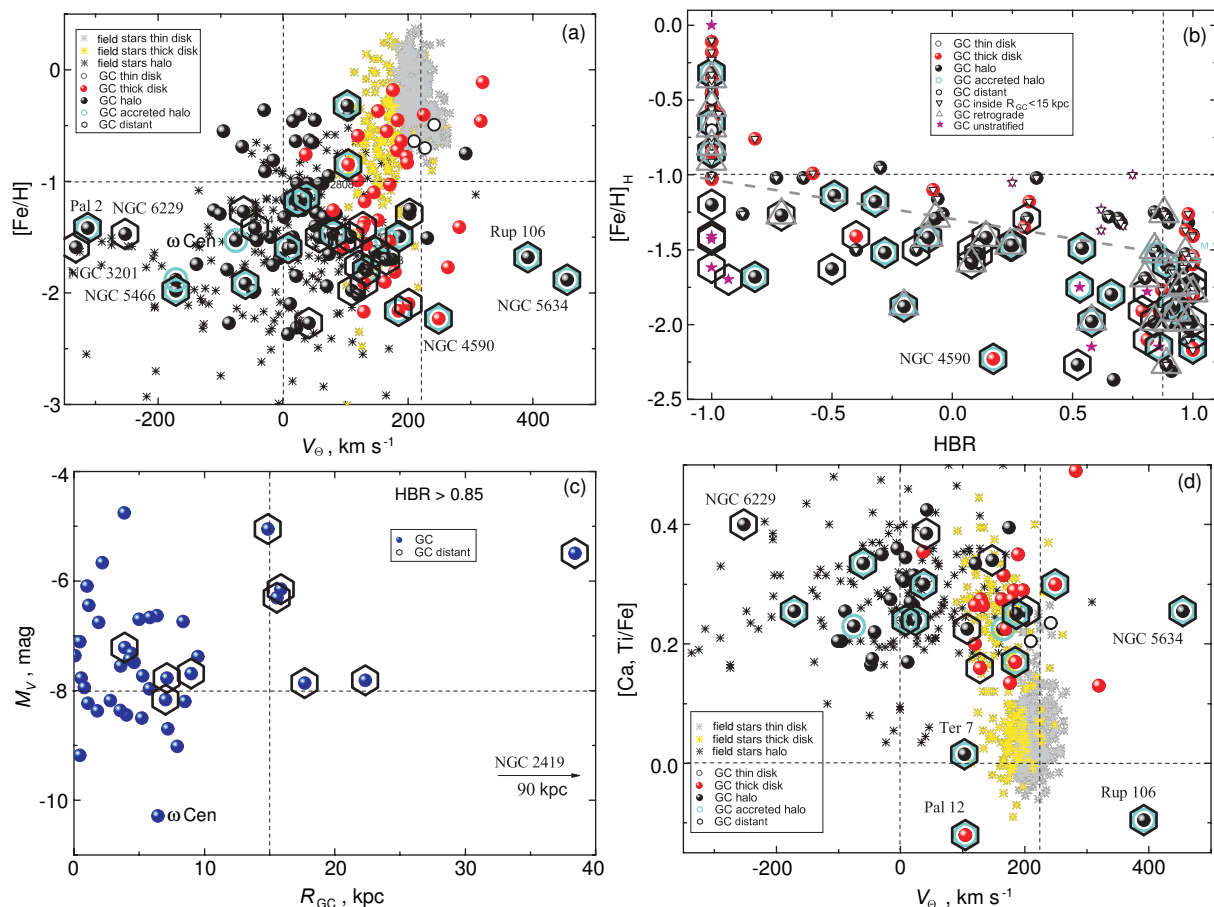


Рис. 2. Связь «спектроскопической металличности» со скоростью вращения вокруг галактического центра для звезд поля и шаровых скоплений (а); связь металличности из каталога [6] с цветом горизонтальной ветви скоплений (б); связь абсолютной звездной величины с галактоцентрическим расстоянием скоплений с экстремально голубыми горизонтальными ветвями (с) и связь относительных содержаний α -элементов со скоростью вращения вокруг галактического центра для звезд поля и скоплений (д). Большие шестиугольники вокруг кружков — далекие скопления (R_{GC} или $R_{max} > 15$ кпк); светло-серые треугольники вокруг кружков — скопления на ретроградных орбитах; белые треугольники внутри значков — скопления, лежащие внутри солнечного круга ($R_G < 8$ кпк). Пунктирные горизонтальные линии проведены через $[Fe/H] = -1.0$ (а), (б) и $[Ca, Ti/Fe] = 0.0$ (д); пунктирные вертикальные линии — $V_\Theta = 0$ внутри солнечного круга ($R_G < 8$ кпк). Штриховые горизонтальные линии проведены через $[Fe/H] = -1.0$ (а), (б) и $[Ca, Ti/Fe] = 0.0$ (д), а вертикальные линии — $V_\Theta = 0$ и 220 km s^{-1} (а), (д) и $HBR = 0.85$ (б); наклонная линия проведена «на глаз» и разделяет положения внутренних и внешних скоплений (б). Другие обозначения такие же, как на рис. 1. Нанесены имена скоплений, далеко отклоняющиеся от средних для соответствующих подсистем.

25 малометаллических скоплений с $V_\Theta < 0$ среднее галактоцентрическое расстояние примерно 8 кпк (15 скоплений лежат далее 4 кпк). На диаграмме « V_Θ – $[Fe/H]$ » мы обозначили также скопления, которые в разное время различные авторы посчитали принадлежащими в прошлом распавшимся карликовым галактикам-спутникам. Дополнительно отмечены и скопления, имеющие галактоцентрические расстояния R_G , или максимальные радиусы орбит R_{max} свыше 15 кпк. Как можно видеть, только одно аккрецированное скопление (ω Cen) не отмечено, то есть находится ближе этого радиуса. Тогда как пятнадцать других скоплений хотя и лежат далеко, но их внегалактическое происхождение не доказано. Диаграмма поведения «далеких»

скоплений не согласуется с аналогичной на рисунке в MGK19, согласно которому есть значимая корреляция между металличностью и азимутальной компонентой скорости. Здесь далеких скоплений стало больше из-за увеличения компонентов пространственных скоростей и элементов галактических орбит, и появилось много далеких малометаллических скоплений с высокими азимутальными компонентами скоростей. В итоге замеченная ранее корреляция здесь дезавуирована.

