

О химическом составе и происхождении шаровых скоплений Галактики

А. В. Миронов, Н. Н. Самусь

Для 47 шаровых скоплений заново определены значения 16 морфологических параметров горизонтальных ветвей. С помощью этих параметров уточнены величины избытков цвета и подтверждено существование двух групп шаровых скоплений, обнаруженное ранее (Миронов, 1973а). Двумя методами оценено содержание гелия Y в звездах шаровых скоплений. Проанализированы ошибки этих методов. Для введенных групп шаровых скоплений сопоставлены содержание гелия Y и содержание тяжелых элементов Z. Обнаружена корреляция между Z и Y для скоплений группы II. Для группы I такая корреляция отсутствует. Имеются указания на то, что звезды небольшого числа скоплений группы I в процессе эволюции до горизонтальной ветви испытывают частичное перемешивание вещества внутренних и внешних слоев. Резкая граница между постоянными и переменными звездами у голубого края пробела Шварцшильда, наблюдающаяся у большинства скоплений обеих групп, свидетельствует об отсутствии в их звездах подобного перемешивания. Химический состав звезд скоплений группы II коррелирует с расстоянием от центра Галактики. Для скоплений группы I такой корреляции нет. Они показывают значительно меньшую концентрацию к центру. Обнаруженные свойства скоплений двух групп укладываются в гипотетическую схему эволюции, согласно которой скопления группы I появились одновременно с Галактикой, а скопления группы II — позже, причем между образованием таких двух поколений шаровых скоплений протекло время, достаточное для того, чтобы первые массивные звезды Галактики обогатили межзвездную среду тяжелыми элементами и гелием. Кратко рассмотрено соотношение между выделенными группами скоплений и классами Оостерхофа.

On the Chemical Composition and the Crigin of the Globular Clusters of Our Galaxy

by A. V. Mironov, N. N. Samus'

16 parameters characterizing the shape of horizontal branches of globular clusters (morphological parameters) were introduced (fig. 1). The

values of these parameters have been determined for 47 globular clusters of our Galaxy. A number of correlations between morphological parameters is found. In the case of a correlation between a parameter dependent on the accepted value of the colour excess and a parameter independent on the colour excess (see fig. 2) it is possible to improve the accepted values of colour excesses. A number of other correlations (fig. 3) made it possible to confirm the earlier discovered existence of the two groups of globular clusters (Mironov, 1973a). The values of independent parameters and the results of the classification are given in Table 1.

The ratio N_{HB}/N_{RG} and the colour index of the blue edge of the RR Lyrae instability strip were used for estimating the helium abundance Y for the stars of 39 globular clusters. The uncertainties of both methods were analyzed. The results of this determination of Y are given in Table 2 along with $[m/H]$ values (Kukarkin, 1974).

The comparison of Y and $[m/H]$ for both groups of globular clusters leads to the following conclusions, 1) The average metal abundance is less for Group I clusters than for Group II clusters, and there is no correlation between Y and $[m/H]$ for Group I clusters, 2) There exists some indications that the stars of several Group I clusters undergo partial mixing of matter between inner and outer layers during their evolution before the arrival at the horizontal branch. However, in the majority of globular clusters the observed boundary between non-variables and variables at the blue edge of the RR Lyrae gap is very sharp thus suggesting that mixing does not occur in these clusters, 3) The range of metal abundances for Group II clusters is two times as great as that for Group I clusters, and the increase of Z for Group II clusters corresponds to the increase of Y . All the clusters with $[m/H] > -1.25$ belong to Group II. The clusters with extremely low $[m/H]$ values also belong to Group II.

There exists a correlation between the chemical composition of Group II clusters and their distance from the centre of Galaxy. The lower the distance from the centre, the higher the metal and helium abundance. No correlation between the chemical composition of Group I clusters and their distance from the galactic centre was found.

In order to explain the discovered properties of the two groups of globular clusters we put forward the following scheme of the globular clusters origin and evolution (see fig. 8).

Group I clusters are older than Group II clusters. They were formed on the earliest stages of the history of Galaxy, probably at the same time when Galaxy itself was formed (Doroshkevich, Shandarin, 1974). At the time of their formation (t_1) $Z=0$, $Y=Y_{Hq}$ (primordial Y). Later Group I clusters enrich themselves in metals and helium which were generated in the first massive stars of Galaxy and appeared in the interstellar medium. Group II clusters were formed later (t_2), when the interstellar medium in the central regions of Galaxy had been considerably enriched in

metals and helium and in the peripheral regions Z and Y remained practically the same as at t_1 . Group II clusters have different values of Z and Y , according to their place of origin. This assumption explains the relations of figs. 6 and 7. The mass functions of the clusters of both groups at the time of their formation are supposed to be similar.

Times t_3 and t_4 correspond to the moments when in the clusters of Group I and Group II, respectively, the stars with masses sufficiently low for horizontal branch to be formed begin to leave the main sequence. Later masses of the stars arriving at the horizontal branch decrease and the branch becomes bluer.

For our time t_5 the scheme gives the observed values of Z , Y , and the 'horizontal branch blueness index' $B/(B+R)$.

At the time t_{MC} the Group I clusters are similar to the 'red' globular clusters of Magellanic Clouds and the Group II clusters are similar to the 'blue' globular clusters of Magellanic Clouds.

Finally, we briefly discuss the relation of the two above mentioned groups of globular clusters to Oosterhoff groups. There exists extremely sharp boundary between the groups OoI and OoII at $[m/H] = -1.53$ (fig. 9). Probably it is the metal abundance that is the cause of the Oosterhoff dichotomy through its influence on helium abundance, total stellar mass, core mass, mean mass loss, etc.

В процессе поиска второго параметра, влияющего на форму диаграммы Герцшпрунга-Рессела (Г-Р) шаровых скоплений Галактики, Мионов (1973a, далее цитируется как "Статья I") обнаружил, что все скопления можно разделить на две группы, различающиеся по характеру зависимости формы горизонтальной ветви от химического состава. Разделение было выполнено на основе анализа корреляций между параметрами, описывающими форму горизонтальной ветви, и комбинированным индексом химического состава, определяемым как произведение индекса металличности (IM) шарового скопления (Кукаркин, Русев, 1972) на содержание гелия по массе Y . Однако причины различия свойств скоплений двух групп и физический смысл произведения $IM \cdot Y$, зависящего от трудно определяемой величины Y , оставались неясными. Это оставляло сомнения в реальности произведенной классификации.

В настоящей работе сделана попытка на основе уточненных данных о химическом составе звезд шаровых скоплений выявить физический смысл различия между введенными группами.

1. *Морфологические параметры горизонтальных ветвей.* Для удобства изложения определим сначала ряд величин, которые будем называть морфологическими параметрами горизонтальных ветвей. Совокупность этих параметров в дальнейшем для краткости будем называть формой горизонтальной ветви. Такие величины были введены ранее

Статья I; Миронов, 1972). Это $B/(B+R)$ — доля голубых звезд от полного числа переменных звезд горизонтальной ветви; $(B-V)_1^0$ — цвет максимума в распределении числа звезд горизонтальной ветви по цветовой координате и $(B-V)_2^0$ — цвет красного конца горизонтальной ветви. Четвертая величина также была введена раньше (см. Хартвик, 1968) и представляет из себя цвет ветви субгигантов на уровне светимости звезд горизонтальной ветви — $(B-V)_g^0$. В качестве еще двух параметров мы примем цвета голубой и красной границ области, занимаемой переменными типа RR Лиры (пробела Шварцшильда) и обозначим их соответственно $(B-V)_b^0$ и $(B-V)_r^0$. Все цвета берутся исправленными за межзвездное покраснение, что обозначено надстрочным индексом "0". Кроме перечисленных параметров мы также будем использовать всевозможные разности между ними, обозначая, например, разность цветов $(B-V)_r^0$ и $(B-V)_1^0$ как $\Delta(r-1)$. Всего можно образовать 10 таких разностей. Подчеркнем, что все они не зависят от межзвездного поглощения и, следовательно, от ошибок в его определении. Введенные величины иллюстрируются схематической диаграммой на рис. 1.

