

ОБЗОРЫ

ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ДОКАЗАТЕЛЬСТВА МНОЖЕСТВЕННОСТИ ЗВЕЗДНЫХ НАСЕЛЕНИЙ В ШАРОВЫХ СКОПЛЕНИЯХ

А.Н. ГЕРАЩЕНКО

Поступила 15 января 2013

Принята к печати 1 марта 2013

Постоянно возрастающее количество фотометрических и спектральных наблюдений последнего десятилетия, свидетельствующее о том, что многие шаровые скопления имеют различные звездные населения, серьезно изменило взгляд на шаровые скопления как на звездные системы, состоящие из одиночных звезд одного возраста и химического состава. Эти множественные населения проявляют себя через расщепление (расширение) эволюционных последовательностей на диаграмме цвет - звездная величина и неоднородности в содержании химических элементов. В этом обзоре представлены фотометрические доказательства множественности звездных населений в шаровых скоплениях, суммированы некоторые характеристики этих населений, которые могут быть выведены из фотометрических наблюдений.

Ключевые слова: звездные системы: шаровые скопления: диаграммы
цвет-величина

1. *Введение.* Шаровые скопления (ШС), очень старые звездные системы, занимают важное место в развитии наших представлений о структуре и эволюции звезд малой массы. Так как в них можно проследить почти все фазы жизни звезды, шаровые скопления использовались в качестве идеальных естественных лабораторий для проверки звездных моделей, при этом составляющие их звезды рассматривались как одновременно образовавшиеся и химически однородные, массы которых распределены в соответствии с начальной функцией масс (гипотеза простого звездного населения). Эта гипотеза была тем инструментом, который широко использовался в теориях звездной и галактической эволюции. Благодаря этому взгляду ШС, и вообще звездные скопления, в течение десятилетий использовались для испытания и калибровки синтетических моделей звездных населений, в качестве некоторого стандарта при изучении галактик, как на малых, так и на больших красных смещениях.

Большинство диаграмм цвет-величина шаровых скоплений (CMD - Color-Magnitude Diagram), полученных в XX в. в BV-фотометрической

системе, как и ряд диаграмм, полученных в XXI в., а также изучение содержания железа и α -элементов в звездах шаровых скоплений* не противоречит этой гипотезе. На первый взгляд CMD ШС может быть представлена изохроной. В качестве примера, подтверждающего эту гипотезу, на рис.1 приведена CMD ШС NGC 6397, на которую обычно в таких случаях ссылаются. На ней видна чрезвычайно узкая Главная последова-

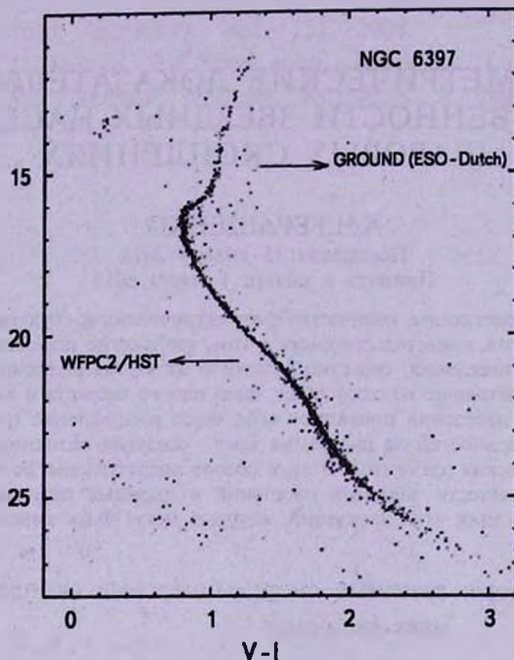


Рис.1. ШС NGC 6397. CMD V vs $(V-I)$, очищенная от звезд фона по критерию собственного движения [1].

тельность (ГП), свидетельствующая об отсутствии какого бы то ни было ее расширения. Это - составная диаграмма, при ее построении для ярких величин использовались наземные наблюдения на 0.9-м голландском телескопе ESO [1], а в области слабых величин звезд она получена на основе наблюдений на космическом телескопе им. Хаббла (КТХ) [2].

С 70-х годов прошлого века стали появляться отдельные наблюдательные факты, труднообъяснимые в рамках существующих моделей. Во-первых, во многих скоплениях обнаружилось химические неоднородности в содержании легких элементов C, N, O, Na, Mg и Al, (см. обзоры [3,4]). Обнаруженные изменения от звезды к звезде в скоплении, связанные корреляцией и анти-корреляцией в содержании отдельных легких хими-

* Имеется в виду отсутствие доказательства изменения от звезды к звезде внутри данного скопления (кроме скоплений ω Cep, M 22, Terzan 5, и M 54) содержания железа и α -элементов, превосходящего ошибку определения [7].

ческих элементов, являются особенностью звезд ШС. Звезды поля нашей и других галактик одинаковой металличности и звезды рассеянных скоплений показывают изменения в содержании С и N, связанные с обычной эволюцией звезд малой массы [5]. Эти вариации - изначальные, т.е. они уже существовали в момент образования звезды, так как наблюдаются во всех стадиях эволюции звезд ШС [6]. Действительно, эти изменения наблюдаются и в звездах ГП. Однако температуры в недрах этих мало массивных звезд не достигают тех значений, которые необходимы для протекания ядерных реакций, приводящих к наблюдаемым соотношениям между элементами. Поэтому общепринятое в настоящее время объяснение неоднородностей в содержании легких элементов в звездах ШС подразумевает внешнее их происхождение. Очень вероятно - это результат загрязнения газа внутри скопления, из которого образовалась часть его звезд, наблюдаемых в настоящее время [6], продуктами высокотемпературного горения водорода в CNO - цикле и NeNa, MgAl - цепочках [8-11].

Такое объяснение означает, что более чем одно поколение звезд образовалось в ШС. Очень вероятно, что это нормальная последовательность событий, ведущих к образованию ШС, так как вариации содержания легких элементов наблюдаются в каждом изученном скоплении. Более того, эти корреляции, согласно Каррете и др. [12], являются основным отличительным признаком истинного ШС.

На основании этих корреляций звезды ШС можно разделить на три семейства: первичное население или первое поколение (P) с такой же распространенностью химических элементов, как у звезд поля, и два вторых поколения - вторичное промежуточное (I) - с низким содержанием кислорода (O) и высоким содержанием натрия (Na); и вторичное предельное (E) население с очень большим дефицитом O ($[O/Fe] < -0.4$) [13].

Однако класс звезд, играющих роль в этом раннем загрязнении, окончательно еще не установлен. В качестве кандидатов в таковые наиболее вероятными считаются:

- i) массивные ($M > 10 M_{\odot}$) вращающиеся звезды [14],
- ii) звезды асимптотической ветви гигантов (АВГ) промежуточной массы [15-17].

Другой наблюдательный факт, который трудно объяснить в рамках гипотезы "простого звездного населения", связан с горизонтальной ветвью (ГВ). С 60-х годов известно, что ГВ некоторых ШС пекулярны в том смысле, что некоторый дополнительный параметр (или параметры), кроме основного - металличности, влияет на их морфологию. Эта проблема, известная как проблема второго параметра, оставалась "головной болью" исследователей в течение многих десятилетий и еще не решена полностью. Разные механизмы и многие параметры были предложены для ее решения, но ни один из них

не объясняет всю совокупность наблюдательных данных.

Заманчиво связать проблему второго параметра с неоднородностью содержания химических элементов в звездах ШС, что в свою очередь связано с наличием в них нескольких поколений звезд. Так как высокое содержание натрия (Na) и низкое содержание кислорода (O) - признак вещества, в котором горение водорода происходило при высокой температуре (T), эти особенности должны сопровождаться увеличенным содержанием гелия. В большинстве случаев ожидается [18] небольшой избыток гелия до $\Delta Y \sim 0.04$ (т.е. $Y = 0.28$, принимая изначальное содержание гелия $Y = 0.24$, соответствующее Big Bang, Y - массовая доля гелия). Хотя это изменение должно мало влиять на цвета и величины звезд ветви красных гигантов (ВКГ), большое влияние ожидается на цвета звезд ГВ. Так как обогащенные гелием звезды менее массивные, звезды ВКГ с избыточным содержанием гелия (He) и Na и бедные O эволюционируют на голубую часть ГВ, хотя "нормальные" звезды (бедные He и Na, и богатые O) оказываются в пределах полосы неустойчивости или краснее ее.

Таким образом, имеющиеся спектроскопические данные позволяют предположить, что в ШС существует несколько звездных поколений, второе поколение которых образовалось из вещества, являющегося продуктом эволюции первого.

Существуют ли прямые наблюдательные доказательства присутствия нескольких популяций звезд в ШС? Технические открытия последних десятилетий сделали возможной высокоточную фотометрию глубоких изображений, полученных на КТХ, что позволило положительно ответить на этот вопрос. Это в свою очередь возродило интерес к исследованию ШС и значительно их активизировало. Данный обзор посвящен рассмотрению CMD скоплений, в которых наблюдаются различные фотометрические проявления наличия в них не одной популяции звезд.

2. Первое открытие - шаровое скопление ω Cen (NGC 5139). Первое фотометрическое доказательство присутствия в ШС более чем одного поколения звезд через расщепление ГП было опубликовано в 2004г. [19]. Авторы этой публикации обнаружили на CMD самого массивного и яркого ШС Млечного Пути ω Cen, звезды которого распределены в широком интервале металличностей ($[Fe/H] = -0.5 + -1.7$), что ГП расщеплена на протяжении нескольких звездных величин на две четко разделенные ветви. На самом деле, это явление было обнаружено Андерсоном и описано в его диссертации 1998г. [20], но этот результат не был опубликован, так как был основан только на одном внешнем поле и был столь неожиданным, что автор решил для надежности подождать получения большего количества фотометрических данных. В настоящее время известно, что две ветви ГП (кГП - красная и гГП - голубая)

наблюдаются по всему скоплению, хотя отношение числа звезд на этих ветвях ГП (N_2/N_k) уменьшается от ядра скопления к оболочке [21,22]. Кроме того обнаружена и третья, еще более красная, ветвь ГП-а, включающая малую часть звезд ГП и, возможно, связанная с наиболее

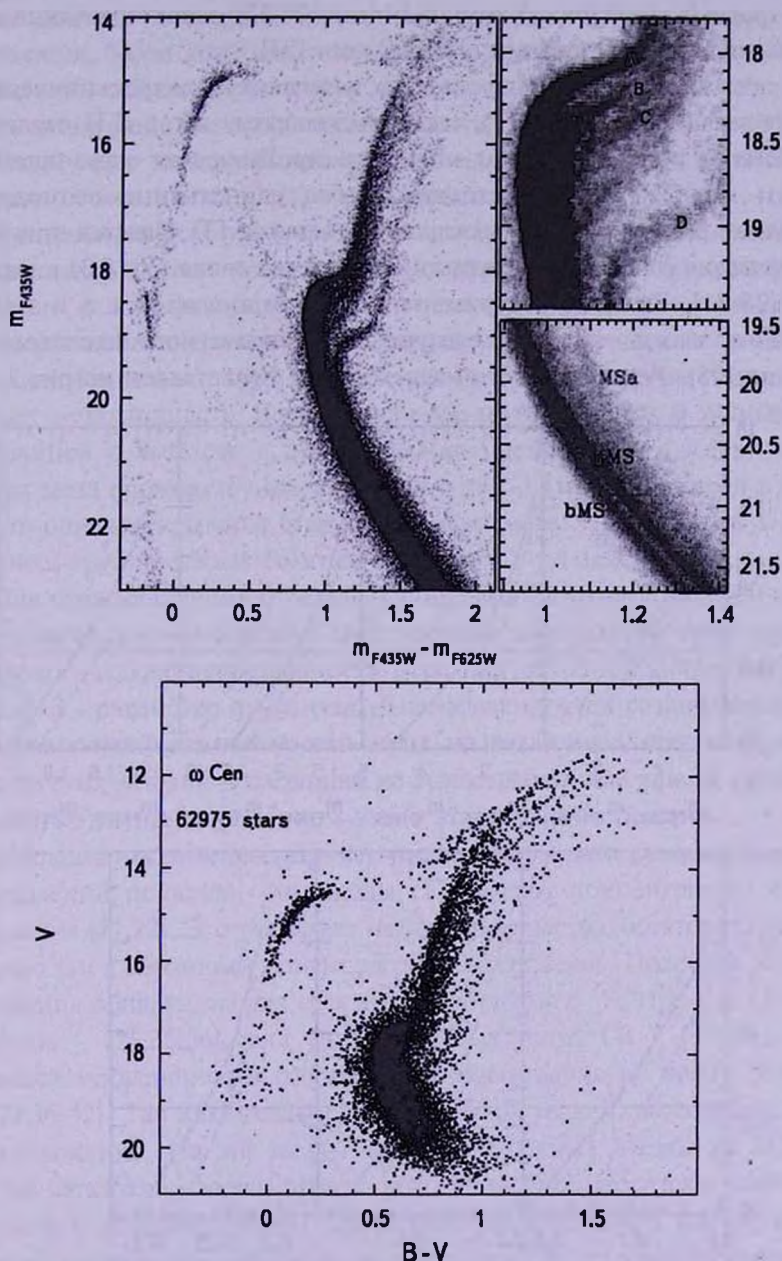


Рис.2. ШС ω Cen. CMD m_{F435W} vs. $(m_{F435W} - m_{F625W})$ (КТХ). Верхняя панель, слева - общий вид диаграммы от ГП до верхушки ВКГ; справа, верх - расщепление ВСГ; справа, низ - расщепление ГП [25]. Нижняя панель - расщепление ВКГ [26] на CMD V vs $(B - V)$ (VLT, ESO).

богатыми металлами ветвями красных гигантов (ВКГ-а, [23]) и субгигантов (ВСГ-D, [24]). Согласно последним данным CMD ω Сеп еще более сложная (рис.2). Тройная ГП переходит в сильно разветвленную ветвь субгигантов (ВСГ) с 4-5 отдельными компонентами [24,25], которая затем переходит в ветвь красных гигантов с 5 компонентами [26,27], характеризующимися различными металличностями и возрастами [24].