Диаграмма «морфология горизонтальной ветви HBR–металличность» для наших скоплений приведена на рис. 2б. Из нее следует, что большинство скоплений (но не все), находящихся в настоящее время внутри *солнечного круга* ($R_{GC} < 8$ кпк),

действительно имеют в основном экстремально красные или экстремально голубые горизонтальные ветви. Но между этими экстремальными позициями часть внутренних скоплений лежит в тонком слое вдоль верхней огибающей на диаграмме, тогда как большинство известных аккрецированных скоплений лежит в основном ниже нее (см. наклонную линию на рис. 2b, проведенную «на глаз»). Однако, как видно на диаграмме, такое расположение не абсолютно, и встречаются исключения. Вероятными аккрецированными скоплениями являются, скорее всего, также далекие скопления (R_{GC} или $R_{max} > 15$ кпк) и скопления с ретроградным вращением ($V_{\Theta} < 0.0$). Тринадцать из 26 ретроградных скоплений лежат внутри солнечного круга. Девять ретроградных скоплений имеют экстремально голубые горизонтальные ветви, пять — экстремально красные, а у десяти ветви оказались аномально покрасневшими для своей малой металличности. Как видно на рис. 2b, все покрасневшие ветви действительно лежат в диапазоне между экстремальными значениями HBR на диаграмме ниже верхней огибающей. А среди далеких скоплений все (кроме трех) оказались малометаллическими, тогда как морфология горизонтальной ветви у них может оказаться любой. Обычно полагают, что все малометаллические скопления, лежащие ниже узкой верхней полосы, можно с высокой долей вероятности зачислить кандидатами в аккрецированные (см. статью [16]). Похоже, что такое предположение весьма правдоподобно, и покраснению горизонтальных ветвей аккрецированных скоплений можно найти объяснение. Сведения о принадлежности скоплений к упоминаемым выше группам приведены в таблице.

Как мы уже отмечали, исследования последних лет показывают, что внутри наиболее массивных шаровых скоплений происходят несколько эпизодов звездообразования со вспышками сверхновых, обогащающих межзвездную среду скопления элементами группы железа. Например, несколько населений, различающихся металличностью, обнаружены в крупнейшем скоплении Омега Центавра (ω Cen). Однако и в менее массивных скоплениях находят популяции звезд, различающиеся содержанием гелия и CNO-элементов (см., например, работу [17]). Предполагают, что новые, более молодые популяции звезд в таких скоплениях образуются из химически загрязненного вещества, выброшенного гигантами асимптотической ветви промежуточных масс, быстровращающимися массивными звездами, а также вращающимися AGB-звездами первого поколения [18, 19]. Со временем в таких скоплениях формируются протяженные горизонтальные ветви, в результате чего их цвет перестает соответствовать первичному малометаллическому химическому составу доми-

нирующего по численности звездного населения. Авторы работы [20] численным моделированием показали, что в скоплениях со вторичным более молодым населением, обогащенным в основном CNO-элементами, цвет горизонтальной ветви действительно становится более красным. Одновременно меняется и тип скопления по Оостерхоффу. Как показывает моделирование, все это происходит на начальных этапах эволюции скопления в течение одного миллиарда лет после последней вспышки звездообразования.

На нашей диаграмме на рис. 2b можно увидеть, что из 42 скоплений с экстремально голубыми горизонтальными ветвями ($HBR > 0.85$) только одиннадцать расположены или имеют точки орбит далее 15 кпк от галактического центра, тогда как 29 скоплений находятся в настоящее время внутри солнечного круга ($R_{GC} < 8$ кпк), а четыре скопления оказались между этими границами. Причем среди далеких скоплений практически все по абсолютной величине довольно слабые, то есть массы у них небольшие. Это хорошо иллюстрирует рис. 2c, где приведена диаграмма «расстояние от центра Галактики R_G —абсолютная звездная величина M_V » для скоплений с экстремально голубыми горизонтальными ветвями. Дополнительно на рисунке выделены далекие скопления (R_{GC} или $R_{max} > 15$ кпк). Видим, что все такие скопления имеют $M_V \geq -8^m$ (исключениями являются далекое яркое скопление NGC 2419 из Sgr, имеющее пограничную величину $HBR = 0.86$, а также NGC 4833 с пограничной светимостью -8^m16), тогда как все более яркие скопления оказались близкими. Впрочем, о преобладании маломассивных скоплений среди далеких давно известно (см. статью [21] и ссылки в ней), но для экстремально голубых скоплений эта закономерность проявляется наиболее отчетливо. В итоге получается, что у малометаллических скоплений экстремально голубые горизонтальные ветви наблюдаются в основном у близких к галактическому центру и у небольшого числа далеких, сравнительно маломассивных скоплений. Причина может быть в том, что у обоих типов скоплений вещество, выбрасываемое проэволюционировавшими звездами, не остается в скоплениях, а выметается возмущениями гравитационного потенциала Галактики. Причем у первых это происходит из-за частых приближений к галактическому балджу и диску, тогда как у вторых — из-за их малой массы, неспособной удержать это вещество даже на значительном расстоянии от галактического центра. В итоге вторичное население у них или не образуется, или образуется в небольшом количестве. У малометаллических скоплений с покрасневшими горизонтальными ветвями все точки орбит зачастую находятся за пределами солнечного круга, где возмущения гравитационного

потенциала Галактики менее сказываются. Возможно, поэтому в них и успевает образоваться население более молодых звезд, искажающих цвет их горизонтальных ветвей. Описанная картина не вполне однозначна, поскольку третья и последующие популяции в некоторых скоплениях переобогащены гелием, что приводит к появлению звезд на горизонтальной ветви с высокотемпературной стороны от полосы нестабильности. В итоге цвет ветви смещается в голубую сторону. Характерным примером является скопление M 15, у которого в дополнение к нормальному голубому участку горизонтальной ветви имеется еще и так называемый «голубой хвост» [22]. Проверка предлагаемого объяснения существования корреляции между цветом горизонтальной ветви и потерей газа скоплением требует подробного анализа орбитальных треков скоплений, а также привлечения уже опубликованных многочисленных данных по индивидуальному химическому составу звезд в скоплениях.