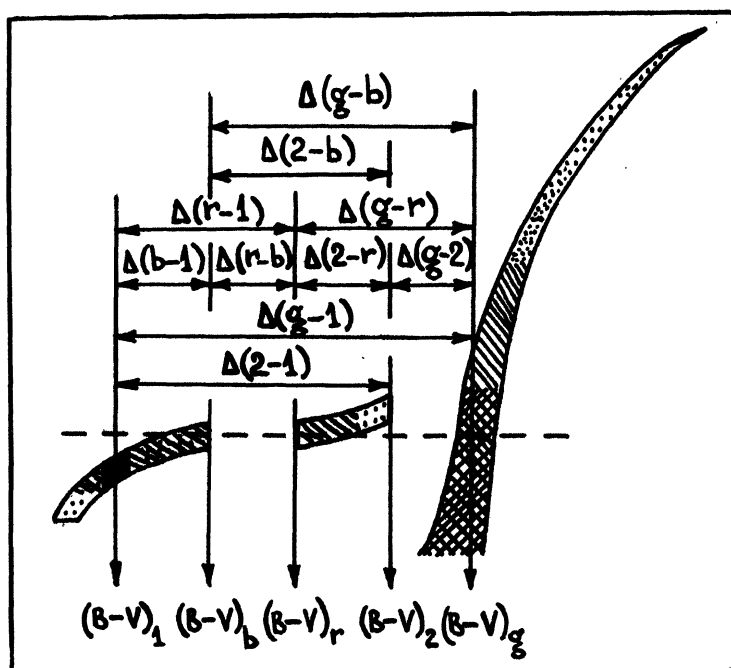


Рис. 1. К определению морфологических параметров горизонтальной ветви.

Значения морфологических параметров были получены для 47 шаровых скоплений по диаграммам Г—Р из атласов Уайта (1970) и Алькоино (1973), а также из оригинальных работ, ссылки на которые даются в указанных атласах и Статье I. По сравнению с предыдущей работой (Статья I) все параметры были заново переопределены. В ряде случаев (обычно в связи с привлечением новых наблюдательных данных) их величины заметно отличаются от опубликованных ранее.

2. *Величины избытков цвета.* Сопоставляя между собой морфологические параметры горизонтальных ветвей, мы обнаружили способ уточнить избытки цвета E_{B-V} . На рис. 2 показана корреляция между величинами $\Delta(b-1)$ и $(B-V)_1^0$. Для получения величины $(B-V)_1^0$ в качестве начального приближения были взяты избытки из каталога Кукаркина (1973a). Величина $\Delta(b-1)$ не зависит от поглощения и определяется непосредственно из диаграммы Г-Р. С этого графика, зная $\Delta(b-1)$, мы можем снять исправленную за поглощение величину $(B-V)_1^0$ и, вычитая ее из видимой величины $(B-V)_1$, получить избыток E_{B-V} . Аналогичные корреляции были найдены также между парами параметров $\Delta(2-b)$ и $(B-V)_2^0$, $\Delta(g-b)$ и $(B-V)_g^0$ и некоторыми другими. С помощью этих зависимостей и описанной процедуры были перепределены избытки цвета 33 шаровых скоплений. Большинство этих избытков прекрасно согласуются с величинами из каталога Кукаркина (1973a), однако в трех случаях (NGC 4372, 6362, 6712) обнаружилось заметное расхождение. Для этих скоплений предпочтение было отдано выведенным нами величинам E_{B-V} на основании следующего. Для каж-

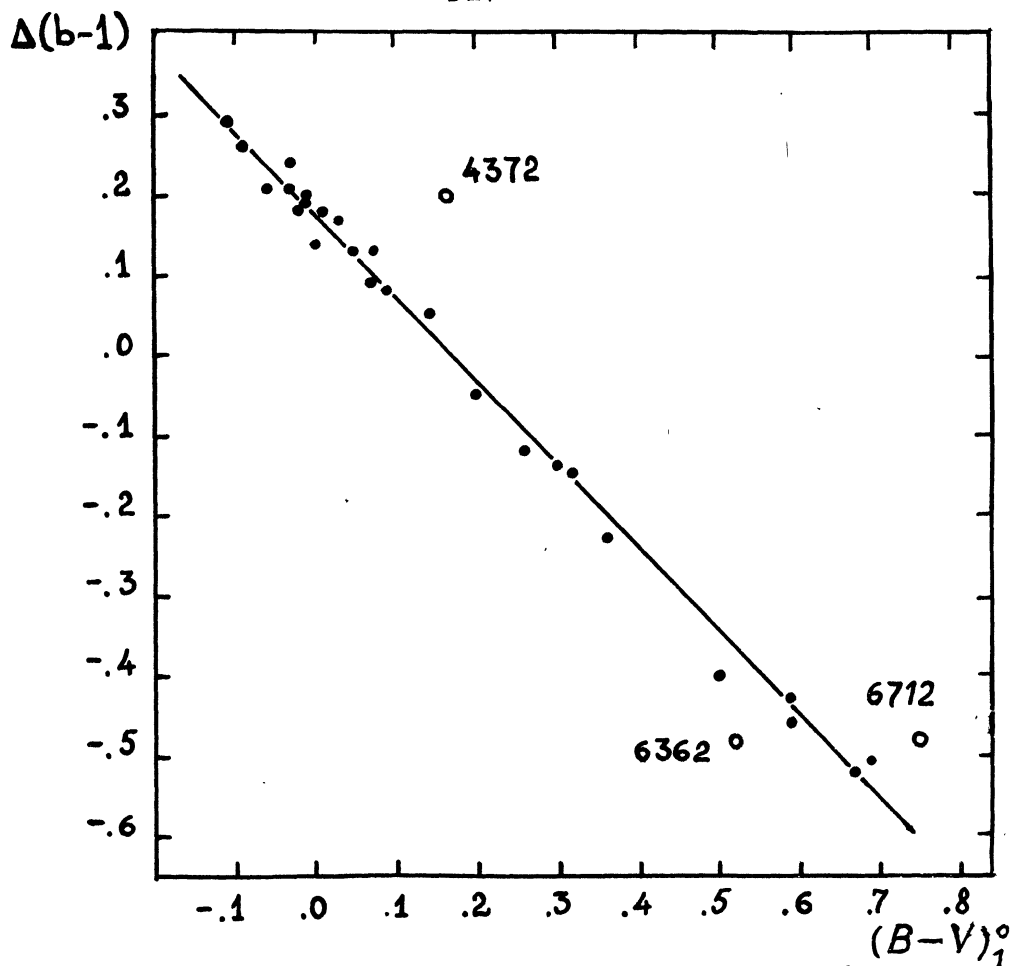


Рис. 2. Пример зависимости, позволяющей уточнить избытки цвета шаровых скоплений.

дой из упомянутых выше группы шаровых скоплений нами было обнаружено значительное количество корреляций между различными морфологическими параметрами, подобных представленным на рисунках 3б и 3г. На всех таких графиках точки, соответствующие указанным скоплениям, резко уклонялись от найденных зависимостей, когда использовались величины, зависящие от принятого избытка цвета, и брались избытки по Кукаркину (1973а), тогда как с нашими значениями избытков точки хорошо удовлетворяли зависимостям. В то же время, когда по осям координат откладывались разностные параметры, не зависящие от поглощения, указанные скопления не показывали никаких аномалий. Отсюда ясно, что причиной уклонений были неточные значения E_{B-V} , которые и были изменены. Во всех остальных случаях бралось среднее между нашим определением и величиной из каталога Кукаркина. Принятые значения морфологических параметров и избытков цвета приведены в таблице 1.

Таблица 1.

