

ОБЗОРЫ

Be ЗВЕЗДЫ В РАССЕЯННЫХ ЗВЕЗДНЫХ СКОПЛЕНИЯХ

А.Е.ТАРАСОВ

Поступила 6 ноября 2016

Принята к печати 7 марта 2017

В работе кратко изложено современное состояние проблемы аномального увеличения относительного содержания Be звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях. Показано, что относительное содержание Be звезд увеличивается с увеличением возраста скоплений, достигая максимальных значений для звезд спектрального класса B0-B3 при возрасте скоплений 12-20 млн. лет. При этом, в нескольких, богатых на B звезды скоплениях эта величина превосходит 40%. Показано, что в молодых скоплениях, с возрастом менее 9 млн. лет, Be звезды очень редки, либо вовсе не наблюдаются. Моделирование эволюции вращающихся массивных звезд указывает на возможность появления Be феномена в конце жизни B звезды на Главной последовательности вследствие увеличения величины отношения скорости вращения звезды к величине критической скорости, но не может объяснить присутствие более 40% Be звезд в некоторых молодых рассеянных звездных скоплениях. Большое внимание в обзоре уделено массивным двойным системам, находящимся на разных этапах эволюции двойной системы. Обращается внимание на перенос углового момента при обмене массой в системах с различными периодами, как альтернативу эволюции углового момента одиночных звезд. Представлены примеры двойных систем различных типов, которые встречаются либо могут встречаться в рассеянных звездных скоплениях.

Ключевые слова: рассеянные звездные скопления; Be звезды; двойные звезды; эволюция звезд

1. *Введение.* Исторически сложилось так, что Be звезды благодаря своей необычной, и часто драматической спектральной переменности, являются известными объектами, изучению которых посвящено огромное количество публикаций. Впервые эмиссионные линии в бальмеровской серии водорода в спектре B звезд были обнаружены 150 лет назад [1] у γ Cas и β Lyr при помощи визуального спектроскопа. Число обнаруженных новых объектов с эмиссией в бальмеровских линиях быстро росло так, что к классу Be звезд стали относить практически все B звезды, показывающие комбинацию фотосферных линий, характерных для B звезд, и эмиссионных линий H β [2].

Вскоре стало понятно, что к Be звездам относят слишком разнообразные группы объектов. Поэтому Струве [3] исключил из списков обширную группу сверхгигантов с выраженными профилями типа P Cyg и двойные

массивные системы, находящиеся в фазе активного обмена массой, такие как β Лут. Оставшиеся звезды он отнес к быстровращающимся объектам, с истечением (декрецией) вещества из экваториальных областей звезды. С прогрессом в понимании эволюции звезд, из списка "классических" был исключен ряд других типов объектов, таких как: Ве звезды Хербига (молодые звезды до Главной последовательности с аккреционными газопылевыми дисками), горячие Алполи (двойные системы, находящиеся непосредственно после первого активного обмена массой), [Ве] звезды (проэволюционировавшие сверхгиганты с запрещенными линиями в спектре) и ряд других групп объектов.

Окончательно оформленное определение "классические Ве звезды" было предложено в [4] как: "В звезда, не сверхгигант, чей спектр имеет, или когда-либо имел одну или более бальмеровских линий в эмиссии". Данное определение все еще остается весьма расплывчатым. Поэтому, в зависимости от глубины исследования, либо качества спектрального материала, многие классические Ве звезды оказываются более сложными объектами, чем это предполагалось ранее, либо, наоборот, массовая классификация слабых объектов приводит к автоматическому зачислению объектов с эмиссионными линиями H β к классу Ве. Необходимо помнить, что за редким исключением, каждый исследователь под термином классические Ве звезды имеет в виду свой, часто не до конца определенный, набор физических свойств того или иного объекта.

С развитием современных методов исследования звезд вместе с прогрессом физики звездных атмосфер и теории эволюции вращающихся звезд, накопленные знания по физическим характеристикам оболочек, фотосфер и внутреннего строения Ве звезд лавинообразно нарастают, и описание полной картины Ве феномена становится все более проблематичным. Один из последних обзоров проблемы физики Ве звезд представлен в [5].