На рис. 2d приведены диаграммы «азимутальная скорость V_{Θ} —отношения $[Ca, Ti/Fe]$ » шаровых скоплений нашей выборки, для которых определены эти параметры, и звезд поля. Дополнительно на диаграмме отмечены скопления, для которых доказано внегалактическое происхождение, то есть считающиеся аккрецированными, и далекие скопления. Вертикальной линией $V_{\Theta} = 0$ отделены звезды поля и скопления с ретроградным вращением. Для звезд поля характерны высокие (в среднем) значения отношений $[\alpha/Fe]$, но с большим разбросом при малых и отрицательных значениях азимутальной скорости и быстрое их уменьшение вблизи скорости вращения галактического диска на солнечном галактоцентрическом расстоянии. У шаровых скоплений с любой кинематикой отношения $[\alpha/Fe]$ мало отличаются друг от друга и вообще не коррелируют с азимутальной компонентой скорости. Причем при всех значениях $V_{\Theta} < V_{\odot}$ дисперсия у них небольшая ($\sigma[\alpha/Fe] \approx 0.1$), однако при скорости обращения вокруг галактического центра больше солнечной разброс резко увеличивается (правда, таких скоплений только шесть, но среди них есть скопления как с кинематикой всех трех подсистем, так и скопления различного происхождения). Высокие относительные содержания α -элементов говорят о том, что практически все скопления образовались, скорее всего, из межзвездного вещества, еще не обогащенного элементами группы железа от вспышек сверхновых типа Ia.

5. СОДЕРЖАНИЯ α -ЭЛЕМЕНТОВ В ШАРОВЫХ СКОПЛЕНИЯХ РАЗНЫХ ПОДСИСТЕМ И ПРОИСХОЖДЕНИЯ

На рис. 3a приведена диаграмма « $[Fe/H]$ — $[Ca, Ti/Fe]$ » для шаровых скоплений разных галактических подсистем и звезд поля разной природы

(подробности ниже). На рисунке видно, что скопления, принадлежащие по кинематическому критерию любой подсистеме, в отличие от звезд поля могут иметь не только разную металличность, но и разные относительные содержания α -элементов. На рис. 3b, где такая же диаграмма построена для усредненных по четырем α -элементам: магнию, кремнию, кальцию и титану, видим, что в целом положение области, занимаемой шаровыми скоплениями, относительно звезд поля не изменилось, но численность скоплений уменьшилась. В отличие от остальных диаграмм рисунка на этой панели для сравнения различными значками обозначены звезды поля разных галактических подсистем, выделенные по кинематическому критерию из работы [13]. Видно, что скопления и звезды поля одноименных подсистем имеют существенно различающийся химический состав. Для генетически связанных звезд поля, то есть образовавшихся из единого протогалактического облака, металличность может служить статистическим индикатором их возраста, поскольку в замкнутой звездно-газовой системе (каковой в первом приближении можно считать нашу Галактику) общее содержание тяжелых элементов со временем неуклонно увеличивается. Таковыми мы полагаем звезды поля с остаточными скоростями $V_{res} > 240 \text{ км с}^{-1}$ (см. исследование [23]), и обозначены они на диаграмме маленькими зелеными снежинками. Подавляющее число звезд поля с более высокими остаточными скоростями (обозначены крестиками) имеет ретроградное вращение (см. рис. 2a). Все такие высокоскоростные звезды можно считать кандидатами в аккрецированные. Обратим внимание на то, что малометаллические ($[Fe/H] < -1.0$) генетически связанные звезды поля располагаются вдоль верхней половины полосы на рис. 3a, 3c, 3d. Для ориентировки на рисунках ломаной кривой, проведенной «на глаз», нанесены нижние огибающие для генетически связанных звезд поля. Положение нашей линии хорошо согласуется с проведенной в работе [24], авторы которой выделили два населения среди малометаллических звезд поля не по кинематике, а по относительным содержаниям α -элементов примерно по границе $[\alpha/Fe] = \sim 0.3$ и нашли, что звезды этих населений различаются не только химическим составом, но и кинематикой, и возрастом. Причем они изначально искали свидетельства того, что население с меньшим относительным содержанием α -элементов — внегалактического происхождения. На рис. 3a, 3c, 3d видно, что у генетически связанных звезд отношения $[\alpha/Fe]$ резко уменьшаются с увеличением металличности, начиная с $[Fe/H] \approx -1.0$, из-за начала вспышек в Галактике SNe Ia. У шаровых скоплений такого не наблюдается, и подавляющее число богатых