Морфологические параметры горизонтальных ветвей и избытки цвета

NGC	(B - V)°					$\frac{B}{B+R}$	E_{B-V}			Γ_{pyr} na
	1	b	r	2	g	1)	2)	3)		
104	0.69	>0.20	0.46	0.79	0.86	0.03	0.07	—	0.07	II
362	.60	—	.32	.74	.82	.03	.08	0.08	.08	II
1261	.59	.13	.34	.69	.78	.21	.04	.05	.04	II
1851	.71	—	.57	.85	1.00	.00	.11	—	.11	II
2298	— .01:	.19:	.34:	.48:	0.73:	.73:	.14	.12	.13	I :
2808	—	—	.26	.56	.76	.00	.24	—	.24	II
3201	— .22	— .01	.14	.33	.57	.58	.31	—	.31	?
4147	— .06	.15	.33	.43	.78	.86	.04	.03	.04	I
4372	— .03	.17	.39	.49	.67	.74	.24	.43	.43	I
4833	.05	.18	.32	.57	.70	.91	.33	.32	.33	I
5024	— .11	.04	.29	.38	.69	.92	.04	—	.04	I
5053	.20	.15	—	.53	.64	—	.07	.06	.07	II
5139	— .01	.19	.29	.49	.72	.90	.13	.14	.13	I
5272	.30	.155	.39	.60	.79	.56	.02	.02	.02	II
5466	— .08	.08	.25	.43	.64	.89	.06	—	.06	I
5897	.03	.20	.36	.60	.77	.93	.14	.14	.14	I
5904	.32	.17	.41	.62	.77	.72	.05	.05	.05	II
6121	.34	.16	.43	.67	.82	.48	.36	.34	.35	II
6171	.59	.16	.29	.78	.89	.07	.33	.34	.33	II
6205	.06	.19	—	.62	.79	.97	.03	.05	.04	I
6218	— .01	.18	.34	.52	.77	.88	.18	.18	.18	I
6254	.07	.21	.40	.67	.81	.92	.24	.30	.27	I
6341	— .02	.155	.43	.50	.68	.80	.04	.03	.04	II
6352	.69	—	.62	.81	.96	.05	.36	—	.36	II
6356	—	—	.47	—	.87	.00	.32	—	.32	II

Таблица 1. (продолжение)

NGC	(B - V) ^o					$\frac{B}{B+R}$	E_{B-V}		Группа
	1	b	r	2	g		1)	2)	
6362	0.62	0.16	0.35	0.76	0.96	0.17	0.18	0.08	II
6397	— .08	.14	.36	.49	.81	.95	.17	.15	I
6402	— .08	.13	.36	.51	.79	.93	.52	.49	I
6522	—	—	.36	.66	.78	.00	.47	—	II
6541	— .11	.18	.41	.44	.79	.95	.19	.19	I
6637	.70	—	.53	.94	1.04	.03	.17	—	II
6656	.01	.19	.45	.49	0.65	.93	.37	.38	II
6712	.64	.16	.39	.80	.95	.15	.34	.49	II
6723	.67	.15	.33	.88	1.03	.26	.05	.05	II
6752	— .02	.08	—	.48	0.80	.91	.06	—	I
6779	— .04	.14	.26	.43	.59	.89	.25	.23	I
6838	—	—	.59	.76	.96	.04	.29	.29	II
6934	.25	.22	.38	.58	.79	.60	.17	.22	II
6981	.14	.19	—	.57	.77	.64	.06	.07	II
7006	.50	.10	.28	.58	.70	.25	.12	—	?
7078	.07	.16	.47	.57	.71	.78	.11	.10	II
7089	.09	.17	.37	.60	.73	.95	.07	.07	I
7099	— .04	.20	—	.46	.62	.95	.07	.10	I
7492	.02	.16	.35	.52	.71	.90	.05	.01	I
Pal 4	—	—	.40	.63	.81	.03	.04	—	II?
Pal 13		.15	—	—	.90	.5 ±	.05	—	II?
121	.54	—	.20	.62	.72	.0 :	—	.13	—
Draco	.65	.22	.37	.72	.87	.10	—	.10	—

1) Кукаркин, 1974, 2) настоящая работа, 3) принятое.

3. Классификация шаровых скоплений по форме горизонтальных ветвей. С помощью введенных морфологических параметров можно различить две группы, описанные в статье I, без привлечения комбинированного индекса химического состава. Ряд диаграмм, позволяющих провести такую классификацию, представлен на рис. 3. Хорошо видно, что скопления группы I (обозначены крестиками) и скопления группы II (заполненные кружки) занимают на представленных диаграммах различные участки плоскости, так что их нетрудно разделить. Число классифицированных скоплений составляет теперь 45 по сравнению с 27 в Статье I. Это стало возможным в результате привлечения в качестве классификационных параметров величин $(B - V)_r^o$ и $(B - V)_g^o$. С их помощью была проведена классификация скоплений, для которых невозможно определить цвет высокотемпературной границы пробела Шварцшильда. Результаты классификации приведены в последнем столбце таблицы 1.

Основные различия скоплений двух выделенных групп по форме горизонтальной ветви и богатству переменными звездами были обсуждены ранее (Миронов 1973a,b). Здесь мы отметим только, что скопления с наибольшими лучевыми скоростями NGC 3201 ($V_r = +493$ км/сек) и

NGC 7006 ($V_r = -348$ км/сек), а также скопления других звездных систем, такие как NGC 121 в Малом Магеллановом Облаке и карликовая галактика в Драконе, могут сильно уклоняться от закономерностей, выведенных для скоплений нашей Галактики. Вероятно, это связано со значительными различиями в условиях их образования.

4. *Новые определения содержания гелия в звездах шаровых скоплений.* В настоящее время применяются два способа оценки содержания гелия Y в звездах шаровых скоплений. Первый из них основан на расчетах моделей пульсаций звезд типа RR Лиры. Эти расчеты указывают на наличие связи между содержанием гелия в поверхностных слоях звезд и поверхностной температурой звезд близ голубой границы пробела Шварцшильда. Таблицы и формулы, устанавливающие такую связь, приведены в работах Кристи (1966), Ибена и Хучры (1971), ван Албады и Бейкера (1971), Тагла и Ибена (1972). Аналитическое представление части таблицы из работы Кристи (1966) было получено Мироновым (Статья I). Все перечисленные формулы были использованы для вычисления значения Y . Величины минимального периода звезд типа RRc, входящие в формулы из работ Ибена и Хучры, ван Албады и Бейкера и Тагла и Ибена, брались из третьего издания каталога переменных звезд в шаровых скоплениях (Сойер - Хогг, 1973). Исправленный за покраснение и за различие в эффекте бланкетирования цвет голубой границы пробела Шварцшильда $(B - V)_{\text{век}}$ переводился в эффективную температуру по таблице Ньюэлла (1970). Получены Y для 38 скоплений.

Сравнение результатов, получающихся по этим формулам, показано на рис. 4. По оси абсцисс отложены величины Y_{IH} , вычисленные по формуле Ибена и Хучры, по оси ординат — значения содержания гелия, определенные по четырем остальным формулам. Видно, что рассеяние точек на кривых невелико, но систематические различия весьма значительны и могут достигать величины $\Delta Y = 0.35$. Таким образом, как и раньше в Статье I, мы можем говорить лишь об относительном содержании гелия.

На практике мы поступили следующим образом. Произвольно приняв систему величин Y_{IH} , получаемых по формуле Ибена и Хучры, за основную, мы привели к этой системе величины Y , вычисленные по другим формулам, согласно зависимостям на рис. 4 и взяли среднее арифметическое из всех пяти определений. Погрешность в величине Y при ошибке в цвете голубой границы пробела Шварцшильда на 0.01 составляет около 0.015 , а при ошибке в значении минимального периода P_c^{min} на 0.01 — около 0.005 . Как правило, неопределенность положения голубой границы не превышает ± 0.04 , а неопределенность $P_c^{\text{min}} = 0.03$.

В результате предельная абсолютная погрешность Y в этом способе около ± 0.07 , наиболее вероятная ошибка не более ± 0.05 .