2. Состояние проблемы. Важнейшей особенностью рассеянных звездных скоплений при изучении эволюции В и Ве звезд, безусловно, является достаточно легко и точно определяемый возраст группы звезд, сформировавшихся из одного молекулярного облака или его части. А анализ положения объекта на диаграмме температура - светимость или ее аналогах, позволяет исследовать особенности эволюции звезд и влияние дополнительных факторов, таких, например, как вращение, на выбор параметров эволюционных моделей звезд и многое другое.

Авторы [6] были одними из первых, кто выполнил массовое исследование В и Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях, и сделали вывод, что звезды с высоким угловым моментом становятся Ве звездами в конце их эволюции на Главной последовательности. Похожий результат был получен в [7], где автор отметил, что Ве звезды занимают всю область Главной

последовательности, но при этом наблюдается максимум доли Be звезд в скоплениях, с точкой поворота в области спектральных классов B1-B2, а с увеличением возраста их содержание уменьшается. В последующих работах [8,9] явной зависимости относительного количества Be звезд от возраста скопления не выявлено.

Позднее в [10] было показано, что Be феномен - это все же этап эволюции, который наблюдается у B звезд во второй половине их жизни на Главной последовательности. Используя данные фотометрических и спектральных наблюдений Be звезд в рассеянных скоплениях, авторы пришли к заключению, что в скоплениях с возрастом менее 10 млн. лет присутствуют эмиссионные объекты, но это в основном Ae/Be звезды Хербига или другие объекты до Главной последовательности. Тогда как классические Be звезды появляются в скоплениях с возрастом 10 млн лет, и максимальное количество данных объектов наблюдается в скоплениях, чей возраст составляет 13-25 млн лет.

Обширное фотометрическое исследование B и Be звезд в большой выборке рассеянных звездных скоплений различного возраста было выполнено в [11]. Построенный авторами график зависимости относительного содержания Be звезд в зависимости от возраста скоплений явной зависимости не показал, хотя большее число Be звезд содержится в скоплениях с возрастом 25-100 млн лет. Согласно [12], наибольшее число Be звезд содержится в скоплениях с возрастом 10-40 млн лет. Авторы отмечают, что максимальная доля B звезд с эмиссией в спектрах наблюдается в скоплениях с возрастом 0-10 и 20-30 млн лет. Обширное спектроскопическое исследование с умеренным разрешением для B и Be звезд было выполнено в [13,14]. По спектрам, полученным для 496 звезд в 19 скоплениях с возрастом 6-73 млн лет, основное внимание было уделено определению скоростей вращения звезд, что потребовало определения физических параметров их атмосфер (в рамках ЛТР анализа). Отдельное внимание авторами было уделено Be звездам и массивным двойным системам, попавшим в выборку. Авторы не обнаружили увеличения скорости вращения B звезд к концу их жизни на Главной последовательности, более того, значительная часть Be звезд оказалась расположена в середине Главной последовательности. В работе [15] при изучении популяции Be звезд исследовались объекты спектральных классов B0-B3 и отдельно B4-B5. Было найдено, что увеличение доли Be звезд спектральных классов B0-B3 наблюдается в скоплениях Магеллановых Облаков с возрастом 10-25 млн лет.

Как видно, имеющихся данных пока недостаточно и они дают размытую и во многом противоречивую картину населенности рассеянных скоплений различного возраста Be звездами разных спектральных классов. До конца не ясен и вопрос времени возникновения Be феномена в процессе жизни B звезды на Главной последовательности. Из-за малого количества хорошо

изученных скоплений, в большинстве работ при изучении Ве феномена, анализировались Ве звезды всех спектральных классов. Но, как известно, объекты более позднего спектрального класса (позднее В3) часто демонстрируют слабую эмиссию в линиях. Учитывая тот факт, что во многих работах эмиссия изучалась по данным узкополосной фотометрии в линии H α или спектроскопии низкого разрешения, есть большая вероятность того, что не все поздние Ве звезды идентифицированы.