Но самым неожиданным оказался результат спектроскопического изучения звезд скопления [28], согласно которому ветвь гГП оказалась более богатой металлами, чем кГП. Это противоречит каноническим звездным моделям, и в настоящее время единственно возможным объяснением различия цветов между двумя ветвями ГП является принятие предположения о необычно высоком содержании гелия ($Y > 0.3$) в звездах гГП [19,28-31]. Высокое содержание гелия предполагается и в звездах ветви ГП-а, вывод, который следует из многоцветного исследования скопления [25]. Результат этого исследования представлен на рис.3, где

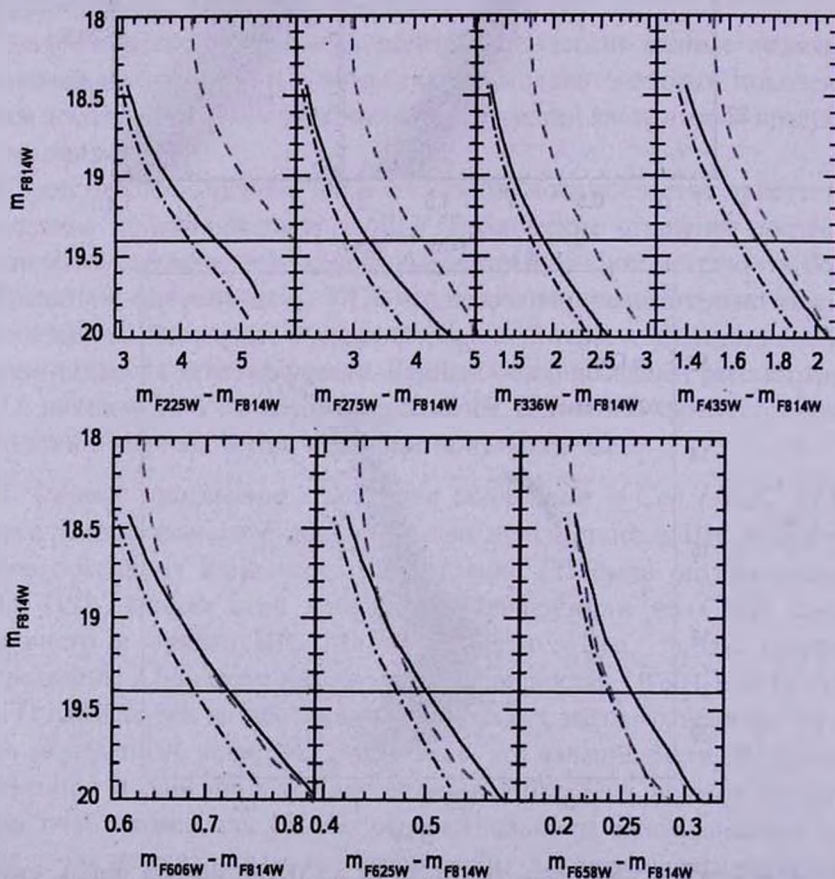


Рис.3. ШС ω Сеп. Каждый из 3-х компонент ГП представлен своей RL (●—● гГП, — кГП, - - ГПа) на CMD, полученных для различных цветовых баз [25].

вместо отдельных точек на CMD с различными цветовыми базами проведены RL ГП (ridge line ГП - определение этой линии см. [32]). Ветви гГП и ГП-а на многих CMD почти параллельны; но на CMD, начиная с цвета ($m_{F606W} - m_{F814W}$), более богатая металлами ветвь ГП-а сначала пересекает менее богатую металлами ветвь кГП, а затем в цвете ($m_{F657W} - m_{F814W}$) становится более голубой, чем кГП. Хотя источник такого большого раннего обогащения гелием этих звезд скопления не совсем ясен, авторы [28] считают вполне возможным, что таковым является, в основном, звездный ветер звезд АВГ промежуточных масс ($\sim 3-8 M_{\odot}$) с небольшим процентом массивных быстровращающихся звезд [33,34].

Учитывая, что субгиганты предоставляют уникальную возможность для отождествления звездных поколений скопления, и, комбинируя фотометрические и спектроскопические исследования субгигантов скопления с результатами эволюционного моделирования, Вилланова с соавторами [24] выделили 4 отдельные группы населения звезд с характерным соотношением возраст-металличность. В них вошли две группы старых и молодых звезд с разницей в возрасте в 3-4 Гут бедных металлами (-1.7 dex), молодая группа звезд промежуточной металличности (-1.4 dex) с разницей в возрасте (по отношению к группе старых и бедных металлами звезд) в 1-2 Гут и, наконец, группа старых богатых металлами (-1.1 dex) звезд.

Для отождествления отдельных популяций с их положением на CMD необходимо удовлетворения трех условий для каждой популяции: 1 - морфологическая непрерывность перехода от одной ветви на CMD к другой; 2 - равенство относительных населенностей различных ветвей; 3 - соответствие металличностей звезд на различных ветвях. Однако ни одно из этих условий в ω Cep или не выполняется, или еще не исследовано полностью, и на современном этапе эта задача не решена.

Исследование пространственного распределения звезд различных населений в скоплении показало, что звезды гГП имеют концентрацию к центру скопления [21,22]. Это указывает на то, что вещество, богатое гелием, было собрано там в некоторый момент эволюции скопления. Подобная радиальная сегрегация обнаружена для всех звезд скопления с $[Fe/H] \geq -1.2$ (для звезд-гигантов - [26,35,36], для самых голубых звезд ГВ - [37,38]). Звезды меньшей металличности распределены равномерно по всему скоплению [22,23,36-42]. Так как звезды гГП обогащены гелием, естественно сделать предположение, что это звезды второго поколения, звезды же кГП более бедные металлами - звезды первого поколения. Это находится в качественном согласии с моделями [43-44]. Достаточно интересно, что третий, наиболее богатый металлами компонент, является также более концентрированным, чем компонент промежуточной металличности. Также следует указать, что гГП компонент имеет более широкое цветовое распределение, чем кГП. Этот

факт может отражать, по крайней мере, частично, большую дисперсию содержания железа [45] и/или других химических элементов, включая гелий.

3. *Шаровое скопление М 54 (NGC 6715)*. М 54 - очень яркое и бедное металлами скопление, расположенное точно в фотометрическом центре и на расстоянии карликовой сфероидальной галактики в Sagittarius (Sgr dSph), в настоящее время разрушенной и захваченной нашей Галактикой. Поэтому непосредственно после обнаружения галактики возникла дискуссия о том, может ли быть М 54 ее действительным ядром [46-49], вокруг которого позднее происходило звездообразование. Но на

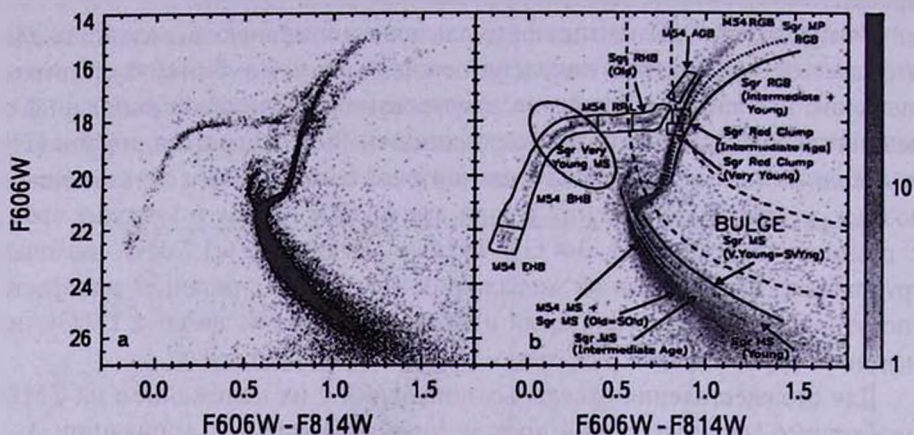


Рис.4. а) Общий вид CMD M54 + Sgr dSph; на б) различные участки эволюционных последовательностей схематически отождествлены с различными популяциями звезд в поле M54 + Sgr dSph. [51].

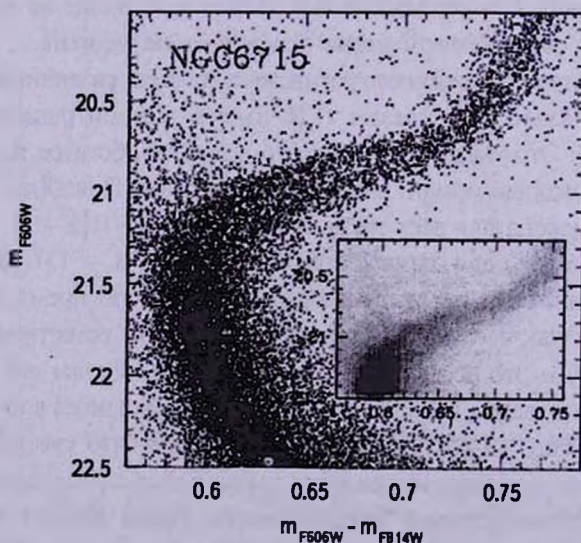


Рис.5. Раздвоение ВСГ на CMD ШС М54 (NGC 6715) [57]. На вставке - Хесс-диаграмма.

основании изучения большого фотометрического материала было показано [50], что Sgr dSph действительно имеет ядро (Sgr, N), состоящее из богатых металлами звезд, и оно существует независимо от скопления М 54. Последнее было затянuto в центр Sgr dSph приливным трением. Таким образом, М 54 одновременно истинное экстрагалактическое ШС и второе наиболее массивное (после ω Cen) ШС Млечного Пути.

Фотометрическое (рис.4) и спектроскопическое изучение поля М 54 дает информацию и о самом скоплении и о галактике Sgr. Скопление М 54 представлено старыми (14+15 Gyr) и бедными металлами ($[Fe/H] = -1.5 \pm -1.8$ dex)

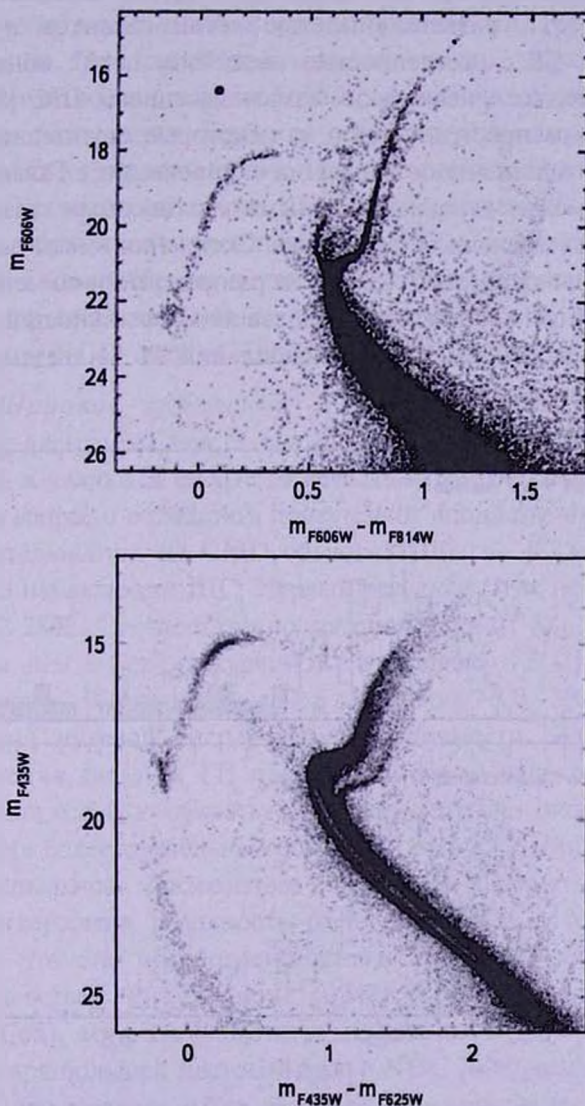


Рис.6. Сравнение CMD ШС М54 + Sgr dSph m_{F606W} vs. $(m_{F606W} - m_{F814W})$ (верхняя панель) и ω Cen m_{F435W} vs. $(m_{F435W} - m_{F625W})$ (нижняя панель) [57].

звездами [49,52]. Sgr, N представлено звездным населением богатым металлами ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4 \pm 0.7$ dex) промежуточного возраста (5 ± 8 Gyr) [48,49,53]. Сама галактика - старыми (10-11 Gyr) и бедными металлами ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.3$ dex) звездами [49]. Возможно, существует еще одна популяция очень молодых и богатых металлами звезд (2.5 Gyr, -0.4 dex [48,49]), включающая также звезды с солнечным составом [54-56]. Наличия двух поколений звезд в самом скоплении обнаружено совсем недавно из раздвоения ВСГ (рис.5) на CMD скопления [57].

Интересно сравнить CMD M54 и ω Cen (рис.6). Диаграммы обоих скоплений предельно сложны. Они схожи друг с другом множественностью точек поворота ГП, разветвленностью ветви гигантов и большой протяженностью ГВ с населенностью звезд "blue hook", обнаруженных первоначально только в нескольких самых массивных ШС [58]. Кроме того, их сходство распространяется и на некоторые характеристики. Они являются самыми массивными шаровыми скоплениями в Галактике, и по массе находятся между ультракомпактными карликовыми галактиками и ШС, ближе к мало массивным галактикам. Скопления имеют внутреннюю дисперсию металличности (рис.7, [59]). В их распределении по металличности наблюдается длинный хвост в сторону больших металличностей, вплоть до солнечных, если включены в случае скопления M 54 звезды Sgr, N, в случае ω Cen - звезды RGB-а.

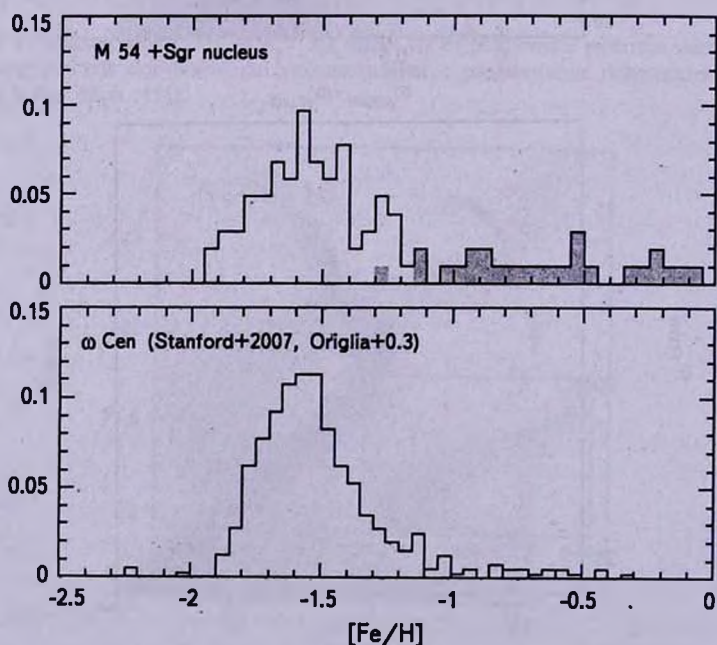


Рис.7. Распределение металличностей ШС M54 + Sgr dSph (верхняя панель) и ω Cen (нижняя панель) [59].

Эти аналогии позволяют предположить, что ω Cen и M54 - родственные объекты. В частности Беллазани и др. [60] считают, что в результате полного распада галактики в Sagittarius образуется долгоживущий компактный остаток, состоящий из основной массы бедных металлами звезд (собственно скопление M54) и меньшего количества богатых металлами звезд из оригинального ядра Sgr, N. Этот сценарий очень напоминает теперешнее состояние ω Cen, позволяющий предположить, что эти два скопления образовались аналогично, но наблюдаются в различных стадиях динамической эволюции.