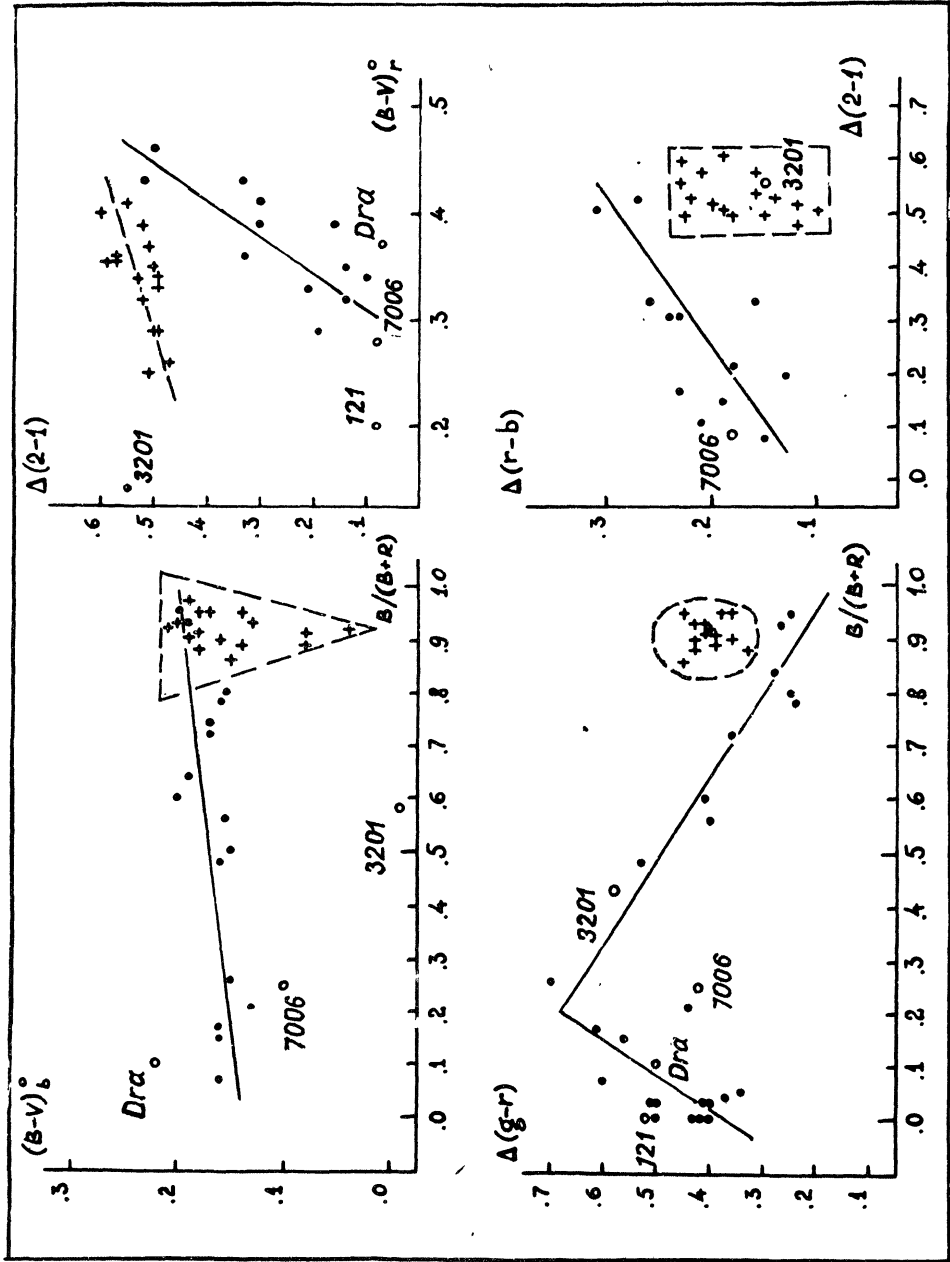


Рис. 3. Диаграммы, позволяющие провести разделение двух групп скоплений, отличающихся морфологией горизонтальной ветви. Скопления группы I обозначены крестиками, а группы II — заполненными кружками.

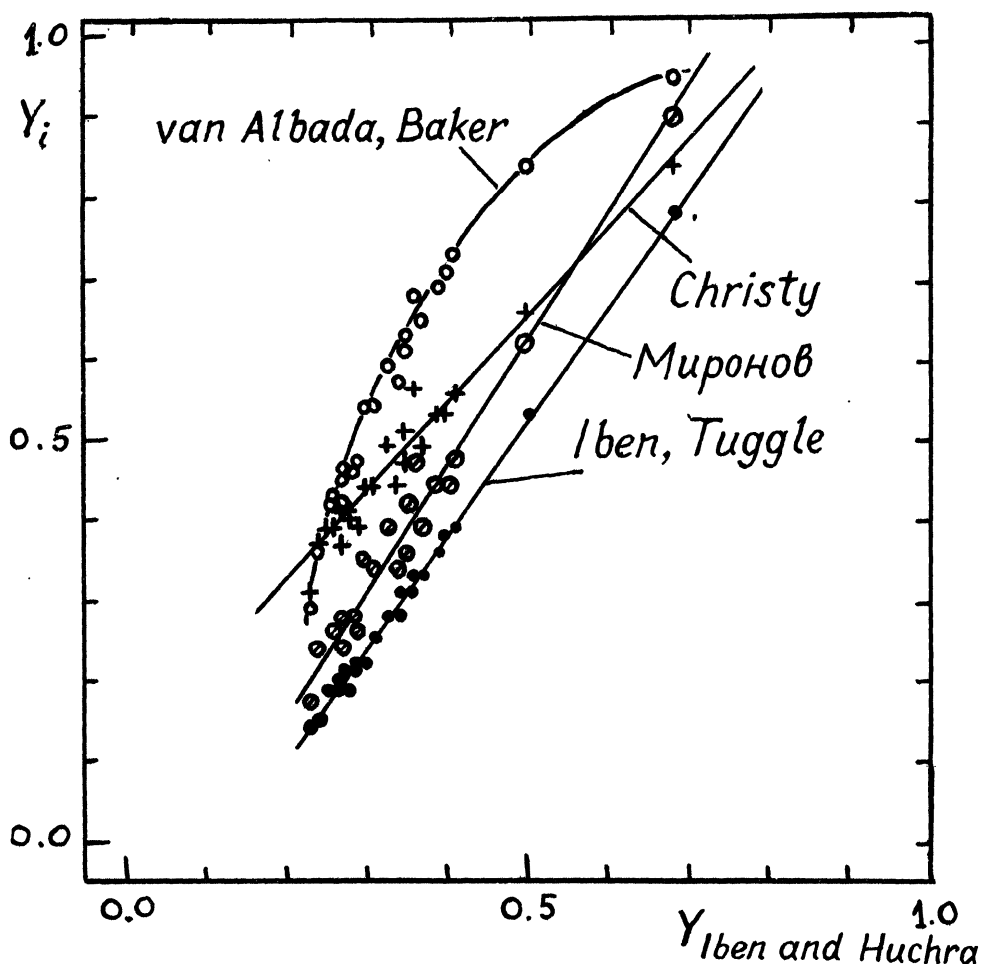


Рис. 4. Соотношение величин содержания гелия Y_i , получаемых по различным формулам. По оси абсцисс откладывается Y_{IH} , вычисленное по формуле Ибена и Хучры (1971).

Второй способ опирается на теорию эволюции звезд шаровых скопления, которая дает отношение времен жизни звезд на горизонтальной ветви и на ветви красных гигантов t_{HB}/t_{RG} при этом существенным является предположение об отсутствии перемешивания вещества звезд между внутренними и внешними слоями. Эту величину мы можем оценить из наблюдений, используя отношение численности звезд на указанных последовательностях N_{HB}/N_{RG} . Аналитическое выражение для этого метода дано в работе Ибена (1971). Используя его, Самусь (1972) оценил Y для 26 скоплений.