Таким образом, спектральных данных и, что важно, однородного изучения зависимости популяции Ве звезд от возраста скоплений очень мало, и вопрос о природе Ве феномена на данный момент остается нерешенным [16-18]. Поэтому задача изучения Ве звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях по спектрам высокого и умеренного разрешения остается актуальной.

3. Ве звезды в избранных молодых скоплениях. В течение ряда лет в Крымской астрофизической обсерватории РАН, на 2.6-м телескопе систематически проводятся спектральные наблюдения звезд ранних спектральных типов в ряде рассеянных звездных скоплений Галактики. Необходимость в данных наблюдениях, прежде всего, связана с получением однородных спектроскопических данных с умеренным разрешением. Для подавляющего количества исследуемых объектов в различные ночи было получено несколько спектров, что позволило выявить вариации лучевых скоростей, связанных со спектральной двойственностью. В большинстве ранее выполнявшихся исследований использовались либо спектры низкого разрешения, либо наблюдения выполнялись для небольшой части интересующих нас объектов. Практически во всех ранее выполненных спектральных исследованиях учитывались все Ве звезды, независимо от их спектрального типа. Ограничение по светимости, как правило, определялось проникающей силой используемой аппаратуры. При выборе списка рассеянных звездных скоплений для исследования, мы остановились на относительно молодых скоплениях с возрастом 3-40 млн лет с достаточным содержанием звезд спектральных классов В0-В3. Предметом исследования были следующие скопления: NGC 457, NGC 659, NGC 869, NGC 884, NGC 6871, NGC 6913, NGC 7419 и Berkley 86. С целью получения выборки, по возможности, полной и одинаковой для В и Ве звезд и определения зависимости от возраста, при исследовании популяции Ве звезд в молодых рассеянных скоплениях мы ограничились изучением только объектов ранних спектральных классов В0-В3. Выбор скоплений, соответственно, также был ограничен возрастом до 40 млн лет, несмотря на то, что в относительно более старых скоплениях присутствует большое число Ве звезд (например, в Плеядах или α Per, возраст которых заметно больше 50 млн лет), но, как правило, это звезды более позднего спектрального класса (позднее В3). Нами исследовано

не менее 60% Be звезд в скоплениях NGC 869, NGC 884, NGC 6913, NGC 7419 и получены спектры всех Be звезд в скоплениях NGC 457, NGC 659, NGC 6871 и Berkley 86.

Для того, чтобы иметь представление о популяции B и Be звезд в рассеянных скоплениях, остановимся кратко на некоторых из них. Подробное описание свойств отдельных скоплений и характеристик B и Be звезд, в изученных нами скоплениях детально описано в работах [19-23].

3.1. *Двойное рассеянное скопление h/χ Per.* Двойное скопление h/χ Per (NGC 869 и NGC 884) является одним из наиболее населенных рассеянных звездных скоплений Галактики [24]. Скопление расположено в рукаве Персея и расстояние до него составляет 2.3 кпк [25]. В настоящее время для этого скопления выполнен ряд глубоких фотометрических и спектральных исследований [26,27]. Двойное скопление содержит исключительно высокую