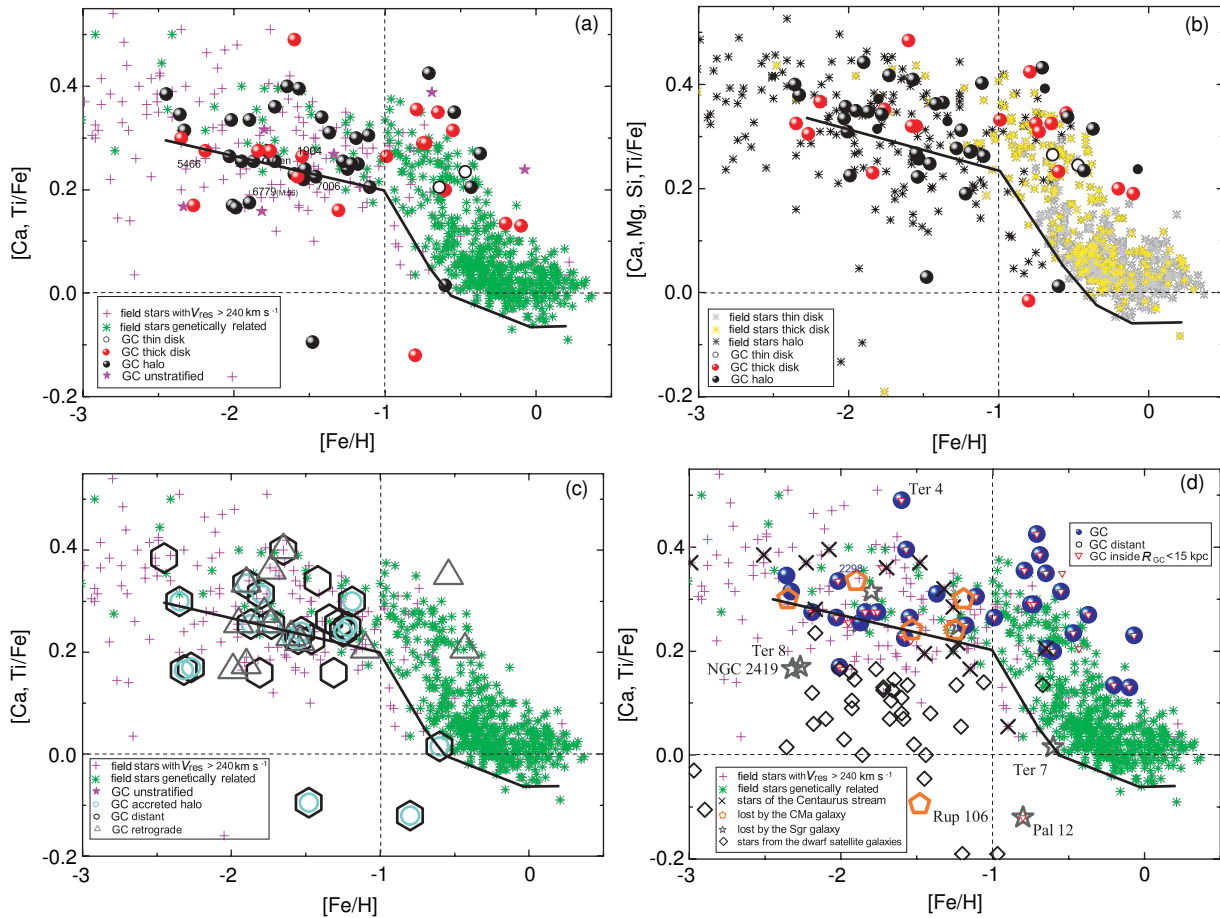


Рис. 3. Зависимость относительных содержаний, усредненных по двум α -элементам (Ca и Ti) (a), (c), (d) и по четырем α -элементам (Mg, Ca, Si и Ti) (b), от металличности для звезд поля из работы [12] и шаровых скоплений (ввиду отсутствия содержаний кремния у звезд поля они усреднены по трем элементам). Звезды поля и скоплений разных подсистем обозначены так же, как на рис. 1a (a), (b). Зеленые снежинки — генетически связанные звезды поля с $V_{res} > 240 \text{ km s}^{-1}$, розовые крестики — более высокоскоростные звезды поля (a) (c), (d); внешние и внутренние скопления на ретроградных орбитах обозначены так же, как на рис. 2b и 2c. Большие оранжевые пятиугольники — скопления, потерянные галактикой Sgr; большие серые звезды — скопления, потерянные галактикой CMa; ромбики — звезды карликовых галактик-спутников из работ [35, 37, 38], большие косые крестики — звезды потока Центавра (d). Ломаная кривая линия — проведенная «на глаз» нижняя огибающая для генетически связанных звезд поля (a)–(d).

металлами скоплений лежит выше полосы, занимаемой звездами поля. Хотя для них и заметно некоторое уменьшение отношений $[\alpha/Fe]$ с ростом металличности в диапазоне $[Fe/H] > -1.0$, но их позиции на диаграмме в основном остаются в диапазоне отношений $[\alpha/Fe] > 0.15$, как и у менее металичных скоплений. При этом скопления, принадлежащие по кинематике двум наиболее многочисленным галактическим подсистемам — толстому диску и гало — не обнаруживают статистически значимых различий положений на рис. 3a и 3b.

На рис. 3c приведена та же диаграмма « $[Fe/H]$ – $[Ca, Ti/Fe]$ », но скопления выделены по другим признакам: аккрецированные скопления, принадлежность которых в прошлом к распавшимся галактикам-спутникам определена разными ав-

торами на основании оценок их положений и пространственных движений, далекие скопления (R_{GC} или $R_{max} > 15 \text{ kpc}$) и ретроградные. Видно, что в диапазоне ($[Fe/H] < -1.0$) скопления располагаются на диаграмме так, что нижняя огибающая для генетически связанных звезд близка к медиане. Видно также, что в целом все население аккрецированных скоплений вместе с кандидатами в аккрецированные (далекими скоплениями и скоплениями на ретроградных орбитах) демонстрирует на рис. 3c большой разброс отношений $[\alpha/Fe]$. (Причем пять из двенадцати скоплений с ретроградными орбитами оказались внутри солнечного круга.) Разброс у них значительно больше, чем у генетически связанных звезд поля. Однако примерно такой же большой разброс демонстрируют на рис. 3 и высокоскоростные ($V_{res} > 240 \text{ km s}^{-1}$)

малометаллические звезды поля, которые генетически не связаны с единым протогалактическим облаком и имеют вероятное внегалактическое происхождение. Возможно, что большой разброс отношений $[\alpha/\text{Fe}]$ у таких скоплений и звезд поля мог получиться из-за различия максимальных масс сверхновых II типа, обогативших вещество их многочисленных родительских карликовых галактик.