4. *Другие массивные шаровые скопления.* Наличие нескольких населений в двух рассмотренных массивных шаровых скоплениях наталкивает на мысль, что, возможно, это явление свойственно наиболее массивным скоплениям. Глубокие потенциальные ямы таких скоплений способствуют удержанию в них газа звездного низкоскоростного ветра звезд АВГ первого поколения, из которого, спустя $10^8 - 10^9$ лет после их рождения, образуется второе поколение [15]. Среди массивных шаровых скоплений Галактики, кроме уже рассмотренных, есть еще 5 скоплений, массы которых составляют от половины до трети массы ω Cen. Это скопления - NGC 2808, 47 Tuc, NGC 2419 и NGC 6388, NGC 6441.

4.1. *Шаровое скопление NGC 2808.* Итак, мы рассмотрели необычные диаграммы двух самых массивных объектов Галактики, которые, возможно, и являются не ШС, а остатками карликовых галактик. Чтобы прояснить вопрос о возможном присутствии множественных эволюционных последовательностей на CMD обычных ШС, на КТХ была поставлена программа наблюдений ШС. Первый результат этих наблюдений касался ШС NGC 2808. Это достаточно массивное ($\sim 10^6 M_{\odot}$, в 2.5 раза менее массивное, чем ω Cen), пекулярное в отношении ГВ ШС промежуточной металличности. В отличие от ω Cen скопление NGC 2808 характеризуется практически нулевой дисперсией металличности. Изучение цветового распределения звезд на ГП показало, что оно негауссово и аномально расширено в голубую область, которая охватывает около 20% звезд [61]. В результате более тщательной обработки [62] КТХ изображений с учетом дифференциального межзвездного поглощения и членства звезд скоплению была подтверждена реальность расширения ГП в голубую область и показано, что оно обусловлено присутствием, по крайней мере, трех отдельных ветвей. Рис.8 демонстрирует сложный характер ГП (как и в случае ω Cen), хотя эта сложность другого характера.

Благодаря большей цветовой базе в NGC 2808 расщепление ГП более очевидно, чем в случае ω Cen. В случае ω Cen две менее населенные ветви располагаются по обе стороны от основной ветви ГП. На CMD скопления NGC 2808 нет ветвей, расположенных с красной стороны от основной

ветви, вместо этого наблюдаются 2 ветви с голубой стороны. С красной стороны от основной ветви наблюдается россыпь звезд, которые могут быть и, скорее всего, являются двойными звездами. Звезды, принадлежащие голубой ветви ГП появляются почти сразу после ТП (точка поворота), хотя средняя ветвь становится заметной только при $m_{F814W} > 20^m$. Все три ветви сливаются в одну около ТП, и ширина ГП в этой области и всей

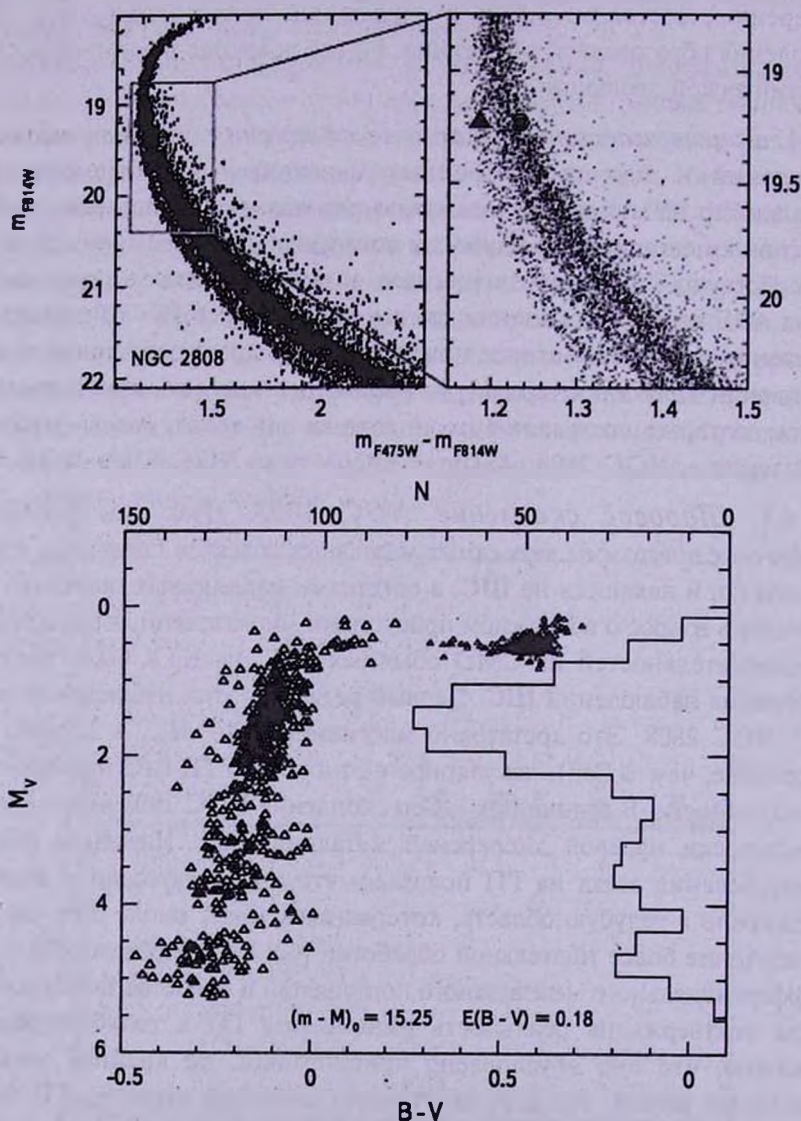


Рис.8. ШС NGC 2808. Верхняя панель, слева - область ГП на CMD m_{F814W} vs. $(m_{F475W} - m_{F814W})$ [62]; справа - увеличенный участок ГП, выделенный прямоугольником на рис. слева. Кругом и треугольником отмечены две звезды ГП, для которых определены содержание C, N и Na [68]. Нижняя панель - область ГВ на CMD V vs. $(B - V)$ (нижняя шкала); гистограмма звезд ГВ в функции M_V (верхняя шкала) [65].

ветви субгигантов оказывается в пределах определяемой ошибками фотометрии. Морфология ВСГ NGC 2808 значительно отличается от таковой ω Cep, где ее множественные ветви имеют вертикальную протяженность более $1^m.2$. Все эти особенности важны, ибо означают, что история звездообразования в них существенно отличается.

Распределение звезд вдоль каждой из трех ветвей ГП таково: $13 \pm 5\%$ звезд принадлежит голубой ветви, $15 \pm 5\%$ - средней и $63 \pm 5\%$ - красной ветви ГП. Оставшиеся 9% звезд являются двойными или не удаленными из анализа звездами фона. Заметим, что все три ветви ГП наблюдаются по всему исследуемому полю скопления.

Значительное расширение ВКГ обнаружено впервые при наблюдении на наземном 1-м телескопе СТЮ в среднеполосной *uvby* фотометрической системе Стремгрена, дополненной узкополосным Ca фильтром, ориентированным на линии H и K ионизированного кальция (Ca II). В индексе $hk [= (Ca - b) - (b - y)]$ наблюдалось, как минимум, 2 дискретных компонента ВКГ [63]. При спектроскопическом изучении звезд ВКГ было установлено наличие анти-корреляции в широких пределах между содержанием элементов Na и O [64]. В зависимости от содержания кислорода звезды-гиганты скопления Карретта и др. [64] разделили на 3 группы: группа, содержащая $61 \pm 7\%$ звезд ВКГ, с нормальным содержанием O (пик в распределении $[O/Fe] = +0.28$), группа ($22 \pm 4\%$ звезд), обедненная O (пик в распределении $[O/Fe] = -0.21$), и группа ($17 \pm 4\%$ звезд) очень бедная O (пик в распределении $[O/Fe] = -0.73$).

Скопление отличается сложной ГВ. Длина голубого продолжения ГВ в сторону низких светимостей (так называемый "голубой хвост") скопления одна из самых больших, уступая только таковой ω Cep и 47 Tuc. Распределение звезд вдоль ГВ многомодальное с 3-мя заметными промежутками, так называемыми гэпами (участками ГВ, в которых почти не наблюдается звезд), один из которых по цвету соответствует полосе нестабильности звезд типа RR Lyr. Заметим, что ГВ достаточно хорошо населена и справа и слева от этой полосы, однако в скоплении обнаружено всего несколько переменных типа RR Lyr. Два других гэпа находятся на голубом продолжении ГВ, деля ее на 3 сегмента [65,66].

Из сравнения распределения звезд на различных последовательностях следует, что скопление содержит, по крайней мере, 3 группы звезд с постоянным (или почти постоянным) содержанием железа, но различным содержанием других элементов и фотометрическими свойствами. Однако изменения в содержании CNO, проявляющиеся в наличии 3-х групп звезд-гигантов, не могут объяснить расщепления ГП, ибо изохроны, вычисленные для канонического соотношения тяжелых металлов ($[\alpha/Fe] = 0.4$) и для смеси, дающей предельную анти-корреляцию CNO [67], полностью сливаются в

области ГП и ВКГ [66]. Расщепление ГП происходит, только если CNONa анти-корреляция сопровождается увеличенным содержанием гелия. Таким образом, единственно возможным объяснением и расщепления ГП и сложного вида ГВ является мультимодальное распределение содержания гелия [61,66]. Расчеты показали, что население первой группы звезд имеет первичное содержание гелия и является первым поколения, население двух других групп образовалось из выбросов звезд первого поколения, обогащенных гелием ($Y \sim 0.32$ и $Y \sim 0.38$, соответственно). Эти выводы подтверждаются результатами спектрального анализа звезд на двух крайних ветвях ГП [68]. Звезда на самой голубой ветви ГП имеет увеличенное содержание N, Na, и Al и дефицит C, O и Mg по сравнению со звездой на красной ветви ГП. Такой состав, сопровождаемый увеличением содержания гелия, как основного продукта высокотемпературного горения водорода, характерен для звезд второго поколения. Различие в содержании указанных элементов между двумя звездами соответствует различию в содержании гелия, которое следует из положения изучаемых звезд на CMD.

4.2. Скопление 47 Тис. Фотометрическое доказательство наличия нескольких звездных населений в скоплении 47 Тис первоначально пришло из наблюдений раздвоения ветви субгигантов [70]. Андерсен и др. [70] обнаружили также расширение ГП, которое увеличивается к более слабым величинам и оказывается больше определяемого ошибками фотометрии. Более обстоятельное исследование [71] скопления на основе многополосной фотометрии, выполненной на КТХ и в наземных наблюдениях, подтвердило первые наблюдения и установило наличие двойственности ветвей во всех частях CMD, от ГП до ГВ. Особенно отчетлива бимодальность распределения звезд вдоль ГП, ВСГ, ВКГ и ГВ выявляется на двухцветных диаграммах ($m_{F275W} - m_{F336W}$) vs. ($m_{F336W} - m_{F435W}$). Сравнение наблюдаемых цветов звезд ГП с вычисленными для различных химических составов показало их совпадение в случае принятия гипотезы о существовании в скоплении 2 населений звезд. Одно поколение имеет первичный химический состав, типичный для звезд поля той же металличности, т.е. с первичным содержанием He ($Y = 0.24$), богатых O и бедных N и Na. Другое поколение - с увеличенным содержанием азота и малым увеличением содержания гелия, но дефицитом углерода и кислорода. Аналогичное соответствие цветов получено и для звезд ВСГ, ВКГ и ГВ. Между последовательными эволюционными фазами каждой из звездных популяций прослеживается непрерывная связь. К настоящему времени это единственное скопление, в котором удалось установить такую четкую связь.

Распределение по радиусу звезд скопления таково, что около центра скопления на каждой эволюционной ветви первое поколение составляет 20%, увеличиваясь к периферии до 50% [71]. Второе, обогащенное гелием, азотом и натрием [71,72], звездное поколение является более концентрирован-

ным и, в целом по всему скоплению, составляет большинство (~70%) наблюдаемого в настоящее время населения скопления. Следует упомянуть, что в скоплении обнаружено еще третье население, явно выявляющее себя только на ветви субгигантов и только на диаграмме $m_{F435W} \sim (m_{F606W} - m_{F814W})$ (рис.9). Оно включает 8% звезд скопления, и по химическому составу, согласно [71], напоминает второе поколение, но с увеличенным общим содержанием (C+N+O). Это 3-е население можно обнаружить в области ВСГ на CMD Андерсона и др. [70] $m_{F475W} \sim (m_{F606W} - m_{F814W})$ и $m_{F475W} \sim (m_{F435W} - m_{F625W})$;

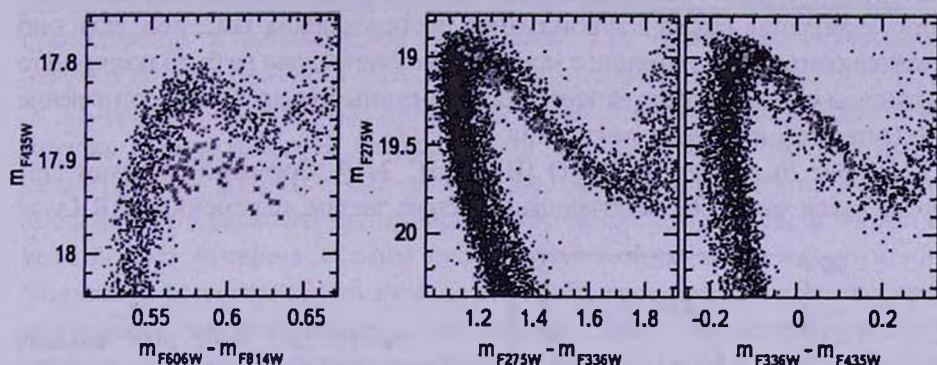


Рис.9. CMD ШС 47 в области ВСГ [71]. На левой диаграмме m_{F435W} vs. $(m_{F606W} - m_{F814W})$ отдельно от основных ветвей ВСГ, на данной диаграмме стившихся, появляется третье население, помеченное x на всех трех CMD. На двух других CMD m_{F275W} vs. $(m_{F275W} - m_{F336W})$ (средней) и m_{F275W} vs. $(m_{F336W} - m_{F435W})$ (правой) показано расположение звезд этого населения, которое совпадает с положением звезд второго поколения.

первые два населения на этих диаграммах не разрешены, а представлены широкой ветвью с реальным разбросом в светимости без признаков бимодальности. Наличие 3 разных групп звезд подтверждается недавними результатами изучения распространенности N, Na, и Al в гигантах скопления. Карретта и др [73] обнаружили 3 группы звезд на ветви гигантов с различным содержанием Al, что позволяет авторам говорить о нескольких эпизодах образования второго поколения звезд скопления.

4.3. Скопления NGC 2419, NGC 6388 и NGC6441. В трех остальных массивных скоплениях NGC 2419, NGC 6388 и NGC6441 расширения ГП, превосходящего вызванного фотометрической ошибкой, не обнаружено и предположение о наличии различных звездных популяций первоначально было сделано, исходя только из вида ГВ. Несмотря на предельное различие металличностей этих скоплений, их ГВ напоминают друг друга своей большой протяженностью в область низких светимостей и высоких температур.