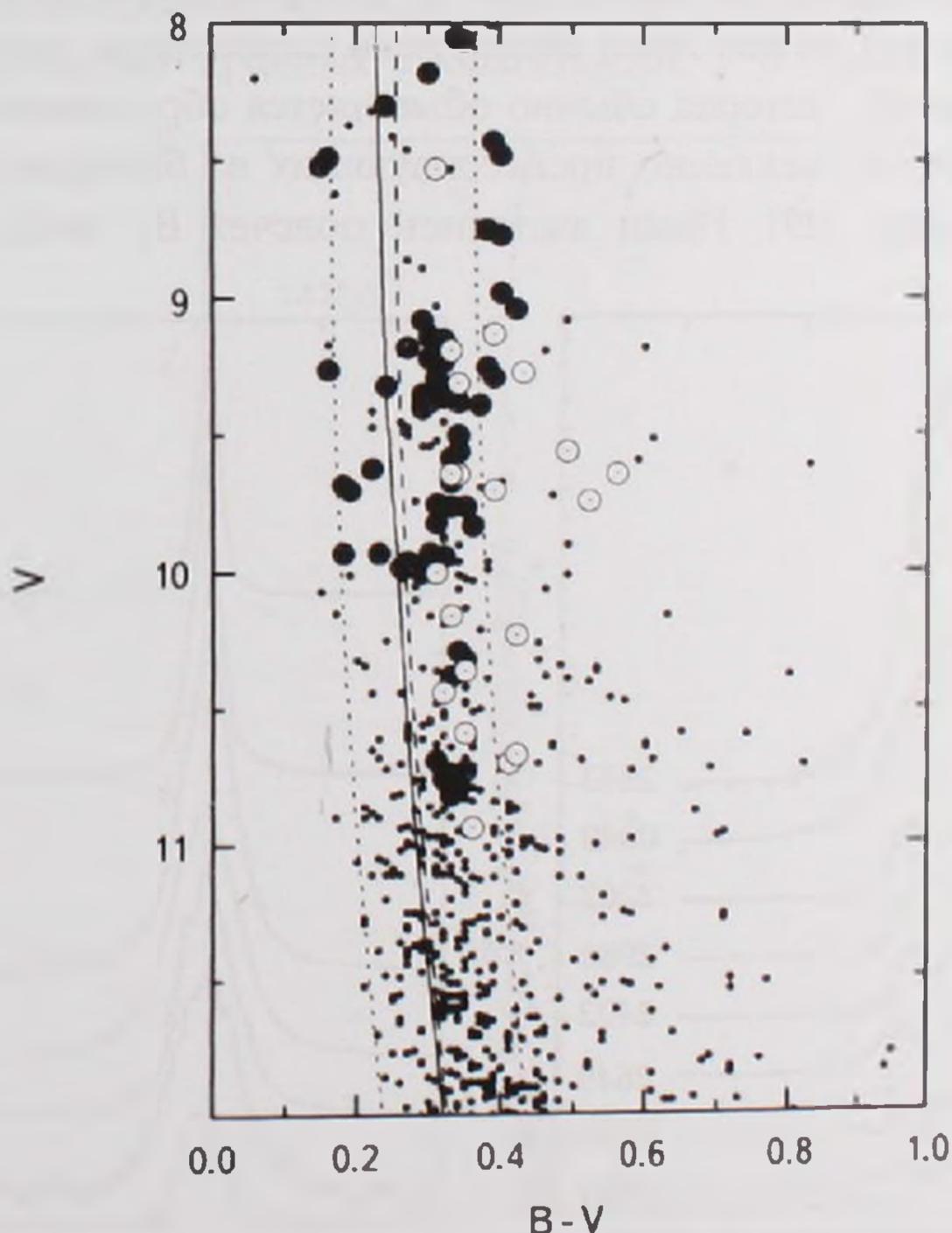


Рис.1. Диаграмма $(B - U) - V$ для двойного рассеянного звездного скопления h/χ Per. Темными кружками отмечены B звезды, для которых были получены спектры в области $H\alpha$; светлые кружки соответствуют Be звездам, для которых были получены спектры в области $H\alpha$; точками отмечены звезды, для которых спектральные наблюдения не проводились. Сплошная линия - линия нулевого возраста (ZAMS); пунктирные линии - изохрона для $\log t = 7.1$ с учетом различных величин межзвездного покраснения A_V 4.5, 5.4 и 6.5, соответственно (первая и последняя показана более тонкими пунктировыми линиями).

плотность проэволюционировавших красных гигантов, гигантов и сверхгигантов спектрального класса В, нормальных В карликов и тысячи звезд солнечных масс, большая часть которых еще не вышла на Главную последовательность. В каждом из скоплений обнаружено около 20 нормальных карликов или гигантов с эмиссией в бальмеровских линиях [10,26], что составляет по разным оценкам от 25 до 50% от общего количества В звезд [10].