На рис. 3d сплошными черными кружками нанесены скопления, которые ни по каким признакам мы не можем отнести к кандидатам в аккрецированные. Мы полагаем такие скопления генетически связанными, то есть образовавшимися из единого протогалактического облака. По определению все 32 таких скопления нашей выборки расположены ближе 15 кпк от галактического центра. Причем 27 из них, отмеченные на рисунке белыми треугольниками внутри кружка, лежат вообще внутри солнечного круга ($R_{GC} < 8$ кпк). И среди них находятся все богатые скопления с высокими отношениями $[\text{Ca}, \text{Ti}/\text{Fe}]$, часть из которых, скорее всего, принадлежит галактическому балджу (см. работу [25]). На этой диаграмме, кроме генетически связанных скоплений, нанесены и те, для которых принадлежность к двум весьма массивным карликовым галактикам — Sgr и CMa — считается надежно установленной (см. список аккрецированных скоплений в МКГ19). На рисунке видно, что 21 из 27 аккрецированных и генетически связанных скоплений в диапазоне $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ образует на диаграмме довольно узкую полосу, причем нижняя огибающая для генетически связанных звезд поля и для них может служить таковой. Но при этом все указанные скопления теснее концентрируются к этой линии, чем генетически связанные звезды поля. (Очень низкие отношения $[\text{Ca}, \text{Ti}/\text{Fe}]$ демонстрируют два малометаллических скопления из Sgr: очень далекое скопление с единственной исследованной звездой в одной работе NGC 2419 и Ter 8, правда, относительные содержания магния у обоих высокие — 0.30 и 0.52 соответственно, да и содержание кремния у Ter 8 — 0.38, то есть при учете всех α -элементов и эти скопления оказываются вблизи нижней огибающей. Аналогичная ситуация и со скоплением гало NGC 6287, у которого $[\text{Si}/\text{Fe}] = 0.55$, а $[\text{Mg}/\text{Fe}] = 0.35$.) Зато в более металличном диапазоне оба захваченных из карликовой галактики-спутника Sgr металличных скопления (Pal 12 и Ter 7) лежат ниже звезд поля. Аномально низко на диаграмме лежит и малометаллическое скопление Rup 106, потерянное, как полагают, довольно массивной карликовой галактикой CMa [26]. Однако очень низкое относительное содержание в нем α -элементов при малой металличности противоречит этому предположению. Можно предположить, что оно было потеряно

одной из маломассивных карликовых галактик-спутников. При условии, конечно, что содержания α -элементов всего в двух звездах Rup 106 в одной статье определены правильно. Заметим, что это скопление является одним из наименее массивных ($M_V = -6^m35$) малометаллических скоплений в Галактике и вполне могло образоваться в такой карликовой галактике.

6. АККРЕЦИРОВАННЫЕ ШАРОВЫЕ СКОПЛЕНИЯ И МАССЫ ИХ РОДИТЕЛЬСКИХ ГАЛАКТИК

В работе [27] для 235 выделенных авторами звезд ядра разрушающейся в настоящее время карликовой галактики Стрелец (Sgr) построена зависимость $[\text{Mg}, \text{Ca}/\text{Fe}]$ от $[\text{Fe}/\text{H}]$ и подчеркивается, что в малометаллическом диапазоне ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$) последовательность звезд из этой галактики совпадает с последовательностью звезд поля Галактики, а при большей металличности она лежит несколько ниже, чем у звезд поля. Причем авторы данной работы отмечают, что в области $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$ зависимость относительных содержаний α -элементов от металличности в галактике Стрелец очень похожа на ту, которая наблюдается у звезд самого массивного спутника Галактики — Большого Магелланова Облака. Это, по их мнению, предполагает и у галактики Стрелец также большую массу. И действительно, моделирование в работе [28] кинематики приливного хвоста звезд галактики Стрелец показало, что для того, чтобы воспроизвести дисперсию скоростей в потоке от этой галактики, масса ее темного гало должна быть $M = 6 \times 10^{10} M_{\odot}$. Авторам работы [27] удалось воспроизвести наблюдаемые химические закономерности в родительской карликовой галактике Стрелец в модели, подразумевающей именно такую большую ее начальную массу и значительную ее потерю несколько миллиардов лет назад, начиная с первого ее пересечения перигалактия нашей Галактики.

На рис. 3d среди звезд поля большими серыми косыми крестиками выделены звезды поля так называемого потока Центавра. Предполагается, что все эти звезды были потеряны карликовой галактикой-спутником, центральным ядром которой было самое массивное шаровое скопление Омега Центавра (ω Cen), принадлежащее в настоящее время нашей Галактике (см. статью [29] и ссылки в ней). Численное моделирование динамических процессов, происходящих при взаимодействии галактики-спутника с диском и балджем нашей Галактики, показало, что захват ядра карликовой галактики на вытянутую ретроградную орбиту с малым апогалактическим радиусом вполне возможен, при этом галактика должна быть

довольно массивной: порядка $10^9 M_{\odot}$ [30]. В частности, результаты численного моделирования [31] продемонстрировали, что орбиты достаточно массивных галактик-спутников постоянно уменьшаются в размерах и перемещаются в галактическую плоскость динамическим трением. Со временем такие галактики, приобретая очень эксцентричные орбиты, практически параллельные галактическому диску, начинают интенсивно разрушаться приливными силами Галактики при каждом своем прохождении перигалактического расстояния, теряя звезды с четко детерминированными орбитальными энергиями и угловыми моментами. Поэтому, если наблюдатель находится между апогалактическим и перигалактическим радиусами такой орбиты, то приливный «хвост» от разрушающейся галактики будет наблюдаться в виде «движущейся группы» звезд с малыми вертикальными компонентами скоростей и широким, симметричным и часто двухвершинным распределением радиальных компонентов пространственных скоростей. Основываясь на рекомендациях авторов статьи [32], в работе [23] из авторского сводного каталога спектроскопических определений содержания магния (представителя α -элементов) в 800 близких F-K-карликах поля [33] по азимутальным и вертикальным компонентам скоростей в диапазонах $-50 \leq V_{\theta} \leq 0$ км с⁻¹ и $|V_z| < 65$ км с⁻¹ соответственно были выделены звезды, потерянные карликовой галактикой, центром которой было скопление ω Cen. Оказалось, что выделенные 18 звезд потока действительно демонстрируют довольно узкую зависимость $[Mg/Fe]$ от $[Fe/H]$, характерную для генетически связанных звезд. Причем положение «точки излома» относительного содержания магния на $[Fe/H] \approx -1.3$ dex указывает на то, что скорость звездообразования в их родительской галактике была ниже, чем в нашей Галактике. Звездообразование в этой галактике, похоже, продолжалось так долго, что самые ее металличные звезды достигли величины отношения $[Mg/Fe] < 0.0$ dex, то есть даже меньше, чем у Солнца. Однако низкое значение максимальной металличности звезд данной группы (всего $[Fe/H] \approx -0.7$) указывает на прекращение последующего звездообразования в их родительской галактике. Скорее всего, это произошло из-за начала распада карликовой галактики. Другими словами, химический состав звезд этой бывшей галактики свидетельствует о том, что она действительно довольно долго эволюционировала (но меньше, чем наша Галактика), прежде чем разрушиться. В данной работе по тем же критериям мы выделили звезды потока Центавра из используемого здесь каталога звезд поля [12]. Таких звезд также оказалось 18 (см. рис. 3d). Видим, что поведение двух других α -элементов — кальция и титана — соот-

ветствует описанию поведения магния по данным другого каталога. В итоге получается, что зависимость $[\alpha/Fe]$ от $[Fe/H]$ у звезд потока Центавра неплохо согласуется с зависимостью аккрецированных скоплений в диапазоне $[Fe/H] > -1.5$. То есть подтверждается предположение о внегалактическом происхождении по крайней мере некоторых высокоскоростных звезд поля, причем попавших к нам из галактик-спутников довольно большой массы.