К сожалению, наблюдательный материал для определения Y по второму способу невелик и не слишком надежен. Большое различие светимостей гигантов и звезд горизонтальной ветви, по-видимому, является причиной значительной селекции наблюдений. Из-за этого отношение N_{HB}/N_{RG} на многих опубликованных диаграммах $\Gamma-R$ может не отражать истинной населенности этих последовательностей. Еще одна трудность состоит в том, что граница, ярче которой мы подсчитываем звез-

ды-гиганты, проходит через очень густо населенный участок ветви субгигантов. Небольшая ошибка в определении уровня светимости звезд горизонтальной ветви приводит к заметному искажению численности N_{RG} . Кроме этого, известно, что светимость звезд горизонтальной ветви связана с содержанием тяжелых элементов, а это может вносить систематическую ошибку в определении значения Y (зависящую от $[m/H]$). Наконец, статистические флуктуации численностей N_{HB} и N_{RG} вносят ошибку в величину Y не менее чем ± 0.04 . В результате по различным данным для одного и того же скопления метод зачастую дает весьма отличающиеся результаты. В последнее время ряд авторов (Шварцшильд, 1970; Кастеллани и др., 1971) указывают на возможное существование вблизи зоны горения гелия в стадии горизонтальной ветви полуконвективного слоя. Если это так, то время жизни на горизонтальной ветви нами сейчас недооценивается, что также вносит ошибку в величину Y , полученную вторым способом.

Несмотря на столь значительные неопределенности, заключенные в обоих методах, их сравнение приводит к удовлетворительному результату, показанному на рис. 5. За исключением точки, соответствующей скоплению NGC5024, остальные точки укладываются в пределах полосы шириной $\Delta Y = \pm 0.07$, приблизительно вдоль биссектрисы угла между координатными осями. Таким образом, вывод Миронова (Статья 1) о согласии этих методов, сделанный по меньшему, но более однородному материалу (за основу в Статье I были взяты 7 диаграмм Арпа (1955)), подтверждается.

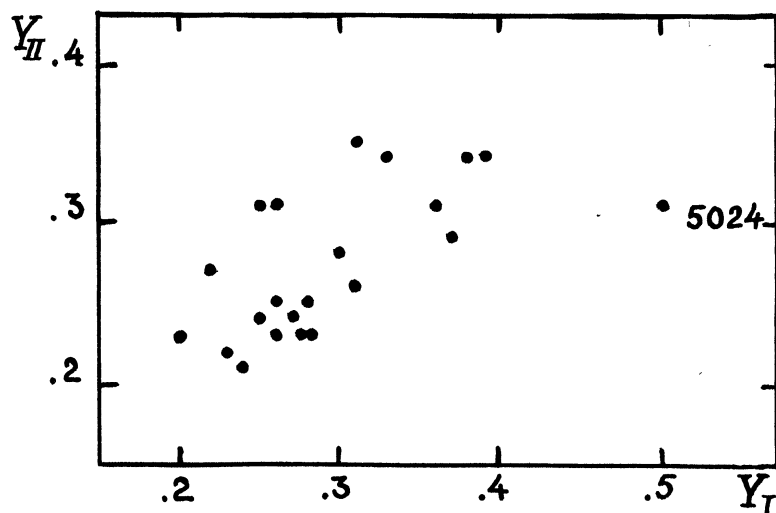


Рис. 5. Соотношение величин Y , полученных двумя способами. Y_I получены по цвету $(B-V)_{BE} \circ c$, а Y_{II} из соотношения N_{HB}/N_{RG} .

Величины Y , определенные обоими методами, и среднее из этих значений приведены в таблице 2. В этой же таблице даны значения $[m/H]$ — логарифма содержания тяжелых элементов по отношению к солнечному согласно данным Кукаркина (1973 b, 1974).

Таблица 2.

Химический состав звезд шаровых скоплений Галактики

NGC	Y 1 способ	Y 2 способ	<Y>	[m/H]	NGC	Y 1 способ	Y 2 способ	<Y>	[m/H]
104	0.42	0.32:	0.42	-0.42	6362	0.34	—	0.34	-1.02
362	—	—	—	-0.95	6397	.33	0.34	.34	-1.67
1261	.37:	—	.37:	-1.34	6402	.36	—	.36	-1.40
1851	—	—	—	-0.86	6522	—	—	—	-0.64
2298	.28:	—	.28:	-1.27	6541	.24	—	.24	-1.79
2808	—	—	—	-1.02	6637	—	—	—	-0.02
3201	.68:	.27	?	-1.21	6656	.26	—	.26	-1.72
4147	.31	.35	.33	-1.53	6712	.38	.34	.36	-0.68
4372	.30	—	.30	-1.34	6723	.41	—	.41	-0.64
4833	.25	.31	.28	-1.79	6752	.44	—	.44	-1.59
5024	.50	.31	.50	-1.79	6779	.31	—	.31	-1.79
5053	.28	.25	.26	-2.17	6838	—	—	—	-0.28
5139	.24	.21	.22	-1.59	6934	.22	—	.22	-1.27
5272	.30	.28	.29	-1.34	6981	.28	.23	.26	-1.47
5466	.37	.29	.33:	-2.11	7006	.42	—	.42	-1.40
5897	.22	.27	.24	-2.11	7078	.26	.25	.26	-2.11
5904	.31	.26	.28	-1.27	7089	.26	.23	.24	-1.79
6121	.36	.31	.34	-1.02	7099	.20	.23	.22	-2.04
6121	.39	.39	.39	-0.64	7492	.27	.23	.25	-1.85
6205	.25	.24	.24	-1.53	Pal 3	—	.24:	.24:	—
6218	.26	.31	.28	-1.53	Pal 4	—	.23	.23	-1.47
6254	.23	.22	.22	-1.47	Pal 13	.31	—	.31	-1.53
6341	.27	.24	.26	-2.17	Draco	.23	—	.23	-1.21
6352	—	—	—	-0.06	121	—	—	—	-0.68
6356	—	—	—	-0.15					

5. Химический состав звезд двух групп шаровых скоплений. На рис. 6 сопоставлены содержание тяжелых элементов и содержание гелия по-разному для двух групп шаровых скоплений. Рассмотрение этого рисунка позволяет сделать следующие выводы.

а) Скопления группы I характеризуются более низким (но не экстремально низким!) содержанием тяжелых элементов, заключенным в относительно узком интервале $-1.30 \geq [m/H] \geq -2.10$.

б) Корреляция между величинами $[m/H]$ и Y для скоплений группы I не наблюдается.

в) Большинство скоплений группы I имеет $0.22 \leq Y \leq 0.33$, что едва превышает ошибки определения; лишь скопления NGC 5024, 6752, 6402 имеют повышенное содержание гелия: 0.50, 0.44 и 0.36 соответственно. Не исключено, что это является следствием частичного перемешивания внутренних и внешних слоев звезд скоплений в стадиях красного гиганта и (или) гелиевой вспышки. Трудно предположить, что степень пере-

мешивания различных звезд скоплений может быть строго одинакова. Неодинаковость же степени перемешивания неминуемо должна привести к различному содержанию гелия в поверхностных слоях разных звезд и, следовательно, к "смазыванию" обычно резкой границы между переменными и постоянными звездами у пробела Шварцшильда. Именно такое "смазывание" в действительности наблюдается в указанных скоплениях. Это объясняет и аномальное положение скопления NGC 5024 на графике на рис. 5. Интересно также отметить, что скопления NGC 5024 и 6402 относительно богаты переменными типа RR Лиры, что в общем нехарактерно для скоплений группы I (Миронов, 1973). Возможно, что это также является следствием повышенного содержания гелия.

г) В скоплениях группы II содержание тяжелых элементов изменяется во вдвое более широком интервале: $-0.64 \geq [M/H] \geq -0.17$, причем с его увеличением увеличивается и содержание гелия, изменяясь в пределах $0.23 \leq Y \leq 0.42$, что вдвое больше ошибок определения Y . Все скопления с $[M/H] > -1.25$ относятся к группе II. Скопления с самыми низкими $[M/H]$ также входят в эту группу.

Химический состав скоплений группы II коррелирует с расстоянием от центра Галактики. По мере приближения к центру возрастает содержание и тяжелых элементов, и гелия. Химический состав скоплений группы I не показывает связи с расстоянием от галактического центра. Этот эффект показан на рис. 7. Кроме того, кажется, что скопления группы I заметно слабее концентрируются к центру Галактики, чем скопления группы II. В рассматриваемой выборке нет ни одного скопления группы I, расположенного ближе 3.5 кпс от центра.