Нами выполнена обширная программа спектральных исследований Ве звезд по спектрам высокого и умеренного разрешения [19]. На рис.1 представлена диаграмма $(B - V) - V$ для звезд скопления, построенная по фотометрическим наблюдениям [28], где различными символами отмечены исследованные нами спектры В и Ве звезд, линия нулевого возраста и изохрона с возрастом $\log t = 7.1$ для различных оценок покраснения $E(B - V)$. Исследованы спектры более 60% В и Ве звезд спектральных классов В0-В3. На рис.2 представлены некоторые типичные профили линии $H\alpha$ у ряда Ве звезд этого двойного скопления. У некоторых из них нами обнаружена характерная долговременная переменность профилей, которая обычно объясняется образованием областей повышенной плотности, медленно прецессирующих в быстровращающемся диске вокруг В звезды [29]. Нами выполнен подсчет Ве звезд в двойном

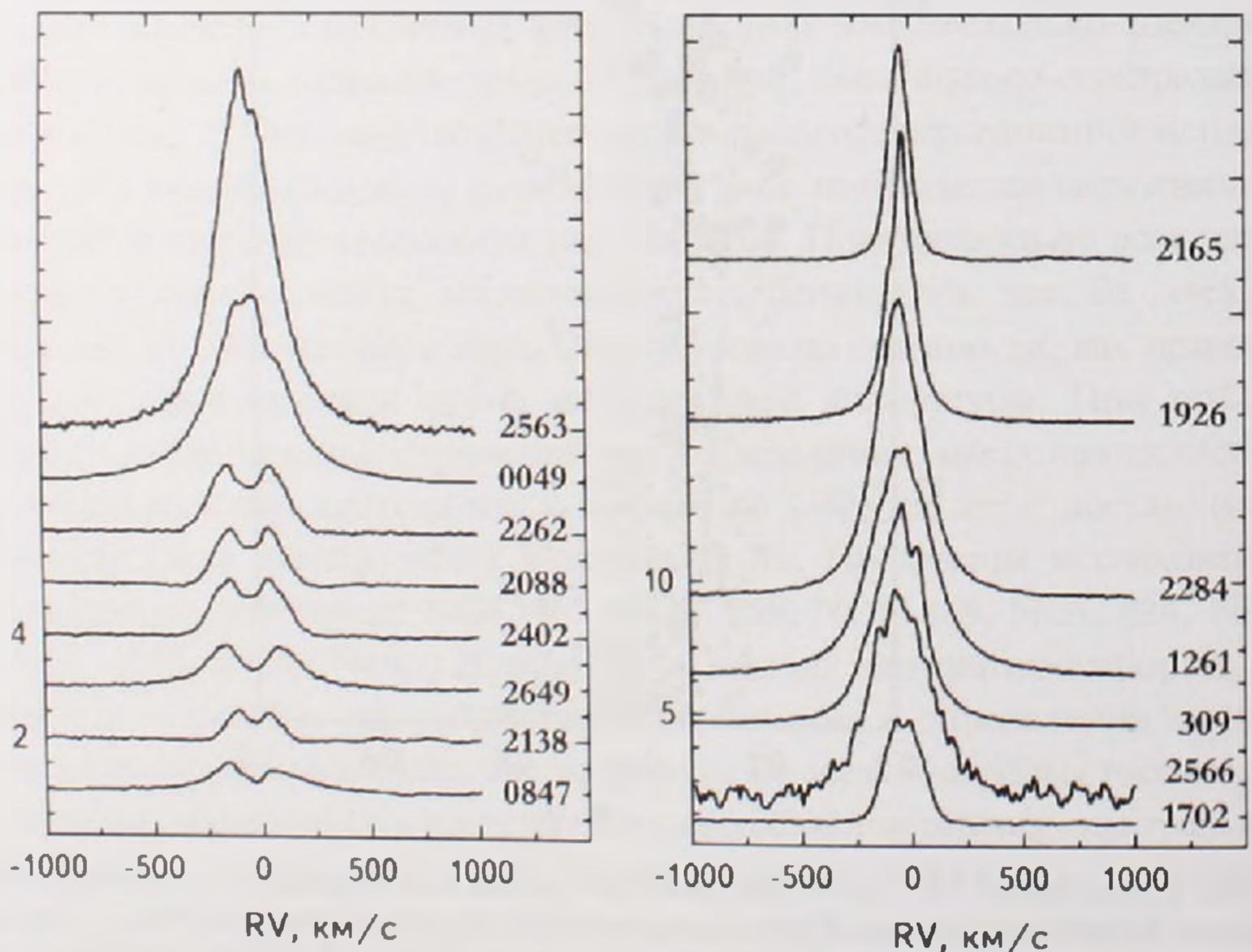


Рис.2. Избранные профили линии $H\alpha$ у Ве звезд скопления η/χ Per. Интенсивность спектральных линий I соответствует нормированным к континууму спектрам. Номера звезд справа от каждого профиля указаны по каталогу [24].

скоплении h/χ Per [23] и получено, что в процентном отношении каждое из скоплений имеет приблизительно одинаковое количество Be звезд: 43% (NGC 869) и 46% (NGC 884). Данные величины относительного содержания Be звезд среди нормальных карликов и гигантов спектральных классов B0-B3 являются одними из самых высоких среди изученных скоплений. Поскольку возраст скоплений уверенно определен нами и близок к $t = 14 \pm 1$ млн. лет, полученным по более обширным фотометрическим наблюдениям в [27], то можно утверждать, что именно в близком к данному возрасту скоплении должно наблюдаться максимальное количество Be звезд спектральных классов B0-B3.

3.2. *Рассеянное звездное скопление NGC 7419.* Данное рассеянное звездное скопление также имеет аномально большое относительное содержание Be звезд ранних спектральных классов. На данный момент в скоплении обнаружено 35 Be звезд, что составляет 43% от общего количества B звезд ранних спектральных классов [21,23]. Кроме того, скопление содержит аномально большое количество красных сверхгигантов - 5, один голубой гигант и