Первое, NGC 2419 по своей удаленности от центра Галактики и динамическим параметрам ($R_{GC} \sim 90$ кпк, радиусу ядра $r_c \sim 9$ пк и $r_h \sim 19$ пк [74]) - одно из типичных скоплений внешнего гало Галактики, имеет ряд несколько

необычных для него характеристик. Оно - одно из самых мало металлических ($[Fe/H] \sim -2.15$) и массивных ($M_v \sim -9^m.5$) скоплений внешнего гало. ГВ скопления напоминают "каноническую" ГВ бедных металлами скоплений внутреннего гало M15 или M68. По возрасту оно также соответствует скоплениям внутреннего гало. В настоящее время оно в значительной степени изолировано от приливного влияния Галактики. Если это скопление эволюционировало в том же окружении, в каком оно образовалось, оно могло сохранить память об этих условиях. Изучение звездной составляющей этого скопления важно для понимания происхождения ШС, ибо, если оно эволюционировало в изоляции с момента образования, оно не было подвергнуто значительной потери звезд, которое могло изменить относительное соотношение звезд первого и второго поколения.

На рис.10 приведена CMD ШС NGC 2419. Согласно расчетам [75] более яркая часть ГВ, включающая красные звезды, переменные RR Lyrae

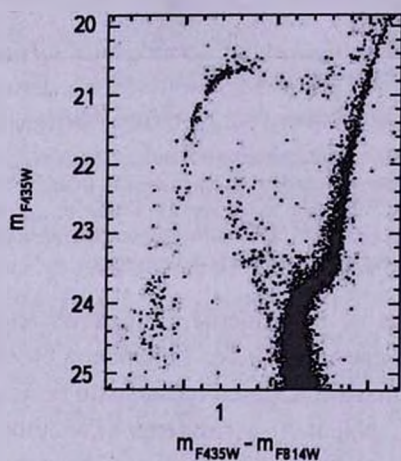
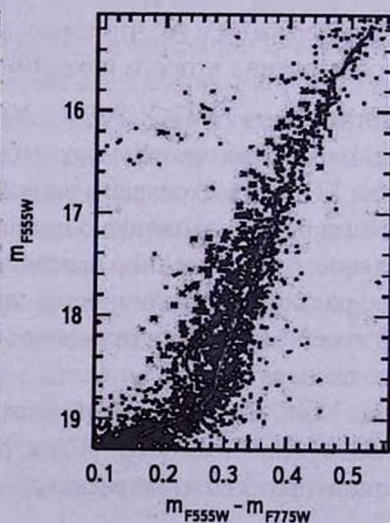
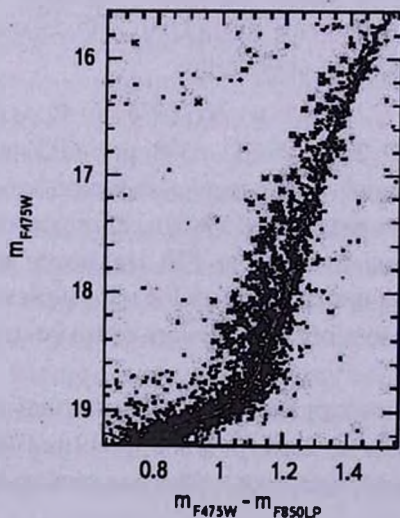


Рис.10. ШС NGC 2419. Верхняя панель CMD m_{F435W} vs. $(m_{F435W} - m_{F814W})$. Нижняя панель, слева - увеличенная часть CMD m_{F475W} vs. $(m_{F475W} - m_{F830LP})$ в области ВКГ. Звезды, помеченные на ней крестиком с голубой стороны ВКГ, располагаются также с голубой стороны любой другой CMD, в частности на правой диаграмме m_{F555W} vs. $(m_{F555W} - m_{F775W})$ [75].



и яркие голубые звезды, населена звездами первого поколения и воспроизводится моделями звезд с нормальным содержанием гелия и малой дисперсией масс на ГВ. Предельно голубая часть ГВ, состоящая из В-субкарликов и звезд "blue hook", населена звездами вторичного населения и содержит около 30% звезд ГВ. Это население характеризуется предельно высоким содержанием гелия ($Y=0.42$). Этой гипотезе соответствует и обнаруженное расширение ветви красных гигантов (рис.10), превосходящее расширение, вызванное фотометрической ошибкой. Этой гипотезе не противоречит и наблюдаемое расширение ГП, однако из-за большой ошибки наблюдательного материала не возможно и подтвердить ее [75].

О шаровых скоплениях-"двойниках" NGC 6388 и NGC6441, расположенных в галактическом балдже, почти до конца XX в. ничего, кроме металличности ($[Fe/H] \sim -0.60$ и -0.53 соответственно, [76]) и необычно высокого интегрального ультрафиолетового потока [77], не было известно. Резкий рост интереса к этим скоплениям возник после обнаружения бимодального распределения звезд на ГВ. Их ГВ простираются от интенсивно заселенного красного конца, свойственного всем скоплениям высокой металличности, через полосу неустойчивости со звездами RR Lyr к голубой

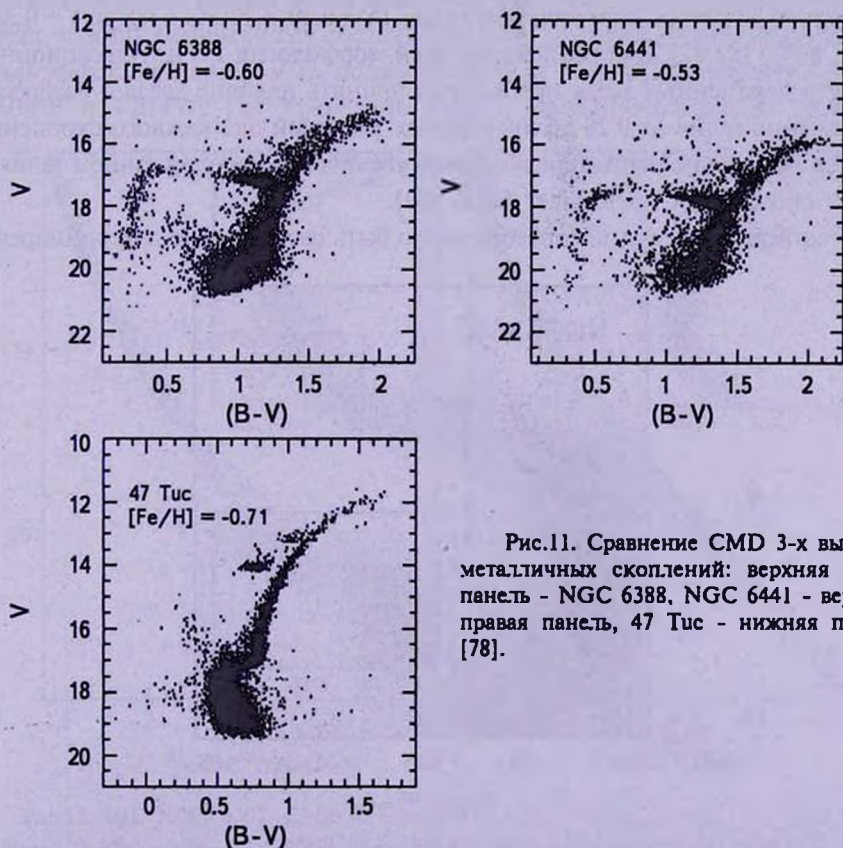


Рис.11. Сравнение CMD 3-х высоко-металлических скоплений: верхняя левая панель - NGC 6388, NGC 6441 - верхняя правая панель, 47 Tuc - нижняя панель [78].

части и далее до предельно высоких температур и низких светимостей, достигающих светимости ТП ГП [78]. В обоих скоплениях предполагается существование кандидатов в звезды "blue hook" [79], которые присутствуют во всех массивных скоплениях и располагаются на конце "голубого хвоста" ГВ, однако в этих скоплениях они сдвинуты в сторону более красных цветов. Необычность этих скоплений сказывается также: i) в большом наклоне ГВ с разницей в $\Delta V \sim 0^m.5$ между красным концом и верхушкой голубой части [80,81] и ii) в необычно большом среднем периоде RR Lyr, который оказался больше не только периодов, наблюдаемых в скоплениях высокой металличности, но и более длинных средних периодов в низко металличных скоплениях типа OoII. Последнее обстоятельство нарушает традиционную схему классификации скоплений по типам Оостерхоффа. Описанный вид ГВ противоречит расчетам теории звездной эволюции, согласно которым звезды ГВ такой металличности располагаются только на красной части ГВ. Возможное решение проблемы, которая является наиболее ярким проявлением влияния "второго параметра", заключается в принятии гипотезы о существовании в скоплениях нескольких популяций звезд. Кроме первичной популяции звезд с нормальным содержанием гелия, в обоих скоплениях содержится примерно (10-20)% звезд с предельно высоким содержанием гелия ($Y \sim 0.40$ в NGC 6388 и $Y \sim 0.35$ в NGC 6441) [81,82]. Для объяснения всей морфологии ГВ и пульсационных свойств переменных звезд необходимо принять наличие звезд с разбросом содержания гелия от 0.26 до предельных значений для каждого скопления. Второе поколение, характеризующееся увеличенным содержанием гелия, в обоих скоплениях превышает 60 % [82].

Подтверждением этой гипотезы могло быть расщепление или расширение

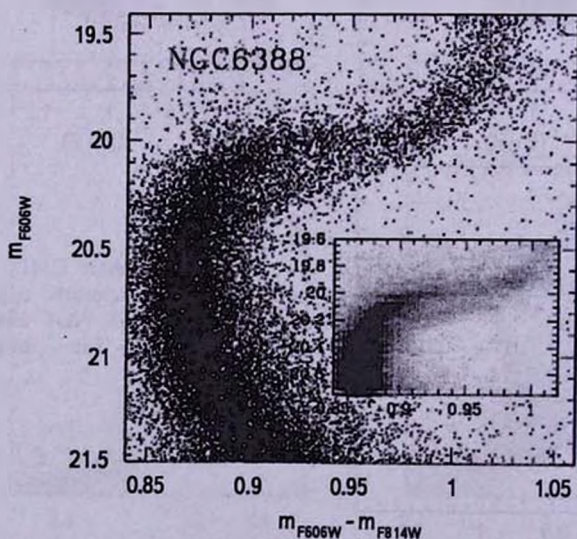


Рис.12. ШС NGC 6388. Раздвоение ВСГ. На вставке - Хесс - диаграмма [57].

различных эволюционных последовательностей на отдельные компоненты, что мы видели в рассмотренных ранее массивных скоплениях. Действительно, при сравнении со скоплением 47 Tuc CMD рассматриваемых скоплений оказываются шире и в области ГП и вдоль RGB (рис.11), что только частично может быть приписано наличию в них дифференциального покраснения [81]. Наблюдения скопления NGC 6388 на КТХ (рис.12) [57] и наземном телескопе VLT с адаптивной оптикой [83] показали, что ВСГ расщеплена на 2 компонента.

5. Менее массивные шаровые скопления. Является ли наличие сложных CMD характерной особенностью только массивных ШС? Новые опубликованные данные содержат неопровержимые доказательства присутствия этих особенностей на CMD и менее массивных шаровых скоплений.

5.1. Скопление NGC 6397. Одно из таких скоплений - NGC 6397. Оно самое мало массивное (судя по абсолютной величине $M_v = -6.64$, [74]) из скоплений, которые наблюдались на КТХ и результаты исследований которых уже опубликованы.

Как уже говорилось во *Введении*, вид ГП на CMD (рис.1) скопления не противоречит старой точке зрения об однородности составляющих его звезд, как по химическому составу, так и по времени их образования. На этой эффектной диаграмме, полученной на КТХ с ACS камерой в полосах F606W и F814W, ГП предельно узка и прослеживается до глубоких

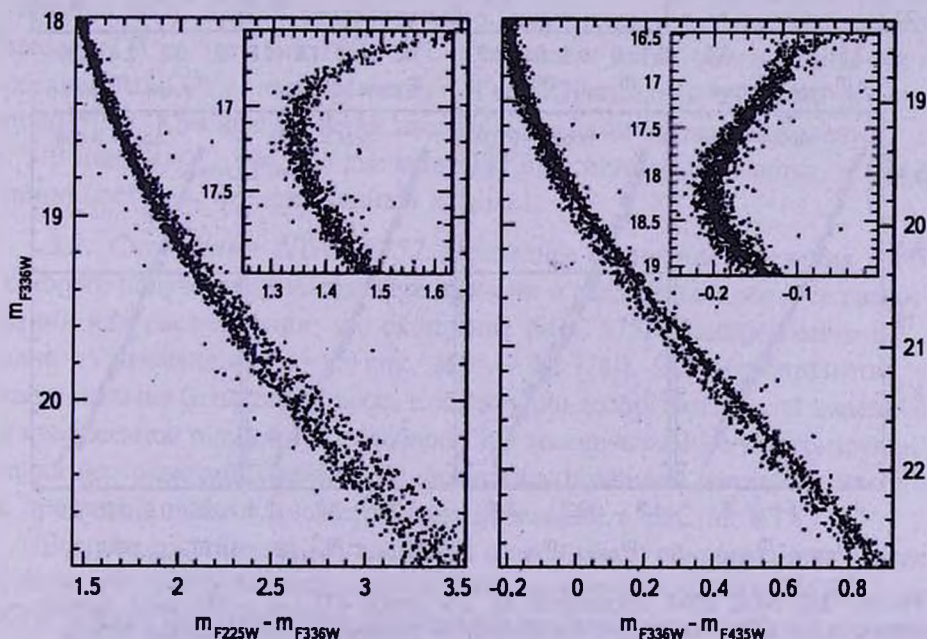


Рис.13. ШС NGC 6397. CMD для звезд ГП m_{F336W} vs $(m_{F225W} - m_{F336W})$ (правый рис.) и m_{F336W} vs $(m_{F336W} - m_{F435W})$ (левый рис). На вставках - увеличенный участок ВСГ [85].

светимостей, не достигаемых ранее [2]. Такой вид ГП, казалось бы, должен свидетельствовать практически об отсутствии изменений в содержании гелия ($\Delta Y < 0.02$) среди звезд скопления [84].