7. ОБСУЖДЕНИЕ

Наша Галактика обладает сложной многокомпонентной структурой, состоящей из нескольких подсистем, которые как бы вложены друг в друга. Четкие границы у подсистем отсутствуют, поэтому оценить их размеры можно лишь приблизительно. Геометрические границы предполагают определенные дисперсии скоростей объектов, принадлежащих данной подсистеме. Использование кинематических параметров считается наиболее надежным методом стратификации объектов по подсистемам. Именно таким способом разделяют по подсистемам Галактики звезды поля. Как показывают результаты данной работы, для шаровых скоплений этот метод мало пригоден, поскольку выделенные по кинематике скопления разных подсистем демонстрируют химические свойства, кардинально отличающиеся от свойств звезд поля одноименных галактических подсистем. В частности, все металличные ($[Fe/H] > -1.0$) скопления, принадлежащие по кинематике любой подсистеме, оказываются заключенными в довольно ограниченных пределах относительно центра и плоскости Галактики. Зато в менее металличном диапазоне среди скоплений, выделенных по кинематике, как толстого диска, так и гало, имеются и весьма удаленные. Это проявляется в хорошо известных радиальном и вертикальном градиентах металличности у генеральной совокупности шаровых скоплений Галактики. Получается, что традиционно используемая процедура выделения скоплений толстого диска и гало по металличности оказывается более приемлемой. Подчеркнем, что такое же противоречие выявилось и в нашей предыдущей работе, где скопления были стратифицированы по скоростям из работы [7]. Выходит, повышение количества и надежности определения компонентов скоростей скоплений не привело к его устранению. Различие химического состава у шаровых скоплений и звезд поля, выделяемых по кинематическому критерию в подсистему толстого диска, свидетельствует, скорее всего, об отсутствии соответствия между одноименными подсистемами у этих объектов. Получается, что причины образования этих подсистем у звезд поля и шаровых скоплений различны. Действительно, высокие относительные содержания

α -элементов у богатых металлами скоплений говорят о том, что они образовались в течение примерно миллиарда лет после начала звездообразования. В то время как у звезд поля начиная с $[\text{Fe}/\text{H}] = 1.0$ эти отношения начинают уменьшаться из-за начала эпохи массовых вспышек сверхновых типа Ia. Это свидетельствует о том, что богатые металлами звезды поля моложе шаровых скоплений такой же металличности.

Однако заметим, что аналогичное противоречие, хотя и не столь резко выраженное, между критериями принадлежности к дисковым подсистемам и к гало по химическим и кинематическим свойствам наблюдается и у звезд поля типа RR Lyrae (см. статью [34]). Возможно, не все лириды поля генетически связаны с нашей Галактикой. В работе [35] доказывается, что часть звезд поля попала в нее из довольно массивной захваченной галактики-спутника вскоре после образования собственного гало (подробнее см. ниже). К настоящему времени некоторые из них вполне могли стать переменными типа RR Lyrae. В пользу такой версии свидетельствует то, что относительные содержания α -элементов у лирид поля испытывают излом на диаграмме « $[\text{Fe}/\text{H}]$ – $[\alpha/\text{Fe}]$ » при меньшей металличности, чем звезды поля. Эту версию также подтверждают несколько более низкие по сравнению с близкими звездами поля относительные содержания всех α -элементов (вышесказанное особенно характерно для титана) у большинства богатых металлами лирид с кинематикой тонкого диска (см. рис. 2a–2d и 3a в работе [34]). Но тогда возникает необходимость объяснения, как такие богатые металлами звезды могли образоваться на ранних этапах эволюции теперь уже в карликовой галактике, а в нашей Галактике приобрести кинематику звезд поля толстого и тонкого дисков. Безусловно, данное предположение весьма поверхностное и требует всестороннего обоснования. Заметим, что в работе [36] мы предположили, что сравнительно молодые богатые металлами лириды поля имеют повышенные содержания гелия, приводящие к более быстрой эволюции звезд, и в окрестности Солнца они вынесены радиальной миграцией из центральных областей Галактики, где такие звезды уже обнаружены.

Напомним, что вероятности принадлежности скоплений к галактическим подсистемам вычисляются на основе остаточных скоростей на галактоцентрических расстояниях, соответствующих нынешним положениям. При этом совершенно не учитывается, насколько далеко от галактической плоскости скопления сейчас находятся. В итоге вертикальные составляющие остаточных скоростей скоплений, находящихся вблизи своих апогалактических радиусов орбит, занижаются. А это, в свою очередь, может привести к ошибочному

отнесению таких скоплений к дисковой подсистеме. Однако наша проверка показала, что, даже если из отобранных по кинематике скоплений толстого диска убрать скопления, расположенные далеко от галактической плоскости, то в подсистеме останется еще много малометаллических. Причем даже максимальные удаления от галактического диска у оставшихся скоплений получились менее 3 кпк. А с другой стороны, среди металлических скоплений по-прежнему остается много таких объектов с кинематикой гало. То есть несоответствие между кинематическим и химическим критериями стратификации остается.