6. *Гипотетическая схема происхождения и эволюции шаровых скоплений Галактики.* Не представляется возможным объяснить перечисленные весьма серьезные различия свойств шаровых скоплений ни вариациями Z или Y от скопления к скоплению, ни (как это предлагает Эйгенсон (1973 a, b)) простой разницей возрастов. Причины таких различий и объяснение обнаруженных фактов нужно, по-видимому, искать в условиях происхождения шаровых скоплений.

В настоящее время имеются данные о светимости точки поворота главной последовательности в 10 шаровых скоплениях. Для определения возрастов скоплений по этим данным Сэндидж (1970), интерполируя между треками, вычисленными Ибеном и Рудом (1970), получил следующую формулу:

$$1g T_9 = \frac{1g L_{T0}/L_{\odot} + (0.92 + 0.11 1g Z) Y + 0.219 1g Z - 0.789}{0.10 1g Z - 0.59}.$$

Для вычисления возрастов по этой формуле используем видимые величины V_{T0} для шаровых скоплений по диаграммам Герцшпрунга-Рессела, указания на источники которых даны в табл. 3, модули расстояния и металличности скоплений по каталогу Кукаркина (1973 a) и величи-

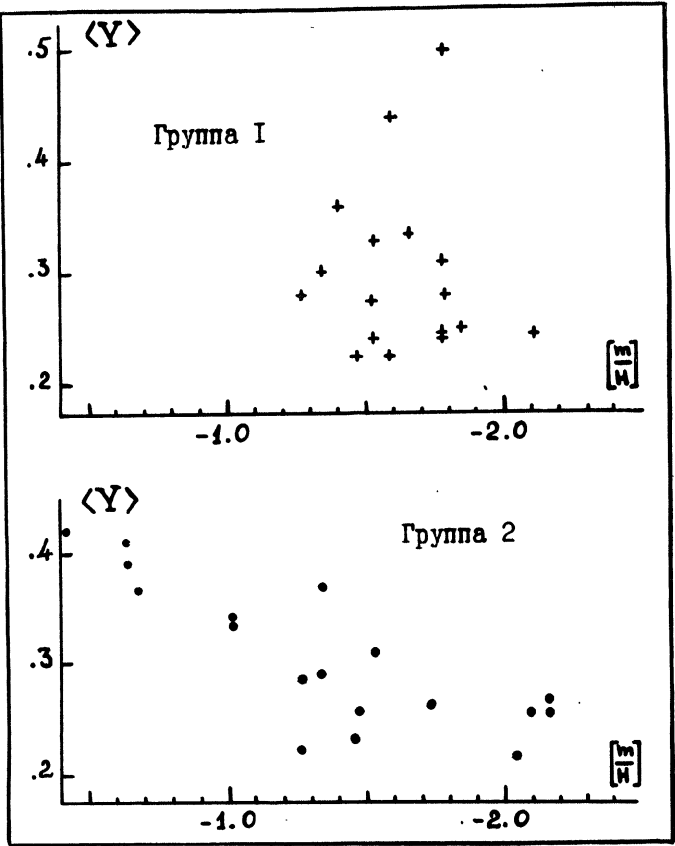


Рис. 6. Соотношение содержания гелия и тяжелых элементов для шаровых скоплений двух групп.

ны Y , полученные в настоящей работе. Исходные данные и результаты вычислений приведены в табл. 3. В этой таблице в скобки взяты величины Y , оцененные путем экстраполяции на рис.6. При вычислении Z принималось $Z_{\odot}=0.02$.

Таблица 3.

Возрасты шаровых скоплений

Скопление	Источник	$V_{To}(m-M)_{app}$	$(M_{To}(L_{To/L})$	$L_{To/L}^{\frac{1}{2}}$	$\frac{L}{Z}$	Y	T_9	Группа
104 47 Тис	Тиффит (1963)	17.5	13.0	4.5	0.11 ^o	-2.12	(0.42)	11.48 II
5139 ω Сеп	Бельсерине (1959)	18.5	13.8	4.7	0.03	-3.29	0.22	30.27 I
5272 М3	Сэндидж (1970)	19.1	14.8	4.3	0.19	-3.04	0.29	16.60 II
5904 М5	Арп (1962)	18.3	14.3	4.0	0.31	-2.97	0.28	12.02 II
6205 М13	Сэндидж (1970)	18.5	13.9	4.6	0.07	-3.23	0.24	25.70 I
6341 М92	"	18.4	14.5	3.9	0.35	-3.87	0.26	15.14 II
6397	Вулли и др. (1961)	16.6	12.0	4.6	0.07	-3.37	0.34	35.38 I
6838 М71	Арп, Харчвик (1971)	17.9	13.2	4.7	0.03	-1.98	(0.46)	12.59 II
7078 М15	Сэндидж (1970)	18.5	15.3	3.2	0.63	-3.81	0.26	7.76 II
- Pal 13	Чатти и др. (1965)	20.9: 17.1	3.8: 0.39:	-3.23	0.31:	10.72:	II	

Полученные возрасты свидетельствуют о том, что скопления группы I существенно старше. Понятно, что абсолютные значения вычисленных возрастов могут быть заметно искажены систематическими ошибками, присущими как теориям, так и принятым величинам ($m - M$), Z и Y . Ввиду этого не следует также придавать значения несоответствию найденных возрастов современным космологическим представлениям. Однако в относительном смысле вывод представляется достоверным.

Примечательно, что ярко выявилось различие между скоплениями группы I и системами типа M 15 и M 92, диаграммы цвет-величина которых весьма схожи и которые не без труда разделяются на классификационных диаграммах (рис. 3). Небольшие значения возрастов последних, несмотря на экстремально низкое содержание металлов, подтверждают их отнесение к группе II.

Возраст скоплений группы II, как видно из таблицы 3, практически не связан с металличностью. Относительно скоплений группы I есть указание на то, что более старые скопления содержат меньше тяжелых элементов, хотя имеющийся материал недостаточен для уверенного заключения.

В свете обсужденных выше данных о химическом составе и возрастах шаровых скоплений двух групп можно предложить следующую схему, иллюстрируемую рисунком 8.

Скопления группы I (прототип M 13 = NGC 6205) заметно старше скоплений группы II. Эпоха их образования t_1 близка ко времени образования Галактики. Возможность образования шаровых скоплений одновременно с галактиками показана Дорошкевичем и Шандариным (1974). В эту эпоху $Z = 0$, $Y = Y_{нач}$. Такие скопления образуются во всем объеме будущего скопления галактик, и концентрация их к Галактическому центру мала. В дальнейшем в Галактике в результате эволюции первых массивных звезд началось образование тяжелых элементов и гелия, причем в области близ центра Галактики оно шло интенсивнее. Шаровые скопления группы I, двигаясь по своим орбитам вокруг центра Галактики, "насосывали" из межзвездной среды тяжелые элементы и гелий. В результате Z возросло до 10^{-4} ; увеличение Y за счет такого "насосывания" мало по сравнению с $Y_{нач}$.

В эпоху t_2 образовалась группа II шаровых скоплений. Эти скопления образовывались в тесной связи с Галактикой, преимущественно близ галактического центра и концентрация их к центру значительна. К этому времени массивные звезды успели обогатить среду тяжелыми элементами и гелием, причем в центре Галактики произошло довольно значительное обогащение, а на периферии Z и Y остались практически такими же, как и в момент t_1 . Скопления, родившиеся близ центра Галактики, приобрели максимальное значение Z и Y (прототип M 69 = NGC 6637); более удаленные скопления — промежуточные значения (прототип M 3 = NGC 5272), а периферийные скопления получили $Y = Y_{нач}$ и $Z = 0$ (прототип M 92 = NGC 6341). Таким образом скопления II группы, развившиеся во