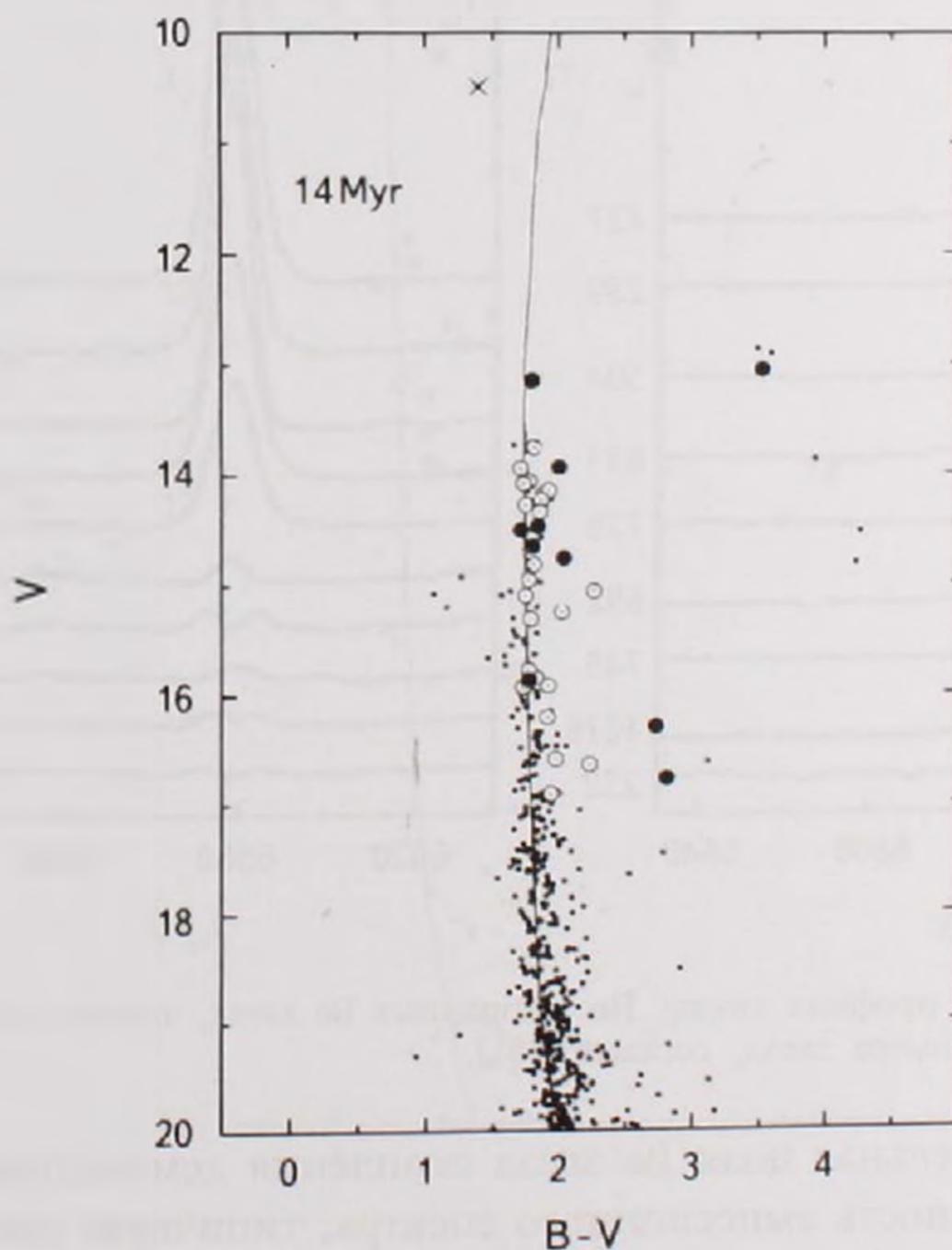


Рис.3. Диаграмма $(B - V) - V$ для скопления NGC 7419. Светлыми кружками обозначены исследованные нами Be звезды, темные кружки - исследованные нами B звезды, крестик - звезда не член скопления. Изохрона проведена для возраста 14 млн лет, с учетом покраснения $E(B - V) = 2.02$ и модулем расстояния $DM = 17.28$.

углеродную звезду [30,31]. Скопление расположено в рукаве Персея на расстоянии 4.0 ± 0.4 кпк и имеет заметное межзвездное покраснение $E(B - V) = 1^m.71$ [32,33]. Последние авторы оценивают возраст скопления $t = 14 \pm 2$ млн лет, что очень близко, в пределах ошибок определения, возрасту скопления h/χ Per.

На рис.3 представлена диаграмма $(B - V) - V$, построенная по фотометрическим оценкам блеска звезд [31]. На рисунке различными символами отмечены В и Ве звезды, исследованные нами по спектрам умеренного разрешения [21]. Из рисунка видно, что изохрона с возрастом $t = 14$ млн. лет лучше всего представляет возраст скопления NGC 7419. Нами исследованы спектры около 70% популяции Ве звезд скопления. На рис.4 представлены полученные профили Ве звезд, и как видно из рисунка, интенсивность эмиссионных линий имеет существенные вариации от звезды к звезде. Анализ собственных спектральных наблюдений и наблюдений, взятых из литературных источников,