Если считать, что все генетически связанные шаровые скопления образовались из вещества единого протогалактического облака, то можно предположить, что ответственным за такое выделенное положение богатых металлами скоплений является существование активных фаз в эволюции Галактики (см. исследование [3]). Период активной фазы наступает после массовых вспышек сверхновых в гало, разогревающих межзвездное вещество, в результате чего происходит задержка звездообразования. В период этой задержки уже загрязненное тяжелыми элементами межзвездное вещество протогалактики перемешивается, остывает и коллапсирует до меньших размеров, после чего в Галактике вновь начинается звездообразование и формируются дисковые подсистемы. Однако в такой сценарий образование подсистем у шаровых скоплений не вписывается: как видно на рис. 3a–3d, относительные содержания в них α -элементов практически у всех исследованных металлических скоплений (кроме трех аккрецированных скоплений Ter 7, Pal 12 и Rup 106, и двух скоплений балджа NGC 6528 и NGC 6553) оказались высокими: $[\alpha/\text{Fe}] > 0.15$. Отсутствие надежно прослеживаемого «излома» на зависимости $[\alpha/\text{Fe}]$ от $[\text{Fe}/\text{H}]$, как у звезд поля, свидетельствует о том, что все исследованные скопления образовались до начала вспышек SNe Ia, то есть в течение первого миллиарда лет после старта звездообразования в протогалактическом облаке. Эти сверхновые обогащают межзвездную среду исключительно атомами элементов группы железа, в результате чего отношения $[\alpha/\text{Fe}]$ в замкнутой звездно-газовой системе начинают уменьшаться. Как можно определить по звездам поля на рис. 3a–3d, в Галактике это происходит при $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.0$. На том же рисунке видно, что в пределах металлического диапазона у скоплений также наблюдается уменьшение относительных содержаний α -элементов с ростом металличности, но отношения $[\alpha/\text{Fe}]$ при любой металличности остаются у них выше, чем у звезд поля толстого диска. В итоге зависимость $[\alpha/\text{Fe}]$ от $[\text{Fe}/\text{H}]$ у них лежит выше и параллельно аналогичной зависимости звезд поля. Причем

среди них имеются скопления всех выделенных по кинематике подсистем. Как видно на рис. 3д, объединяет богатыми металлами скопления то, что все они лежат внутри солнечного круга. И даже самые удаленные точки их орбит практически не выходят за пределы этого радиуса. Оценка возраста скоплений ввиду своей неопределенности не позволяет сделать об их природе окончательный вывод. В частности, согласно оценкам возрастов из работы [10], все они моложе 11.5 млрд лет. Зато по определениям из статьи [11] они старше и возникли одновременно с самыми старыми, наименее металличными скоплениями. С другой стороны, и те и другие данные демонстрируют уверенное монотонное уменьшение возрастов богатых металлами скоплений с увеличением металличности. Получается, что более богатые металлами скопления с более низкими относительными содержаниями α -элементов рождаются в основном позже. В таком случае придется согласиться с утверждением, что это происходит из-за начавшихся вспышек сверхновых SNe Ia. Но тогда более корректными представляются небольшие возрасты металличных скоплений из исследования [10]. Такое поведение скоплений можно уложить в рамки гипотезы об активных фазах эволюции Галактики. При этом более высокие, чем у звезд поля, относительные содержания α -элементов у всех богатых металлами скоплений можно объяснить тем, что они образовались из уже сколлапсировавшего, обогащенного тяжелыми элементами после задержки звездообразования межзвездного вещества повышенной плотности, которая привела к увеличению верхнего предела масс образующихся звезд, а следовательно, и сверхновых второго типа, выбрасывающих большее количество α -элементов. В этом случае малометаллические, генетически связанные скопления, орбиты которых также почти полностью лежат внутри солнечного круга, должны были родиться еще до наступления активной фазы. Действительно, согласно работе [10], возрасты менее металличных генетически связанных скоплений систематически больше. Возможно, что уже к моменту их рождения скорость коллапса протогалактического облака существенно замедлилась, что привело к наличию среди них скоплений с более «молодой» кинематикой толстого диска. Однако большие различия в скоростях скоплений по оценкам разных авторов не позволяют исключить и вероятность того, что их ошибки значительно занижены, что могло привести к неверной стратификации некоторых скоплений. Таким образом, опираясь на гипотезу об активных фазах эволюции Галактики, можно попытаться дать непротиворечивое объяснение причины скачкообразного изменения занимаемого объема в Галактике скоплениями при переходе через $[Fe/H] \approx -1.0$. Хотя и в этом случае

по-прежнему остается непонятным существование скоплений с кинематикой гало в диапазоне $[Fe/H] > -1.0$, появление которых невозможно приписать малым современным величинам ошибок измерения собственных движений и расстояний до шаровых скоплений.

На нашем рис. 3 видно, что вся совокупность малометаллических ($[Fe/H] < -1.0$) шаровых скоплений Галактики занимает на диаграмме « $[Fe/H]$ – $[\alpha/Fe]$ » практически одну и ту же полосу вместе с быстрыми ($V_{\theta} > 240 \text{ км с}^{-1}$), то есть аккрецированными, звездами поля. При этом, как следует из той же диаграммы, звезды карликовых галактик-спутников [37–39] нашей Галактики при такой же низкой металличности имеют существенно меньшие величины $[\alpha/Fe]$. Вышесказанное свидетельствует о том, что все звездные объекты аккрецированного гало являются остатками галактик более высокой массы, чем нынешнее окружение Галактики. Различия в содержаниях α -элементов у звездных объектов Галактики и окружающих ее менее массивных карликовых галактик-спутников свидетельствуют о том, что последние не оставили заметного звездного следа в ней. Этот вывод согласуется с результатом, полученным по меньшему количеству шаровых скоплений в работе [5]. В недавней статье [40] на основании обнаружения высокой радиальной анизотропии поля скоростей у большой выборки карликов гало из окрестности примерно 10 кпк от Солнца также сделан вывод об аккреции на Галактику спутника большой массы примерно 8–11 млрд лет назад. Еще более определенные выводы по поводу захвата на ранних этапах эволюции нашей Галактикой массивной ($10^9 M_{\odot}$) галактики-спутника и образовании в результате ее падения толстого диска из-за разогрева уже образовавшегося тонкого звездного диска сделаны в работе [35]. Данные выводы получены в результате анализа относительных содержаний α -элементов и скоростей нескольких десятков тысяч звезд в пределах 15 кпк от Солнца в выборке, составленной путем кросс-идентификации между каталогами SDSS-APOGEE DR14 и Gaia DR2.

БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы благодарят Александра Чемеля за предоставление компонентов пространственных скоростей для 115 шаровых скоплений и кривой вращения используемой им модели Галактики.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

М. В. А. и Г. М. Л. благодарят за поддержку Минобрнауки РФ (госзадание №3.5602.2017/БЧ), а К.В.В. благодарит за поддержку Минобрнауки РФ (госзадание №3.858.2017/4.6).