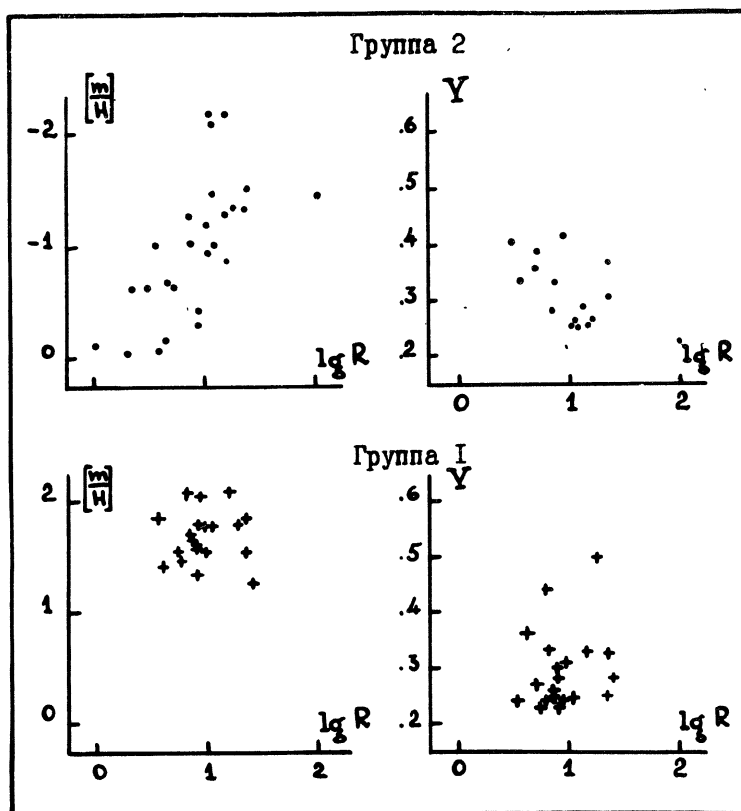


Рис. 7. Зависимость химического состава шаровых скоплений от расстояния от центра Галактики.

внешних частях Галактики, имеют Z даже меньшее, чем скопления группы I, т. к. условия обогащения их тяжелыми элементами из межзвездной среды к этому времени ухудшаются. Примерно в эпоху t_2 в результате массового образования звезд в Галактике количество межзвездной материи уменьшается и снижается темп "насыщения" скоплениями тяжелых элементов и гелия из окружающей среды. Вскоре после этого темп звездообразования снижается и прекращается рождение новых шаровых скоплений. Функции масс скоплений группы I в эпоху t_3 и скоплений группы II в эпоху t_2 будем считать одинаковыми.

Эпоха t_3 соответствует времени, когда в скоплениях группы I начинают образовываться звезды горизонтальной ветви. До этого стадию горения гелия в ядре проходили лишь массивные звезды, эволюционные треки которых не образуют феномена горизонтальной ветви. В эпоху t_3 в этих скоплениях образуется экстремально "красная" горизонтальная ветвь с $B/(B+R)=0$. В дальнейшем на горизонтальную ветвь приходят все менее и менее массивные звезды, в результате чего ветвь голубеет и параметр $B/(B+R)$ возрастает, стремясь к единице.

В эпоху t_4 образуется горизонтальная ветвь в скоплениях группы II. В целом ситуация аналогична скоплениям группы I в момент t_3 , но

в данном случае в разных скоплениях весьма различны величины Y и Z , от которых сильно зависит "показатель голубизны" горизонтальной ветви $B/(B+R)$.

В современную эпоху t_5 , в соответствии с наблюдениями, описанная схема дает для скоплений группы I низкие (но не экстремально низкие) Z , низкие Y , близкие к $Y_{нач}$ (исключая рассмотренный выше случай перемешивания) и голубые горизонтальные ветви. Скопления группы II имеют коррелирующие Z и Y , ббльшие, чем в группе I, средние массы звезд горизонтальной ветви и горизонтальные ветви в широ-

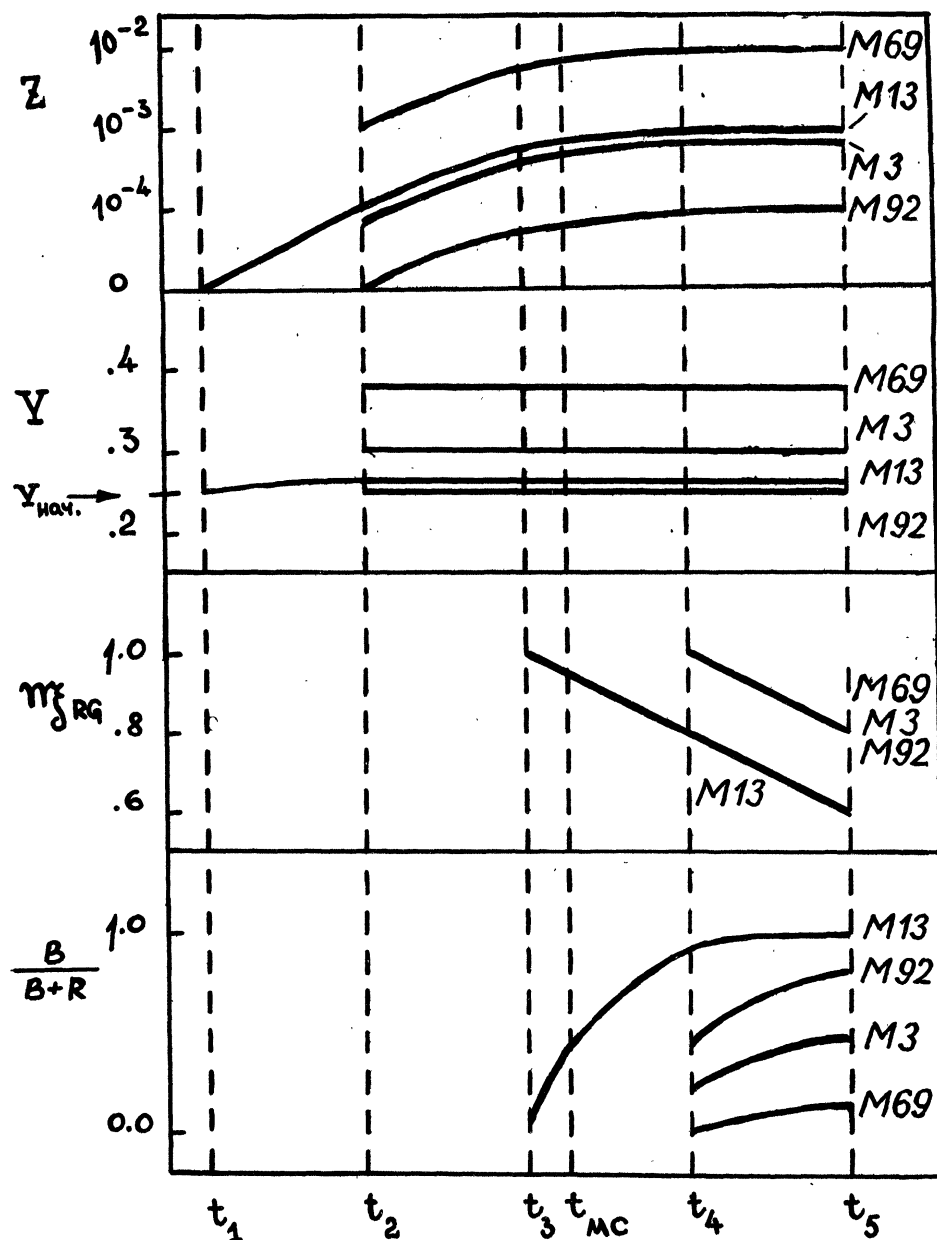


Рис. 8. Схема эволюционных изменений химического состава, массы гигантов и формы горизонтальной ветви шаровых скоплений. Масштаб по оси абсцисс неравномерный, оцифровка оси ординат условная.

ком диапазоне изменений параметра $B/(B+R)$.

Эпоха $t_{мс}$ описывает момент времени, когда шаровые скопления Галактики группы I уже имели красные горизонтальные ветви, а скопления группы II их еще не имели. Диаграммы $\Gamma-R$ для скоплений группы II в этот момент должны были напоминать диаграммы рассеянных скоплений. Такая ситуация аналогична современному состоянию шаровых скоплений в Магеллановых Облаках, причем скопления группы I соответствуют "красным", а скопления группы II — "голубым" шаровым скоплениям Магеллановых Облаков.