Недавно это скопление было тщательно изучено на основе многополосной фотометрии на КТХ от ультрафиолета (225 нм) до ближнего инфракрасного (814 нм) района [85]. Члены скопления были отобраны на основе изучения их собственных движений и произведен учет небольшого (не более $0^m.026$), характерного для этого скопления, дифференциального поглощения. Очищенная таким образом CMD для двух цветовых баз ($m_{F225W} - m_{F336W}$) и ($m_{F336W} - m_{F435W}$) приведена на рис.13, в котором интересны две следующие особенности. Разделение 2-х ветвей ГП на обеих диаграммах уменьшается по мере приближения к ТП, и в области ТП они сливаются. Ветвь субгигантов

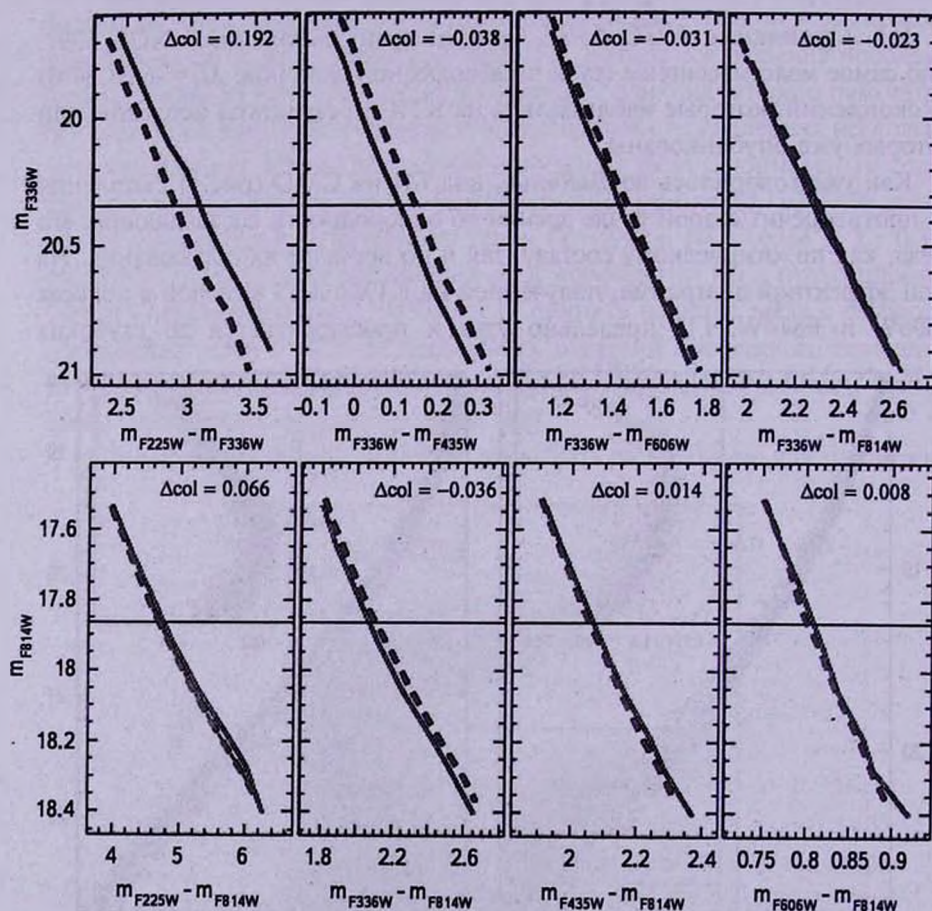


Рис.14. ШС NGC 6397. Положение RL 2-х ветвей ГП (— - ГП звезд первого поколения, --- - ГП звезд второго поколения) на различных CMD: верхняя панель - m_{F336W} vs. $(m_{F336W} - m_x)$, нижняя панель - m_{F814W} vs. $(m_x - m_{F814W})$, где x принимает значения 225, 435, 606, 814 нм. Вверху каждого рис. приводится разница в цвете между этими ветвями на уровне $m_{F336W} = 20.3$ для верхней панели, $m_{F814W} = 17.9$ - для нижней [85].

оказывается узкой, что подразумевает различие в возрасте двух поколений звезд не более 100 Мг. Вторая особенность: населенности голубой и красной ветвей ГП различны на приведенных двух диаграммах: на первой - более населена (~70% звезд) голубая ветвь, на второй - красная. Если выделить и отождествить звезды ГП, лежащие на голубой ветви (гГП) на диаграмме $m_{F336W} \sim (m_{F225W} - m_{F336W})$, то на диаграмме $m_{F336W} \sim (m_{F336W} - m_{F435W})$ они оказываются на красной ветви. Подтверждением этому служит рис.14, где вместо величин и цветов отдельных звезд нанесены положения результирующих кривых. Такое поведение CMD Милоне и др. [85] объясняют дисперсией в звездах скопления содержания азота, полосы которого расположены около $\lambda 3400 \text{ \AA}$ и находятся в пределах кривой чувствительности фильтра F336W. Это объяснение находит подтверждение и в спектральных исследованиях звезд скопления.

Из спектральных исследований гигантов скопления NGC 6397 известно, что среди них наблюдается большой разброс в содержании С и N и Na-O анти-корреляция [86-93]. Более того, распределение звезд с различным содержанием Na и O - бимодальное (75% звезд обогащены Na и с дефицитом O, у 25% звезд содержание элементов соответствует таковому для звезд поля, т.е. с дефицитом Na и повышенным содержанием O). На CMD в системе Стремгrena ($v \sim c_1 - (b - y)$) гиганты, обогащенные Na, находятся на красной стороне RGB, а звезды, обедненные Na, - на голубой [93]. Вся совокупность данных, полученных из спектральных исследований гигантов NGC 6397 и теоретического моделирования, позволяет связать звезды гГП со звездами гВКГ и с популяцией звезд, обогащенных Na и обедненных O, т.е. голубые ветви ГП и ВКГ населены звездами первого поколения. Красные же ветви населены звездами второго поколения.

В цвете ($m_{F606W} - m_{F814W}$) две ветви ГП практически сливаются, и CMD принимает вид, представленный на рис.1.

5.2. Скопление NGC 6752. Последнее скопление, сведения о ГП которого получены до настоящего времени и свидетельствуют о ее расширении или расщеплении, это скопление NGC 6752. Данное скопление - одно из ближайших ($d = 4.0$ кпк, $M_v = -7.73$, [74]). Это обстоятельство, а также наличие большого разброса в содержании легких химических элементов и протяженной голубой ГВ, подобной ГВ в массивных ШС с уже обнаруженными несколькими населенными, послужило причиной для включения его в программу поиска множественных населений в ШС на КТХ.

Впервые расширение ГП в красную сторону было обнаружено на основе фотометрического изучения изображений скопления с камерой WFPC2 на КТХ, которое было объяснено присутствием значительного количества двойных звезд около его центра [94]. Следующее исследование этого скопления с целью поиска множественных популяций было основано на обработке большого

количества архивных КТХ изображений и наземной фотометрии в УФ области [96]. К сожалению, космическая фотометрия была ограничена видимой

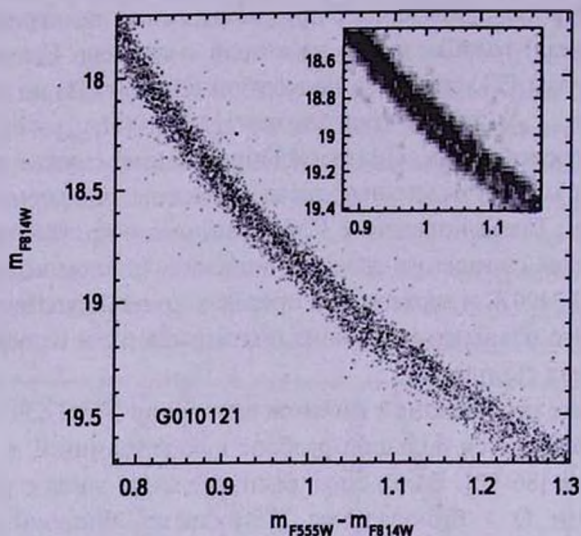


Рис.15. NGC 6752. Признаки раздвоения ГП видны на CMD m_{F814W} vs. $m_{F555W} - m_{F814W}$ и подтверждаются на Хессс-диаграмме [95].

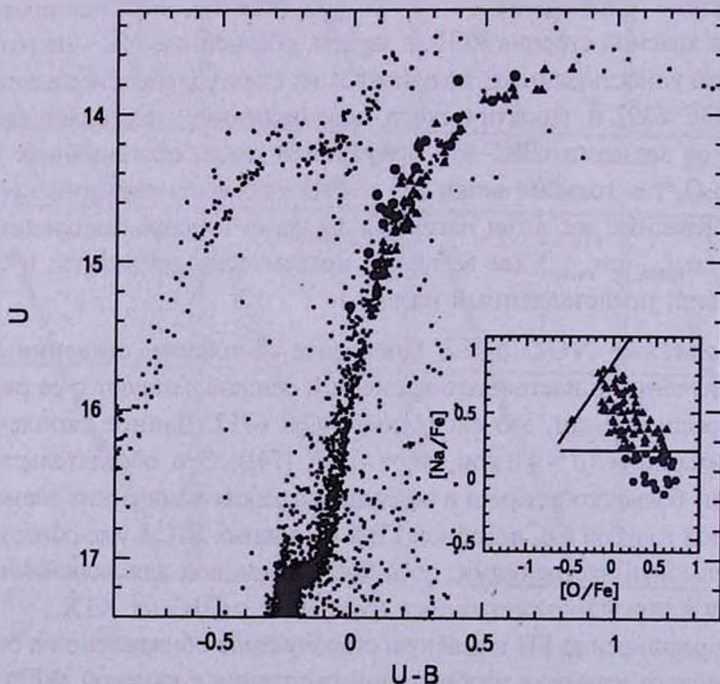


Рис.16. ШС NGC 6752. CMD U vs. $(U - B)$ [95]. Фотометрия $UBVI_c$ получена на 2.2-м телескопе ESO. Звезды с различным содержанием Na обозначены различными значками: $\blacktriangle$ - звезды с $[Na/Fe] \geq 0.2$, $\bullet$ - $[Na/Fe] < 0.2$. На вставке показана анти-корреляция Na-O [96].

и красной областью спектра, а наземная УФ фотометрия (2.2-м телескоп ESO) была ограничена звездами ВКГ. Милоне и др. [95] удалось подтвердить расширение ГП и показать, что оно не может быть обусловлено ни наличием двойных звезд, ни фотометрическими ошибками. Были обнаружены даже признаки расщепления ГП (рис.15). Широкая ВКГ (рис.16) на CMD U vs. $(U-B)$, полученной на основании наземной фотометрии, простирается от ее основания до верхушки. Две группы звезд в соответствии с их $[Na/Fe]$ и $[O/Fe]$ и интенсивностью полос CN располагаются с разных сторон ВКГ. Звезды, обедненные Na [96], являющиеся звездами первого поколения, располагаются в основном с голубой стороны ВКГ и имеют более широкое распределение в цвете, чем звезды, обогащенные Na (второе поколение) и расположенные в узкой полосе с красной стороны ВКГ.

Радиальное пространственное распределение более красных и более голубых звезд ГП оказалось практически одинаковым. Вертикальное расширение ветви субгигантов не превышает несколько сотых величины, что могло бы говорить об отсутствии существенного различия в возрасте популяций. Получение более глубоких изображений скопления в U -величинах ($UBVI$ фотометрия с 1.3-м телескопом обсерватории Лас-Кампанас) позволило обнаружить на CMD скопления значительное расширение ВСГ ($\Delta U \sim 0^m.3$) [97], а изучение их радиального распределения показало большую концентрацию более слабых субгигантов по сравнению с яркими. Эти особенности субгигантов проявляются только в U -величинах, в B -величинах и расширение значительно уменьшается и различие в распределении ярких и слабых субгигантов не является статистически значимым.

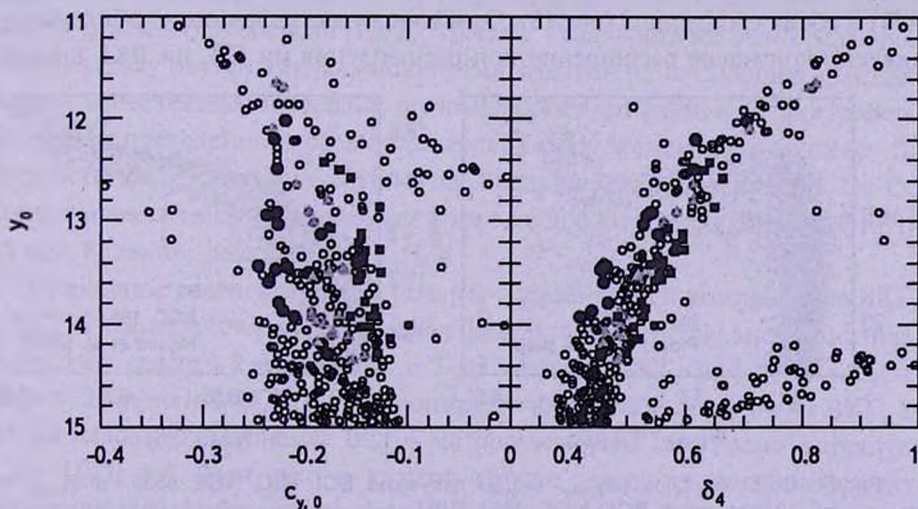


Рис.17. NGC 6752. CMD y_0 vs. $c_{y,0}$ и y_0 vs. δ_4 (в системе Стремгrena) для звезд ВКГ [100]. Звезды со спектроскопически определенным содержанием Al обозначены: ● - $[Al/Fe] < 0.4$ dex, ▲ - $0.4 < [Al/Fe] < 1.05$ dex, ■ - $[Al/Fe] > 1.05$ dex.

Значительное расширение ВКГ наблюдается в цвете ($U-B$) [97] и индексах hk и c_i системы Стремгrena [63,98,99]. Выявлена различная радиальная зависимость более красных и более голубых гигантов. Как более слабые субгиганты, так и более голубые гиганты оказываются более концентрированными. Обнаруженные закономерности позволяют связать фотометрически более слабые субгиганты и более голубые гиганты с первым поколением, а более яркие субгиганты и более красные гиганты - со вторым поколением. Спектроскопическое исследование содержания Al, Mg и Si в более чем 130 гигантах скопления дало поразительный результат: во-первых, обнаружен большой разброс в $\Delta[Al/Fe]$, превышающий 1.4 dex. Во-вторых, распределение содержания Al среди исследованных звезд оказалось трехмодальным [100]. Три группы, характеризующиеся различным значением $[Al/Fe]$, соответствуют трем отдельным ветвям RGB, которые четко разделяются на CMD, полученной в системе Стремгrena при использовании индекса $c_{r,0}$ и нового индекса $\delta_4 = (u-v) - (b-y)$ [100] (рис.17). Эти два факта указывают на наличие в скоплении NGC 6752 трех населений: первичного - с низким значением $[Al/Fe]$ и двух вторичных с промежуточным и высоким значениями $[Al/Fe]$.