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Авторы заявляют об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. V. A. Marsakov, V. V. Koval', and M. L. Gozha, *Astronomy Reports* **63**, 274 (2019).
2. T. V. Borkova and V. A. Marsakov, *Astronomy Reports* **44**, 665 (2000).
3. V. A. Marsakov and A. A. Suchkov, *Sov. Astron.* **21**, 700 (1977).
4. E. Carretta, *IAU Symp.* **317**, 97 (2016).
5. B. J. Pritzl, K. A. Venn, and M. Irwin, *Astron. J.* **130**, 2140 (2005).
6. W. E. Harris, *Astron. J.* **112**, 1487 (1996); 2010 edition [arXiv:1012.3224].
7. G. M. Eadie and W. E. Harris, *Astrophys. J.* **829**, 108 (2016).
8. A. A. Chemel, E. V. Glushkova, A. K. Dambis, et al., *Astrophysical Bulletin* **73**, 162 (2018).
9. A. A. Chemel (private communication).
10. D. A. VandenBerg, *Astrophys. J. Suppl.* **129**, 315 (2000).
11. M. Salaris and A. Weiss, *Astron. and Astrophys.* **388**, 492 (2002).
12. K. A. Venn, M. Irwin, M. D. Shetrone, et al., *Astron. J.* **128**, 1177 (2004).
13. T. Bensby, S. Feldsing, and I. Lundstrom, *Astron. and Astrophys.* **410**, 527 (2003).
14. O. J. Eggen, D. Linden-Bell, and A. Sandage, *Astrophys. J.* **136**, 748 (1962).
15. M. G. Abadi, J. F. Navarro, and M. Steinmetz, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **365**, 747 (2006).
16. Y.-W. Lee, H. B. Gim, and D. I. Casetti-Dinescu, *Astrophys. J.* **661**, L49 (2007).
17. R. G. Gratton, E. Carretta, and A. Bragaglia, *Astron. Astrophys. Rev.* **20**, 50 (2012).
18. T. Decressin, G. Meynet, C. Charbonnel, et al., *Astron. and Astrophys.* **464**, 1029 (2007).
19. P. Ventura and F. D'Antona, *Astron. and Astrophys.* **499**, 835 (2009).
20. S. Jang, Y.-W. Lee, S.-J. Joo and C. Na, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **443**, L15 (2014).
21. T. V. Borkova and V. A. Marsakov, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **54**, 61 (2002).
22. Y.-W. Lee, P. Demarque and R. Zinn, *Astrophys. J.* **423**, 248 (1994).
23. V. A. Marsakov and T. V. Borkova, *Astronomy Letters* **32**, 545 (2006).
24. P. E. Nissen and W. J. Schuster, *Astron. and Astrophys.* **511**, L10 (2010).
25. V. V. Bobylev and A. T. Bajkova, *Astronomy Reports* **61**, 551 (2017).
26. D. A. Forbes and T. Bridges, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **404**, 1203 (2010).
27. A. Mucciarelli, M. Bellazzini, R. Ibata, et al., *Astron. and Astrophys.* **605**, A46 (2017).
28. S. L. J. Gibbons, V. Belokurov, and N. W. Evans, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **464**, 794 (2017).
29. V. Marsakov, T. Borkova, and V. Koval', in *Proc. B. V. Kurarkin Centenary Conf. on Variable stars, the Galactic halo and Galaxy formation, Zvenigorod, Russia, 2009*, Ed. by C. Sterken, N. Samus, and L. Szabados (Univ. Press, Moscow, 2010), p. 133.
30. T. Tshuchiya, D. Dinescu, and V. I. Korchagin, *Astrophys. J.* **589**, L29 (2003).
31. M. G. Abadi, M. G. Navarro, M. Steinmetz, and V. R. Eke, *Astrophys. J.* **591**, 499 (2003).
32. A. Meza, J. F. Navarro, M. G. Abadi, and M. Steinmetz, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **359**, 93 (2005).
33. T. V. Borkova and V. A. Marsakov, *Astronomy Reports* **49**, 405 (2005).
34. V. A. Marsakov, M. L. Gozha, and V. V. Koval, *Astronomy Reports* **62**, 50 (2018).
35. J. T. Mackereth, R. P. Schiavon, J. Pfeffer, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **482**, 3426 (2019).
36. V. A. Marsakov, M. L. Gozha, and V. V. Koval', *Astronomy Reports* **63**, 203 (2019).
37. M.D. Shetrone, P. Côté, and W. L. W. Sargent, *Astrophys. J.* **548**, 592 (2001).
38. M. Shetrone, K. A. Venn, E. Tolstoy, et al., *Astron. J.* **125**, 684 (2003).
39. D. Geisler, V. V. Smith, G. Wallerstein, et al., *Astron. J.* **129**, 1428 (2005).
40. V. Belokurov, D. Erkal, N. W. Evans, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **478**, 611 (2018).

Globular Clusters of the Galaxy: Chemical Composition vs Kinematics**V. A. Marsakov, V. V. Koval', and M. L. Gozha**

A comprehensive statistical analysis of the relationship between the chemical and spatially kinematic parameters of the globular clusters of the Galaxy has been performed. The data of the author's compilation catalog contain astrophysical parameters for 157 clusters and the relative abundances of α -elements for 69 clusters. For 121 clusters, the data are supplemented by spatially kinematic parameters taken from the literature. The phenomenon of reddening of horizontal branches of low-metal accreted globular clusters is discussed. We consider the contradiction between the criteria for clusters to belong to the subsystems of the thick disk and the halo in terms of chemical and kinematic properties. It consists in the fact that, regardless of belonging to the galactic subsystems by kinematics, almost all metallic ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$) clusters are located close to the center and plane of the Galaxy, while among the less metallic of both subsystems there are many distant ones. Differences in the abundances of α -elements in the stellar objects of the Galaxy and the surrounding low-mass dwarf satellite galaxies confirm the well-known conclusion that all globular clusters and field stars of the accreted halo are remnants of galaxies of higher mass than the current environment of the Galaxy. A possible exception is a distant low-metal cluster with low relative abundance of α -elements Rup 106.

Keywords: *Galaxy: structure—globular clusters: general*