В предлагаемой схеме роль "второго параметра" играет наличие двух поколений шаровых скоплений с определенной разницей их возрастов. В таком виде схема приложима только к шаровым скоплениям Галактики, т. к. в других системах условия происхождения шаровых скоплений и различие возрастов для групп I и II могут сильно отличаться от Галактики. Вероятно этим объясняются аномалии диаграмм быстро движущихся скоплений и систем типа NGC 121 или галактики в Драконе.

7. Замечания о двух классах шаровых скоплений по Оостерхофу.

Согласно описанной схеме, в современную эпоху скопления группы II имеют систематически ббльшую среднюю массу звезд горизонтальной ветви, поэтому периоды переменных звезд типа RRab для них должны быть короче, чем в скоплениях группы I. В среднем так и есть на самом деле. Скопления класса I Оостерхофа ($\langle P_{ab} \rangle = 0.55$) почти все принадлежат к группе II, а большинство скоплений класса II Оостерхофа ($\langle P_{ab} \rangle = 0.65$) принадлежит к группе I. Однако и в том и в другом случае имеется ряд исключений. Переход от класса II к классу I Оостерхофа происходит скачком при возрастании содержания тяжелых элементов. Как видно из рисунка 9, граница между классами очень резкая и

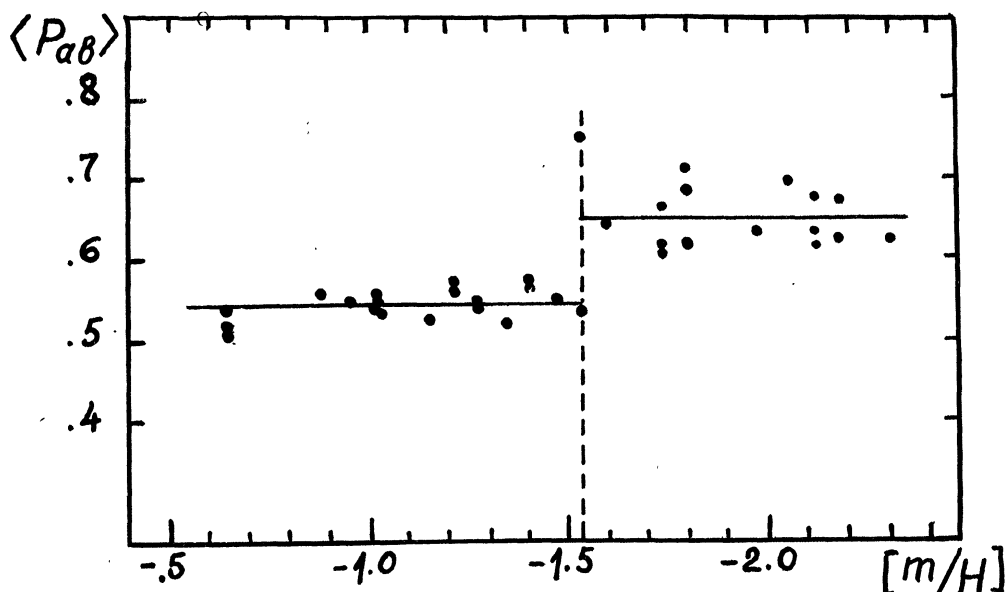


Рис. 9. Классы Оостерхофа и содержание тяжелых элементов.

приходится на значение $[M/H] = -1.53$. Должно быть, по мере изменения содержания тяжелых элементов при этом критическом значении срабатывает некий пороговый механизм. (Сходная, но несколько отличающаяся точка зрения была высказана Кастеллани и др. (1973)). Исключительная резкость границы, возможно, указывает на то, что "спусковым устройством", включающим этот механизм, является изменение содержания именно тяжелых элементов. Однако оно влияет на величину $\langle P_b \rangle$ не непосредственно, а через изменение других параметров: содержания гелия, полной массы звезды, величины средней потери массы, массы ядра, — все они так или иначе коррелируют с Z . По-видимому, наблюдающийся эффект Оостерхофа связан со сложным и взаимосвязанным изменением всех этих параметров под влиянием изменений содержания тяжелых элементов.

Авторы благодарны проф. Б. В. Кукаркину за постоянное внимание к настоящей работе. Мы признательны всем участникам научных семинаров под руководством проф. Б. В. Кукаркина в ГАИШ и акад. Я. Б. Зельдовича в ИПМ, на которых докладывалась и обсуждалась настоящая работа и были высказаны полезные советы и замечания в ее адрес. Авторы выражают благодарность за ценные замечания А. М. Эйгенсону.

Литература.

- Албада ван, Бейкер, 1971 — van Albada T. S., Baker N., *ApJ* 169, 311;
 Алькаино, 1973 — Alcaino G., 'Atlas of Galactic Glob. Clust. with C. — M. Diagrams', Univ. Catolica de Chile, preprint;
 Арп, 1955 — Арп Н., *AJ* 60, 317;
 Арп, 1962 — Арп Н. *ApJ* 135, 311;
 Арп, Хартвик, 1971 — Арп Н. С., Hartwick F. D. A., *ApJ*, 167, 499;
 Бельсерине, 1959 — Belserene E. P., *AJ* 64, 58;
 Вулли и др., 1961 — Woolley R. v. d. R., Alexander J. B., Mather L., Epps E., *R.O.B.*, № 43, E303;
 Дорошкевич, А. Г., Шандарин С. Ф., 1974, *АЖ* 51, 41;
 Ибен, 1971 — Iben I., *Publ. ASP* 83, 693;
 Ибен, Руд, 1970 — Iben I., Rood R. T., *ApJ* 159, 605;
 Ибен, Хучра, 1971 — Iben I., Huchra J., *Astr. & Astrophys.*, 14, 293;
 Кастеллани и др., 1971 — Castellani V., Giannone P., Renzini A., *Astrophys. and Space Sci.*, 10, 340;
 Кастеллани и др., 1973 — Castellani V., Giannone P., Renzini A., in 'Variable Stars in Glob. Clust. and in Related Systems' (Proceedings of the IAU Colloquium No. 21), Fernie J. D., (ed.), 1973;
 Кристи, 1966 — Christy R. F., *ApJ* 144, 108;
 Кукаркин, Б. В., 1973 а, карточный каталог;
 Кукаркин Б. В., 1973 б, *АЦ* № 780;
 Кукаркин Б. В., 1974, "Шаровые скопления", М., "Наука" (в печати);
 Кукаркин Б. В., Русев Р. М., 1972, *АЖ* 49, 121;

- Миронов А.В., 1972, АЖ 49, 134;
 Миронов А.В., 1973 *a*, АЖ 50, 27;
 Миронов А.В., 1973 *b* — Mironov A. V., in 'Variable Stars in Glob. Clust. and Related Systems' (Proceedings of the IAU Colloquium No. 21), Fernie (ed.), 229;
 Ньюэлл, 1970 — Newell E. B., ApJ 159, 443;
 Самусь Н.Н., 1972, дипломная работа, М., ГАИШ;
 Сэндидж, 1970 — Sandage A., ApJ 162, 841;
 Сойер-Хогг, 1973 — Sawyer Hogg H., Publ. DDO 3, № 6, 1;
 Таггл, Ибен, 1972 — Tuggle R. S., Iben I., ApJ 178, 455;
 Тиффт, 1963 — Tifft W. G., MNRAS 126, 209;
 Уайт, 1970 — White R. E., ApJ Suppl. 19, No. 177, 343;
 Хартвик, 1968 — Hartwick F. D. A., ApJ 154, 475;
 Чиатти и др., 1965 — Ciatti F., Rosino L., Sussi M. G., Padova Comm. No. 44;
 Шварцшильд, 1970 — Schwarzschild M., Quart. J. R. A. S., 11, 12;
 Эйгенсон А.М., 1973 *a*, Астрофизика, 9, 107;
 Эйгенсон А.М., 1973 *b*, Астрофизика, 9, 431.

'Высокогорная экспедиция
 Гос. астрономического ин-та
 им. П. К. Штернберга, Алма-Ата

Гос. астрономический ин-т
 им. П. К. Штернберга

Поступила в редакцию
 11 апреля 1974 г.