5.3. Скопления NGC 1851 и NGC 6656. Исторически скопление NGC 1851 - третье, в котором в результате наблюдений на КТХ были обнаружены прямые фотометрические признаки множественных населений. Присутствие двух звездных населений в NGC 1851, как и в NGC 6656 явно проявляет себя через раздвоение ВСГ [32,57,101], с примерно одинаковым соотношением между населенностями яркой и слабой ветвей ВСГ (60% и 40%) в обоих скоплениях (рис.18). Однако в этих скоплениях не обнаружено никаких признаков расширения или расщепления ни ГП, ни ВКГ в цвете

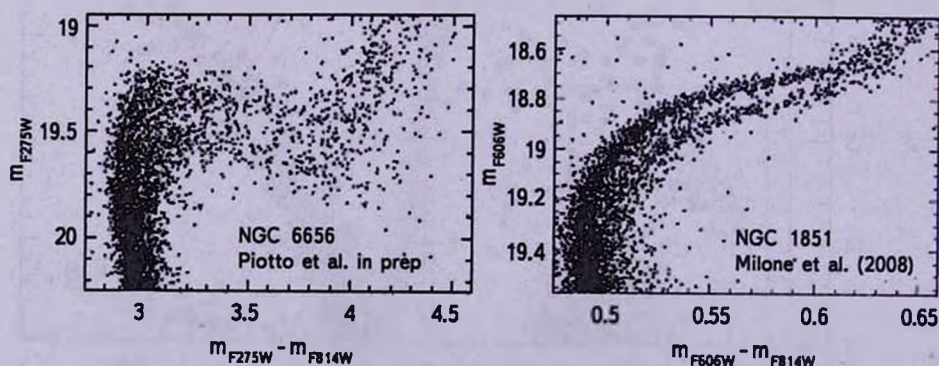


Рис.18. CMD m_{F275W} vs $(m_{F275W} - m_{F814W})$ для звезд ВСГ ШС NGC 6656 и m_{F606W} vs $(m_{F606W} - m_{F814W})$ для звезд ВСГ NGC 1851 [101].

$m_{F606W} - m_{F814W}$ [101]. Узость ГП, которая в случае NGC 1851 оказывается меньше $0^m.04$ [32], ставит ограничение на возможную дисперсию металлич-

ности ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] < 0.2 \text{ dex}$) или различие в содержании гелия двух населений ($\Delta Y < 0.026$).

Первые признаки разброса металличности среди звезд этих скоплений приходят из расщепления ВКГ, наблюдаемого в системе Стремгрена (индексах hk и m_i) [63,102,103] и UVI системе Джонсона (рис.19) [104].

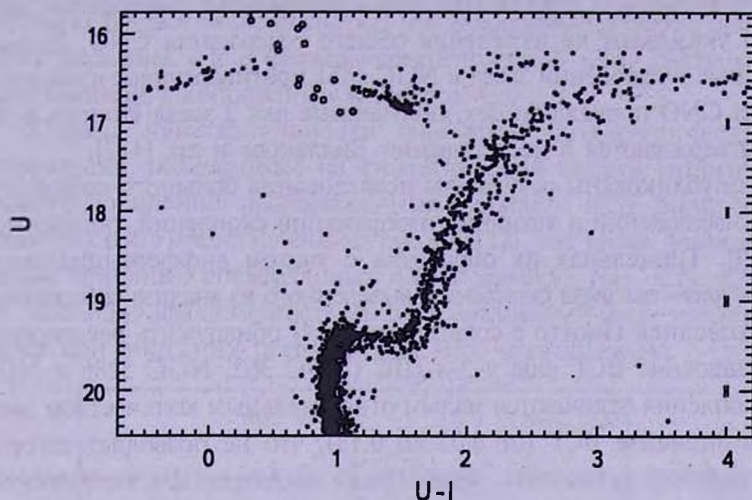


Рис.19. Раздвоение ВСГ и ВКГ на CMD U vs. $(U-I)$ в ШС NGC 1851[104].

Спектральные исследования гигантов в обоих скоплениях показали наличие среди них дисперсии металличности, хотя и различной величины. Исследование 124 гигантов в NGC 1851 [105] показало, что существует малая (хотя и реальная) дисперсия $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.1 \text{ dex}$. Реальность же этого различия $[\text{Fe}/\text{H}]$ между звездными компонентами следует из следующих фактов: более и менее богатые металлами группы звезд имеют различное пространственное распределение и различное содержание элементов s -процесса (в частности Ba). В каждой группе наблюдается анти-корреляция Na-O. Аналогичная ситуация наблюдается среди звезд в скоплении M22 [106,107], но при большем различии $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Примерное равенство относительных населенностей компонентов ВКГ и ВСГ в обоих скоплениях, а также результаты спектрального анализа позволяют связать 2 ветви ВСГ с 2-мя ветвями ВКГ, при этом звезды яркого компонента ВСГ эволюционируют на голубой компонент ВКГ, а звезды слабого компонента ВСГ - на красный ВКГ. Согласно Карретте и др. [105] тот факт, что в каждой группе звезд, различающейся по металличности, наблюдается анти-корреляция Na-O (признак истинных ШС, хотя и с различным отношением первичных и вторичных звезд), может служить указанием на слияние двух скоплений, различающихся средним уровнем содержания Ba и Fe (и возможно C).

В случае принятия гипотезы самообогащения, когда звезды второго поколения образуются из среды, обогащенной выбросами звезд первого поколения, одним только различием металличности раздвоение ВСГ количественно воспроизвести невозможно. Раздвоение ВСГ воспроизводится только, если при моделировании учитывается также различие в возрасте и/или в суммарном содержании (C+N+O) [108,109]. Спектральные наблюдения звезд в М 22 [110] указывают на изменения общего содержания CNO. Данные же спектральных наблюдений звезд в NGC 1851 противоречивы: изменения в содержании CNO порядка 0.6 dex, полученные для 2 звезд Йонгом и др. [111], не подтверждаются в исследовании Вилланова и др. [112].

Недавно опубликованы результаты исследования большого количества собственных наблюдений и архивных изображений скоплений, полученных на КХТ [113]. Тщательная их обработка с учетом дифференциального поглощения и членства звезд скопления, выведенного из анализа собственных движений, позволила Пиотто с соавторами [114] обнаружить расширение или даже раздвоение ВСГ еще у 3-х ШС (NGC 362, NGC 5286 и NGC 7089). Эти скопления отличаются малым относительным количеством звезд на слабом компоненте ВСГ (от 0.03 до 0.13), что не позволяет авторам публикации надежно установить, являются ли населения 2-х компонентов ВСГ двумя отдельными населенными или же малонаселенный компонент ВСГ является хвостом протяженной истории образования скопления.

6. Наземные поиски множественных населений ШС. Альтернативой описанным выше поискам множественных населений в ШС на основании фотометрии, выполненной на КХТ, или спектральным методами исследования проблемы могут быть наземные наблюдения расширения/

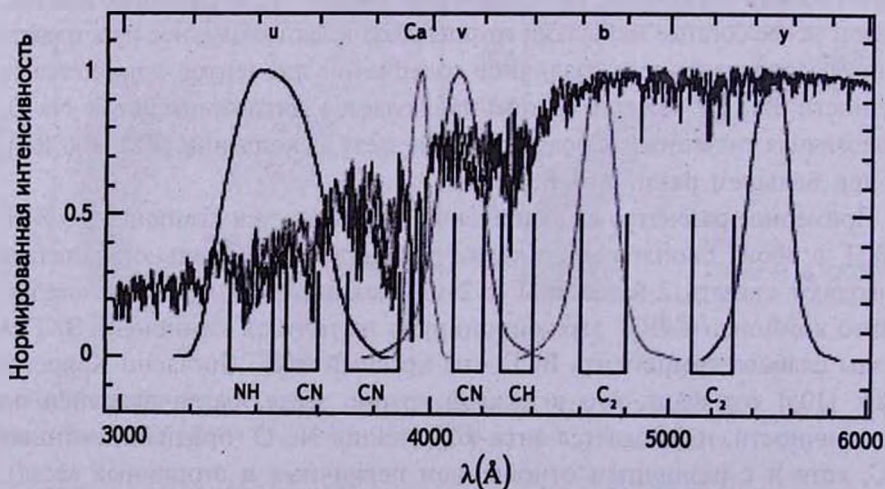


Рис.20. Кривые чувствительности *uvby* фильтров наложены на синтетический спектр звезд гигантов, расположенных в области RGB bump, первого (серая кривая) и второго (черная кривая) поколения звезд ШС с $[Fe/H] = -1.23$ [113].

расщепления ВСГ или ВСГ в UV фильтрах. Расщепление ВКГ связано с различным содержанием молекул CN, CH и NH в звездах различных населений, что определяет использование указанных фильтров, в полосу пропускания которых попадают сильные молекулярные полосы CN (~ 3883 и $4216 \text{ \AA}$), NH ($\sim 3450 \text{ \AA}$) или CH ($\sim 4300 \text{ \AA}$). Несколько фотометрических систем включают такие фильтры: *U* и *B* фильтры широкополосной системы *UBV* Джонсона, *u* и *v* фильтры среднеполосной *uvby* системы Стремгрена, дополненной узкополосным фильтром Ca.

Кривые чувствительности фильтров фотометрической системы Стремгрена, наложенные на синтетический спектр гигантов первого и второго поколения, расположенных в области RGB bump (изгиба ветви гигантов) ШС, представлены на рис.20 [113], где также приведено расположение основных спектральных полос молекул NH, CN, CH и C_2 .

Частично эффективность таких исследований была представлена нами ранее при описании расщепления ВКГ в скоплениях NGC 1851, NGC

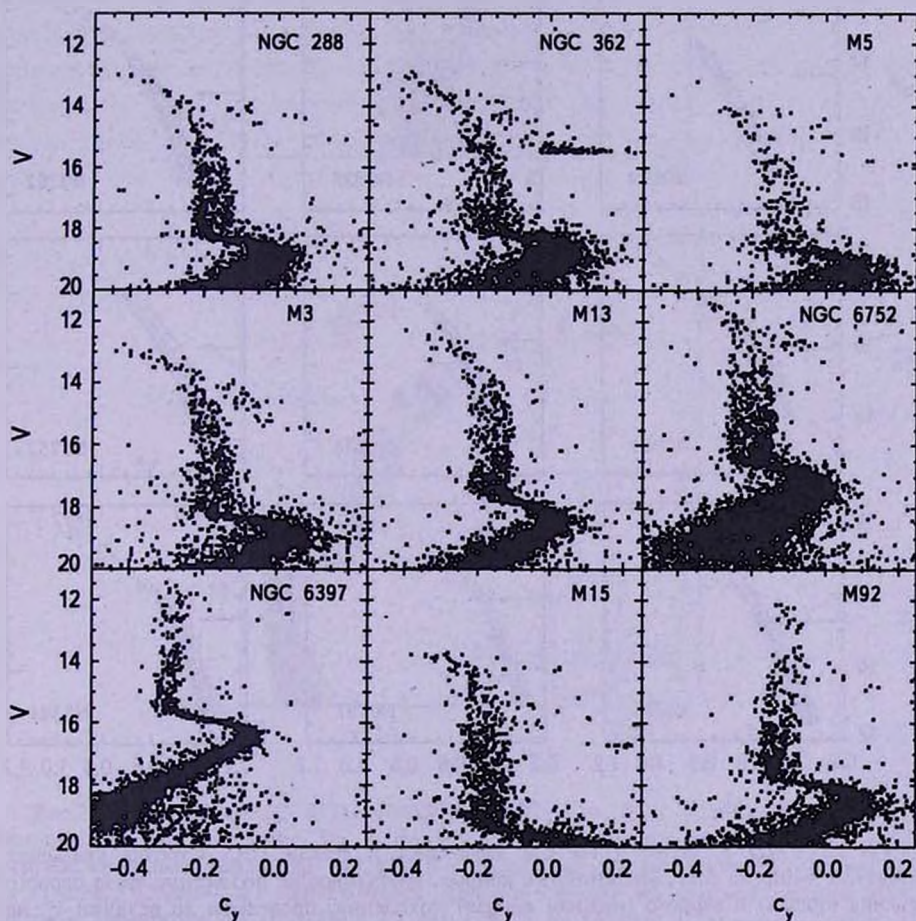


Рис.21. CMD V vs c_y скоплений с металличностью в интервале $-2.4 < [Fe/H] < -1.25$ [98].

2808, NGC 6397, NGC 6752.

При интенсивных наземных наблюдениях по программе поиска множественных населений через расширение ВКГ используются различные индексы фотометрической системы Стремгрена. Индекс $c_y = (u-v) - (v-b)$, введенный Йонгом и др. [98], по определению, прослеживает содержание азота и нечувствителен к температуре в первом приближении. На рис.21 представлены диаграммы $V \sim c_y$ для ряда скоплений в интервале металличностей $-1.26 + -2.31$, на которых все ВКГ расширены, что отражает различное содержание N в звездах первичного и вторичного населений. Однако этот индекс, как показали Карретта и др. [113], становится не чувствителен к изменениям содержания N в скоплениях высокой металличности ($[Fe/H] > -1.0$), таких как NGC 104 и NGC 6388. Индекс $m_1 = (v-b) - (b-y)$, обычно используемый для определения металличности, наоборот, может быть использован для разделения населений в ШС высокой металличности,

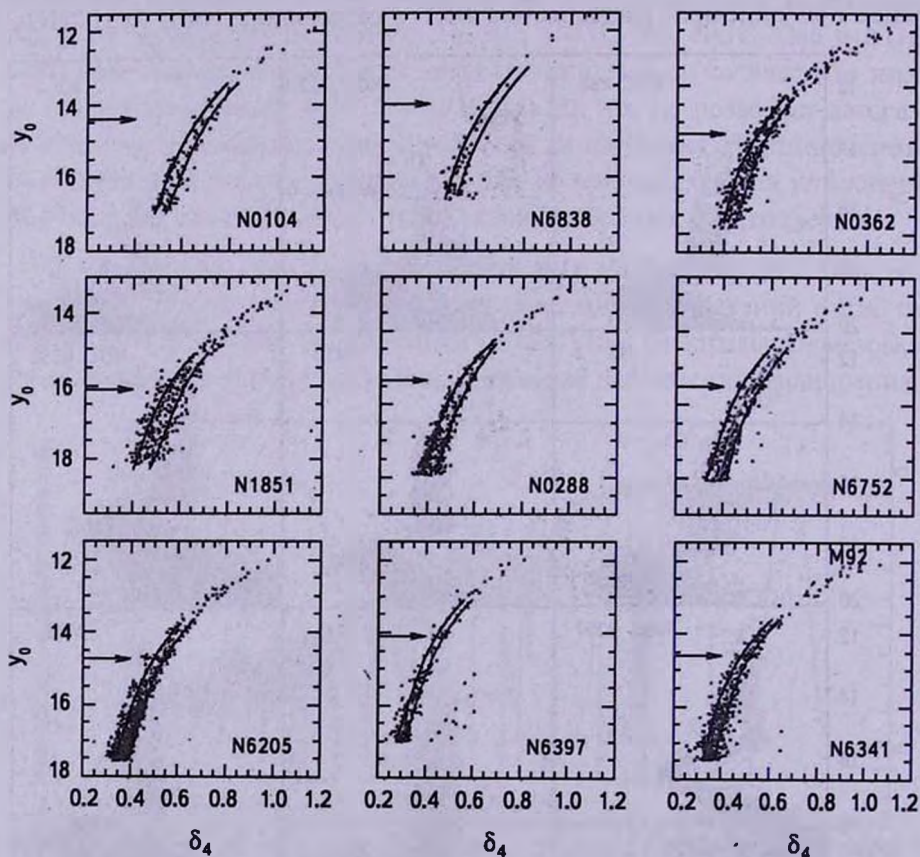


Рис.22. CMD Y_0 vs δ_4 [113] для звезд ВКГ в девяти ШС. Стрелка указывает положение VMP на ВКГ. Полиноминые кривые, описывающие положение звезд первого (верхняя кривая) и второго (нижняя кривая) поколения, проведены до величин Y_0 на 1^m ярче VMP ВКГ.

ибо только в этих скоплениях этот индекс становится чувствителен к элементам, отличным от железа (N проявляет себя в фотометрической полосе ν через полосы CN). На диаграмме $u \sim m_1$ для NGC1851, несмотря на то, что оно не относится к скоплениям высокой металличности, также наблюдается разброс; но здесь оно определяется небольшой дисперсией металличности, обнаруженной в скоплении (в индексе m_1 она составляет 0.01). Учитывая все особенности индексов c_y и m_1 , был введен новый

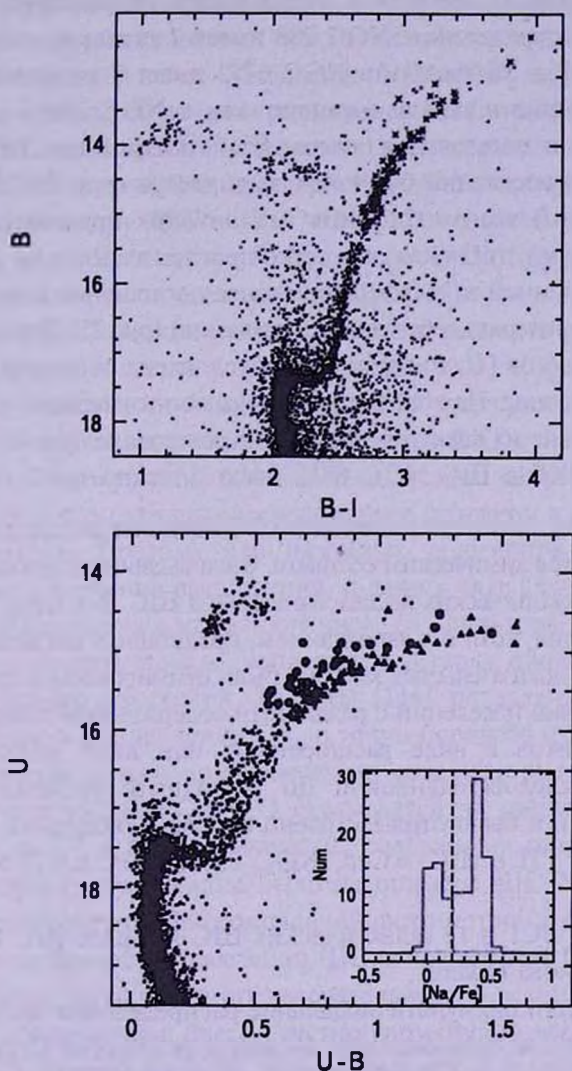


Рис.23. ШС М4 (NGC 6121) CMD V vs $(B-I)$ и U vs $(U-B)$. На вставке - бимодальное распределение Na в звездах ВКГ. Оно отражается в бимодальном распределении звезд вдоль ВКГ на CMD U vs $(U-B)$. Звезды с увеличенным содержанием Na ($[Na/Fe] \geq 0.2$ dex - $\blacktriangle$) располагаются преимущественно на красной границе ВКГ, звезды с дефицитом Na ($[Na/Fe] < 0.2$ dex - $\bullet$) - на голубой [115].

индекс $\delta_4 = (u-v) - (b-y) = c_j + m_1$ [113]. Ошибка (среднеквадратичная) в этом индексе составляет $\sim 0^m.02$, сам индекс мало зависит от межзвездного поглощения, ибо $E(\delta_4) = 0.014 E(B-V)$. На рис.22 представлены CMD $y_0 \sim \delta_4$ для 9 ШС, где по звездам, для которых имеются спектроскопические определения содержания химических элементов, проведены полиномиальные кривые для гигантов населений Р и IЕ (первое поколение и второе поколение, в соответствии с определением Карретты и др. [13]). Эти кривые показывают хорошее разделение между ветвями красных гигантов для всех скоплений, но два скопления (NGC 288 и NGC 6752) имеют явную структуру двух/трех модального распределения: NGC 288 имеет 2 отдельных компонента ВКГ, населенные Р и IЕ звездами. NGC 6752 имеет 3 населения (Р, I и Е), хотя их разделение и не так очевидно, как в NGC 288.

Эффективность использования полосы U при построении CMD с целью поиска нескольких населений будет показана на примере ШС М 4 [115]. На CMD B vs $(B-L)$ этого скопления нет никаких признаков наличия нескольких населений, тогда как они четко прослеживаются на диаграмме U vs $(U-B)$, исправленной за дифференциальное поглощение и звезды фона (определенные по критерию собственного движения) (рис.23). Бимодальность в распределении цветов $(U-B)$ звезд ВКГ обусловлена сильным влиянием CN полос на U -величины. На этой диаграмме разными символами обозначены звезды, для которых по их спектрам определено содержание Na. Аналогичное поведение звезд ВКГ в ШС NGC 6752 было описано в 5.2.

7. Заключение. Гипотеза наличия в ШС нескольких звездных населений, различающихся химическим составом, была выдвинута для объяснения результатов спектроскопических исследований звезд ШС 70-х годов прошлого столетия. Фотометрия, хотя и с запозданием, представила наглядные (даже не для специалиста) доказательства, которые были суммированы в предыдущих частях статьи, наличия населений с различным содержанием гелия и легких химических элементов в виде расширенных или даже расщепленных эволюционных последовательностей. До настоящего времени наличие нескольких населений было отождествлено на CMD скоплений через:

- расщепление ГП в ШС ω Cen, NGC 2808, NGC 6397, NGC 6752 и 47 Tuc,
- расщепление ВСГ в 12 галактических ШС и в ряде ШС Большого и Малого Магелланова Облака,
- расширение или би/мульти модальное распределение звезд ВКГ на CMD, полученных с использованием U - или u (в системе Стремгрена)-величин.

Основной фотометрический материал для этих открытий был получен на КТХ. Фотометрические камеры этого телескопа позволили получить наблюдательный материал, беспрецедентный по пространственному

разрешению и фотометрической точности. Из-за небольших цветовых различий между компонентами эволюционных последовательностей различных населений необходима тщательная обработка фотометрического материала и, когда это необходимо, учет дифференциального поглощения и звезд фона.

В этих исследованиях было показано, что вероятность обнаружения различных населений в ШС также зависит в большой степени от системы используемых фильтров. Отдельные ветви последовательностей сливаются или даже перекрещиваются в некоторых частях CMD в сильной зависимости от того, какие фотометрические полосы использовались при построении CMD. Яркий пример тому - скопление NGC 6397, на CMD V vs. $B - V$ которого нет никаких признаков расширения ГП (рис.1). Расщепление ГП, однако, четко видно на CMD скопления, полученных при использовании UV или близких к нему фильтров (рис.13). Аналогичный пример можно привести в отношении ВКГ: в ШС NGC 6121 эта ветвь не имеет никакого расширения на CMD в цвете $(B - I)$, хотя на CMD U vs. $(U - B)$ она имеет явное бимодальное распределение (рис.23) [115].

Действительно, наиболее подходящие для решения настоящей задачи фотометрические системы должны иметь большую чувствительность к изменениям содержания химических элементов, связанным с явлением различных звездных населений. Расщепление ВКГ связано с различным содержанием молекул CN, CH и NH в звездах различных населений, спектральные полосы которых расположены в основном в ультрафиолетовой области спектра. Поэтому для наземных телескопов более доступно обнаружение и изучение расширения, и даже в ряде случаев расщепления ВКГ при наблюдениях с использованием UV -фильтров. Эти наблюдения позволили расширить список скоплений, в которых обнаружены признаки более чем одного населения. Расчеты [116] показали, что на CMD в видимой области расщепление ГП до точки поворота и меньшей степени ВКГ достигается только при изменении содержания гелия. Различие в суммарном содержании $C+N+O$ сказывается на расщеплении ВКГ, не сказываясь на ГП и ВКГ. Увеличение содержания гелия смещает ГП в голубую сторону, что и видно было на примере ШС NGC 2808. Таким образом, использование многополосной фотометрии дает нам сведения о химических особенностях населений ШС, а применение больших цветовых баз увеличивает разделение последовательностей и тем самым улучшает условия их обнаружения. Здесь уместно упомянуть о введении в действие новой WFC3 камеры на КТХ, чувствительной и в ультрафиолетовой и инфракрасной области спектра, позволившей получить новые результаты.

Наблюдаемое проявление наличия нескольких населений в ШС через расщепление эволюционных последовательностей изменяется от скопления

к скоплению. Однако одной из важных его особенностей, которая существует во всех ШС, где это явление до сих пор было обнаружено, является то, что различные населения дискретны, свидетельствующее о нескольких этапах звездообразования. Только в нескольких ШС Большого Магелланова Облака наблюдается аномально уширенная область на CMD вблизи точки поворота ГП, хотя пока не ясно обусловлено ли это уширение фотометрическими ошибками, в результате которых происходит слияние отдельных последовательностей, или в этих скоплениях звездообразование занимает продолжительный период [117].

Упомянутые изменения касаются как отношения числа звезд, принадлежащих каждому населению, так и их пространственного распределения, и вероятно связаны с условиями образования населений и самих ШС. Первичное население присутствует в каждом скоплении, хотя количественно оно изменяется от скопления к скоплению в больших пределах ($0.03\% + 0.50\%$) [91,114], в среднем составляет треть общего населения скопления. Вторичное население в большинстве скоплений, в которых исследовалось их пространственное распределение, имеет концентрацию к центру скопления и составляет большую часть их населения. Первичное население распределено по скоплению равномерно.

Эти особенности звездных населений находят объяснение в принятом в настоящее время одном из сценариев образования ШС. Согласно Карретте и др. [12] образование ШС начинается с сильного взаимодействия больших космологических фрагментов, содержащие газ и темную материю, друг с другом или с основным телом Галактики. В результате этого взаимодействия часть газа переходит в звезды, которые образуют предшествующую популяцию звезд. Взрывы SN II сверхновых этой популяции однородно обогащают систему металлами и запускают механизм обширного звездообразования. Этот эпизод, соответствующий образованию первого поколения, длится до тех пор, пока ветер SN II и массивных звезд не выметит первичный газ. Эта потеря массы вызывает расширение первичных звезд как несвязанной ассоциации и, как следствие, последующую потерю звезд. Потеря газа может разрушить более 95% скопления. Только скопления с очень высокой массой и начальной концентрацией могут выжить. Однако только после этой фазы энергичного ветра низкоскоростной ветер эволюционировавших вращающихся массивных звезд или АВГ звезд промежуточных масс начнет заново собирать охлаждающим потоком новый кинематически холодный газ в центральных районах ассоциации. В пределах очень компактного центрального скопления образуются звезды второго поколения (которое захватывает и часть звезд первого поколения). Это образование, которое может выжить в зависимости от его дальнейшей динамической эволюции, мы наблюдаем сегодня как ШС.

В первое десятилетие после первого фотометрического обнаружения

двух населений в ШС все усилия были направлены на подтверждение и детальное изучение этого явления, а также доказательства, что все ШС, по крайней мере, те, масса которых превышает некоторое предельное значение, обладают не менее чем 2-мя населениями. Второе поколение звезд возникает только в случае, если начальная масса скопления превышает пороговое значение, при котором выбросы первого поколения начинают удерживаться в скоплении. До последнего времени ни одного случая ШС с одним населением не было обнаружено. Первым примером скопления с таким населением является ШС Ruprecht 106. Краткое сообщение об этом открытии было сделано на заседании Американского Астрономического общества и на генеральной Ассамблее МАС в 2012г. Вывод был сделан на основе исследования спектров большого количества звезд скопления, из которого следовало отсутствие усиления α -элементов, характерного для ШС, и значительно более низкое содержание C+N+O [118].

Почти одновременно с этим открытием появляется работа [119], в которой рассмотрены условия образования скоплений с "простым звездным населением" и признаки, по которым такие скопления можно диагностировать. В зависимости от первичной массы эти скопления могут быть двух типов: один тип скопления содержит звезды только первого поколения, другой - преимущественно звезды первого поколения. Согласно Калои и Д'Антоне, скопления, содержащие звезды только первого поколения (FG-only clusters), первоначально малы и не способны удержать звездный ветер первого поколения, и, следовательно, образовать звезды второго поколения. Скопления преимущественно со звездами первого поколения (mainly-FG clusters) первоначально являются массивными, но не способны потерять значительную часть звезд первого поколения. Применение простых критериев классификации, основанных на морфологии ГВ, к большой базе данных CMD ШС позволило Калои и Д'Антоне показать, что 20% скоплений с $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$, по-видимому, являются системами с простым звездным населением, и только 10% скоплений, в которых может образоваться второе поколение, но они не теряют большую часть первичного населения. Более того, образование второго поколения является необходимым условием выживания скопления в их дальнейшей динамической эволюции в галактическом приливном поле.

Расщепление эволюционных последовательностей на CMD ШС объясняется различием содержания легких химических элементов в звездах различных населений. В рассеянных скоплениях никакого разброса в химическом составе звезд не наблюдается, и они пока рассматриваются как пример звездных систем с простым звездным населением. Одна из возможных причин этих различий заключается в том, что ШС имели достаточно большую начальную массу, чтобы удержать первичный газ и выбросы части звезд первого поколения и образовать звезды второго поколения отличающегося состава, начальную

массу, которая превышала массу рассеянных скоплений. Рассеянное скопление NGC 6791 уникальный объект, одно из самых массивных и старых рассеянных скоплений Галактики. Это обстоятельство и дало основание для исследования химического состава звезд скопления [120]. Анализ содержания химических элементов Fe, Na и O дал неожиданный результат. Содержание железа оказалось соответствующим ранее существующим определениям, а его распределение по скоплению однородным. Это скопление оказалось первым рассеянным скоплением, которое имеет внутренний разброс содержаний элементов Na и O, превосходящий ошибку определения, при этом разброс в содержании Na при явном двухмодальном его распределении в несколько раз превосходил разброс в содержании O. Разброс в содержании этих элементов не может быть объяснен эффектами перемешивания, следовательно, скопление содержит несколько звездных населений. Это также первое звездное скопление любого типа, которое на диаграмме $[Na/Fe]$ vs. $[O/Fe]$ показывает наличие двух хорошо разделенных населений, одно химически однородное население состоит из звезд бедных Na, а второе, богатое Na, имеет внутренний его разброс, соответствующий анти-корреляции Na - O, которая наблюдается только в ШС. Итак, скопление NGC 6791 не соответствует традиционному определению ни рассеянного, ни шарового скопления и остается не решенным вопрос, как такой сложный и сильно химически обогащенный объект мог образоваться.

Итак, обнаружение множественных поколений звезд открыло новую эру в исследовании ШС. И хотя наблюдательная картина остается еще сложной и не полностью ясной, впервые был найден ключ к решению ряда проблем ШС, в частности аномалии содержания химических элементов и частично проблемы "второго параметра".

Главная (Пулковская) Астрономическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: ger@gao.spb.ru

REVIEWS

OBSERVATIONAL EVIDENCES OF MULTIPLE POPULATIONS IN GLOBULAR CLUSTERS

A.N.GERASHCHENKO

An increasing number of photometric and spectroscopic observations over the last decade have shown the existence of distinct sub-populations in many Galactic globular clusters and seriously challenged the paradigm of globular clusters hosting single, simple stellar populations. These multiple populations manifest themselves photometrical in a split of different evolutionary sequences in the cluster color-

magnitude diagrams and in star-to-star abundance variations. This review presents photometric evidences of multiple populations in Globular Clusters and summarizes some empirical findings the properties of these sub-populations.

Key words: *stellar systems:globular clusters:colour - magnitude diagrams*

ЛИТЕРАТУРА

1. G.Piotto, in: Dynamical Evolution of Dense Stellar Systems. Proc IAU Symp № 246, 2007, eds. E.Vesperini, M.Giersz, A.Sills, 141, 2008.
2. H.B.Richer, A.Dotter, J.Hurley et al., Astron. J., 135, 2141, 2008.
3. V.V.Smith, Publ. Astron. Soc. Pasif., 99, 67, 1987.
4. R.Kraft, Publ. Astron. Soc. Pacif., 106, 553, 1994.
5. A.V.Sweigart, J.G.Mengel, Astrophys. J., 229, 624, 1979.
6. R.G.Gratton, C.Snedden, E.Carretta, An. Rev. Astron. Astrophys., 42, 385 2004.
7. E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al., Astron. Astrophys., 508, 695, 2009.
8. П.А.Денисенков, С.Н.Денисенкова, Астрон. Цирк., N1538, 11, 1989.
9. П.А.Денисенков, С.Н.Денисенкова, Письма в Астрон. ж., 16, 642, 1990
10. G.E.Langer, R.Hoffman, C.Snedden, Publ. Astron. Soc. Pacif., 105, 301, 1993.
11. F.D'Antona, V.Caloi, Astrophys. J., 611, 871, 2004.
12. E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al., Astron. Astrophys., 516, 55, 2010.
13. E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al., Astron. Astrophys., 505, 117, 2009.
14. T.Decressin, G.Meynet, C.Charbonnel, Astron. Astrophys., 464, 1029, 2007.
15. P.Ventura, F.D'Antona, I.Mazzitelli, R.Gratton, Astrophys. J., 550, L65, 2001.
16. F.D'Antona, V.Caloi, J.R.Montalbán et al., Astron. Astrophys., 395, 69, 2002.
17. F.D'Antona, P.Ventura, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 379, 1431, 2007.
18. F.D'Antona, V.Caloi, Astrophys. J., 611, 871, 2004.
19. L.R.Bedin, G.Piotto, J.Anderson et al., Astrophys. J., 605, L125, 2004.
20. J.Anderson, Ph.D.Thesis, Univ. of California, Berkeley, 1998.
21. A.Sollima, F.R.Ferraro, M.Bellazzini et al., Astropys. J., 654, 915, 2007.
22. A.Bellini, G.Piotto, L.R.Bedin et al., Astron. Astrophys., 507, 1393, 2009.
23. E.Panchino, F.R.Ferraro, M.Bellazzini et al., Astrophys. J., 534, 83, 2000.
24. S.Villanova, G.Piotto, I.R.King et al., Astrophys. J., 663, 296, 2007.
25. A.Bellini, L.R.Bedin, G.Piotto et al., Astron. J., 140, 631, 2010.
26. A.Sollima, F.R.Ferraro, E.Pancino, M.Bellazzini, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 357, 265, 2005.
27. Y.-W.Lee, J.-M.Joo, Y.-J.Sohn et al., Nature, 402, 55, 1999.
28. G.Piotto, S.Villanova, L.R.Bedin et al., Astrophys. J., 621, 777, 2005.
29. J.E.Norris, Astrophys. J., 612, L25, 2004.
30. Y.-W.Lee, S.-J.Joo, S.-I.Han et al., Astrophys. J., 621, L57, 2005.
31. A.Sollima, E.Pancino, F.R.Ferraro et al., Astrophys. J., 634, 332, 2005.
32. A.P.Millone, L.R.Bedin, G.Piotto et al., Astrophys. J., 673, 241, 2008.
33. A.Renzini, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 391, 354, 2008.

34. *D.Romano, M.Tosi, M.Cignoni et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **401**, 2490, 2010.
35. *J.E.Norris, K.C.Freeman, M.Mayor, P.Seltzer*, Astrophys. J., **487**, L187, 1997.
36. *E.Pancino, A.Seleznev, F.R.Ferraro et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **345**, 683, 2003.
37. *C.D.Bailyn, A.Sarajedini, H.Cohn*, Astron. J., **103**, 1564, 1992.
38. *S.-C.Rey, Y.-W.Lee, C.H.Ree et al.*, Astron. J., **127**, 958, 2004.
39. *N.B.Suntzeff, R.P.Kraft*, Astron. J., **111**, 1913, 1996.
40. *M.Hilker, T.Richter*, Astron. Astrophys., **362**, 895, 2000.
41. *C.I.Johnson, C.A.Pilachowski, J.Simmerer, D.Schwenk*, Astrophys. J., **681**, 1505, 2008.
42. *C.I.Johnson, C.A.Pilachowski, R.M.Rich, J.P.Fulbright*, Astrophys. J., **698**, 2048, 2009.
43. *K.Bekki, J.E.Norris*, Astrophys. J., **637**, L109, 2006.
44. *A.D'Ercole, E.Vesperini, F.D'Antona et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **391**, 825, 2008.
45. *J.E.Norris, G.S. Da Costa*, Astrophys. J., **441**, L81, 1995.
46. *L.P.Bassino, J.C.Muzzio*, The Observatory, **115**, 256, 1995.
47. *G.S. Da Costa, T.E.Armandroff*, Astron. J., **109**, 2533, 1995.
48. *A.Saraedini, A.C.Layden*, Astron. J., **109**, 108, 1995.
49. *A.C.Layden, A.Saraedini*, Astron. J., **119**, 1760, 2000.
50. *L.Monaco, M.Bellazzini, F.R.Ferraro, E.Pancino*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **356**, 1396, 2005.
51. *M.H.Siegel, A.Dotter, S.R.Majewski et al.*, Astrophys. J., **667**, L57, 2007.
52. *J.A.Brown, G.Wallerstein, G.Gonzalez*, Astron. J., **118**, 1245, 1999.
53. *M.Bellazzini, M.Correnti, F.R.Ferraro et al.*, Astron. Astrophys., **446**, 1, 2006.
54. *T.A.Smecker-Hane, A.McWilliam*, astro-ph/0205411.
55. *L.Monaco, P.Bonifacio, F.R.Ferraro et al.*, Astron. Astrophys., **441**, 141, 2005.
56. *M.-Y.Chou, S.R.Mewski, K.Cunha et al.*, Astrophys. J., **670**, 346, 2007.
57. *G.Piotto*, The Ages of Stars, IAU Symposium No. 258, 2008, eds. E.E.Mamajek, D.R.Soderblom, R.F.G.Wyse, 233, 2009.
58. *A.Rosenberg, A.Recio-Blanco, M.Garcia-Marin*, Astrophys. J., **603**, 135, 2004.
59. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al.*, Astrophys. J., **714**, L7, 2010.
60. *M.Bellazzini, R.A.Ibata, S.C.Chapman et al.*, Astron. J., **136**, 1147, 2008.
61. *F.D'Antona, M.Bellazzini, V.Caloi et al.*, Astrophys. J., **631**, 868, 2005.
62. *G.Piotto, L.R.Bedin, J.Anderson et al.*, Astrophys. J., **661**, L53, 2007.
63. *J.-W.Lee, Y.-W.Kang, J.Lee, Y.-W.Lee*, Nature, **462**, 480, 2009.
64. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al.*, Astron. Astrophys., **450**, 523, 2006.
65. *F.D'Antona, V.Caloi*, Astrophys. J., **611**, 871, 2004.
66. *E.Carretta, R.G.Gratton, S.Lucatello et al.*, Astron. Astrophys., **433**, 597, 2005.
67. *E.Dalessandro, M.Salaris, F.R.Ferraro et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **410**, 694, 2011.
68. *M.Salaris, A.Weiss, J.W.Ferguson, D.J.Fusilier*, Astrophys. J., **645**, 1131, 2006.
69. *A.Bragaglia, E.Carretta, R.G.Gratton et al.*, Astrophys. J., **720**, L41, 2010.
70. *J.Anderson, G.Piotto, I.R.King et al.*, Astrophys. J., **697**, L62, 2009.

71. *A.P.Milone, G.Piotto, L.R.Bedin et al.*, *Astrophys. J.*, **744**, 58, 2012.
72. *M. di Criscienzo, P.Ventura, F.D'Antona et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **408**, 999, 2010.
73. *E.Carretta, R.G.Gratton, A.Bragaglia et al.*, *Astro-ph.*, 12121169, 2012.
74. *W.E.Harris*, *Astron. J.*, **112**, 1487, 1996 (версия 2010).
75. *M. di Criscienzo, F.D'Antona, A.P.Milone et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **414**, 3381, 2011.
76. *T.E.Armandroff, R.Zinn*, *Astron. J.*, **96**, 92, 1988.
77. *R.M.Rich, D.Minniti, J.Liebert*, *Astrophys. J.*, **406**, 489, 1993.
78. *R.M.Rich, C.Sosin, S.G.Djorgovski et al.*, *Astrophys. J.*, **484**, L25, 1997.
79. *T.M.Brown, A.V.Sweigart, T.Lanz et al.*, *Astrophys. J.*, **718**, 1332, 2010.
80. *G.Raimondo, V.Castellani, S.Cassisi et al.*, *Astrophys. J.*, **569**, 975, 2002.
81. *G.Busso, S.Cassisi, G.Piotto et al.*, *Astron. Astrophys.*, **474**, 105, 2007.
82. *V.Caloi, F.D'Antona*, *Astron. Astrophys.*, **463**, 949, 2007.
83. *A.Moretti, G.Piotto, C.Arcidiacono et al.*, *Astron. Astrophys.*, **493**, 539, 2009.
84. *M. Di Criscienzo, F.D'Antona, P.Ventura*, *Astron. Astrophys.*, **511**, 70, 2010.
85. *A.P.Milone, A.F.Marino, G.Piotto et al.*, *Astrophys. J.*, **745**, 27, 2012.
86. *R.A.Bell, R.J.Dickens, B.Gustafsson*, *Astrophys. J.*, **229**, 604, 1979.
87. *M.M.Briley, R.A.Bell, S.Hoban, R.J.Dickens*, *Astrophys. J.*, **359**, 307, 1990.
88. *L.Pasquini, P.Bonifacio, S.Randich et al.*, *Astron. Astrophys.*, **426**, 651, 2004.
89. *R.G.Gratton, P.Bonifacio, A.Bragaglia et al.*, *Astron. Astrophys.*, **369**, 87, 2001.
90. *E.Carretta, R.G.Gratton, S.Lucatello et al.*, *Astron. Astrophys.*, **433**, 597, 2005.
91. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al.*, *Astron. Astrophys.*, **505**, 117, 2009.
92. *K.Lind, F.Primas, C.Charbonnel et al.*, *Astron. Astrophys.*, **503**, 545, 2009.
93. *K.Lind, C.Charbonnel, T.Decressin et al.*, *Astron. Astrophys.*, **527**, L148, 2011.
94. *E.P.Rubenstein, C.D.Bailyn*, *Astrophys. J.*, **474**, 701, 1997.
95. *A.P.Milone, G.Piotto, I.R.King et al.*, *Astrophys. J.*, **709**, 1183, 2010.
96. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al.*, *Astron. Astrophys.*, **464**, 927, 2007.
97. *V.Kravtsov, G.Alcaino, G.Marconi, F.Alvarado*, *Astron. Astrophys.*, **527**, L9, 2011.
98. *D.Yong, F.Grundahl, J.A.Johnson, M.Asplund*, *Astrophys. J.*, **684**, 1159, 2008.
99. *F.Grundahl, M.Briley, P.E.Nissen, S.Feltzing*, *Astron. Astrophys.*, **385**, L14, 2002.
100. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Gratton et al.*, *Astrophys. J.*, **750**, L14, 2012.
101. *A.P.Milone, G.Piotto, L.R.Bedin et al.*, *Mem. Soc. Astron. It. Supple*, **19**, 173, 2012.
102. *P.Richter, M.Hilker, T.Richtler*, *Astron. Astrophys.*, **350**, 476, 1999.
103. *E.Carretta, R.G.Gratton, S.Lucatello et al.*, *Astrophys. J.*, **722**, L1, 2010.
104. *S.-I.Han, Y.-W.Lee, S.-J.Joo et al.*, *Astrophys. J.*, **707**, L190, 2009.
105. *E.Carretta, S.Lucatello, R.G.Gratton et al.*, *Astron. Astrophys.*, **533**, 69, 2011.
106. *A.F.Marino, A.P.Milone, G.Piotto et al.*, *Astron. Astrophys.*, **505**, 1099, 2009.
107. *A.F.Marino, C.Sneden, R.P.Kraft et al.*, *Astron. Astrophys.*, **532**, 8, 2011.
108. *S.Cassisi, M.Salaris, A.Pierrinfernì et al.*, *Astrophys. J.*, **672**, L115, 2008.
109. *P.Ventura, V.Caloi, F.D'Antona et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **399**, 934, 2009.
110. *A.Alves-Brito, D.Yong, J.Meléndez et al.*, *Astron. Astrophys.*, **540**, A3, 2011.
111. *D.Yong, F.Grundahl, F.D'Antona et al.*, *Astrophys. J.*, **695**, L62, 2009.

112. *S.Villanova, D.Geisler, G.Piotto et al.*, *Astrophys. J.*, **722**, L18, 2010.
113. *E.Carretta, A.Bragaglia, R.G.Granton et al.*, *Astron. Astrophys.*, **535**, A121, 2011.
114. *G.Piotto, A.P.Milone, J.Anderson et al.*, *Astrophys. J.*, **760**, 39, 2012.
115. *A.F.Marino, S.Villanova, G.Piotto et al.*, *Astron. Astrophys.*, **490**, 625, 2008.
116. *L.Sbordone, M.Salaris, A.Weiss, S.Cassisi*, *Astron. Astrophys.*, **534**, A9, 2011.
117. *A.P.Milone, L.R.Bedin, G.Piotto, J.Anderson*, *Astron. Astrophys.*, **497**, 755, 2009.
118. *D.Geisler, S.Villanova*, *AAS Meeting*, **220**, №102202, 2012.
119. *V.Caloi, F.D'Antona*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **417**, 228, 2011.
120. *D.Geisler, S.Villanova, G.Carraro et al.*, *Astrophys. J.*, **756**, L40, 2012.