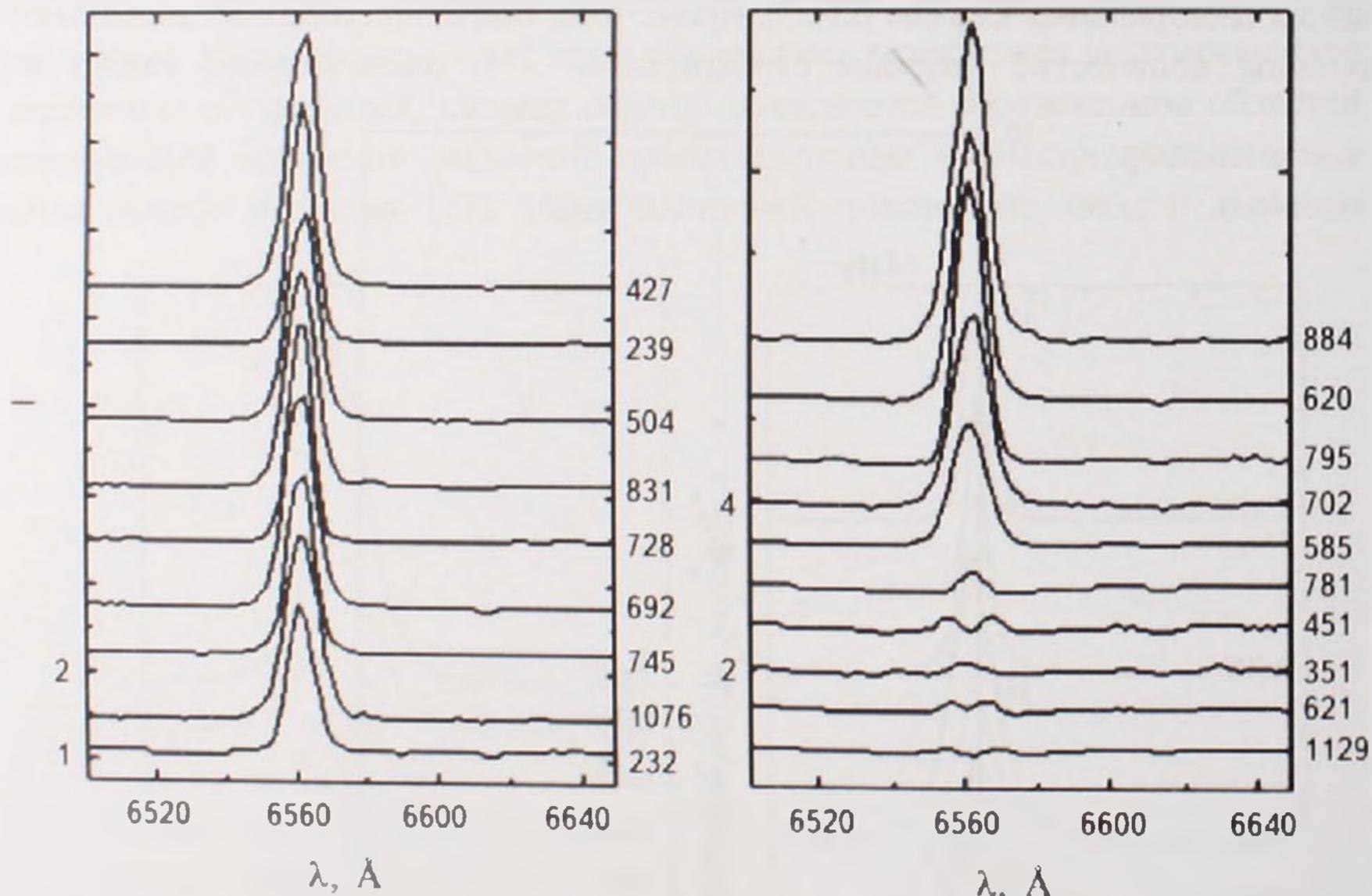


Рис.4. Эмиссионные профили линии H α избранных Ве звезд, членов скопления NGC 7419. Справа указаны номера звезд, согласно [31].

показал, что значительная доля Ве звезд скопления демонстрирует долговременную переменность эмиссионного спектра, типичную для Ве звезд и связанную с появлением и исчезновением диска вокруг В звезд [33].

NGC 7419 имеет очень близкие, по многим характеристикам, свойства с двойным рассеянным звездным скоплением h/χ Per: идентичный возраст, высокую плотность горячих звезд и сопоставимое, по относительному

содержанию, количество Be звезд 43% для NGC 7419 и 43% и 47% для η и χ Per [23].

3.3. *Рассеянное звездное скопление NGC 659.* Рассеянное звездное скопление NGC 659 идентифицировано еще в 1783г., однако до сих пор оно слабо изучено. В скоплении порядка 1600 звезд, из них около 40 ярких звезд. Для скопления был выполнен ряд фотометрических исследований в различных цветовых системах, в том числе и UVV CCD фотометрия [34]. По фотометрическим данным этой работы нами построена диаграмма $(B - I) - I$, которая приведена на рис.5. На рисунке также приведена изохрона для возраста $t = 12$ млн лет с учетом межзвездного покраснения $E(B - I) = 0^m.5$ и модуля расстояния $DM = 12^m.2$. В настоящее время в скоплении обнаружено только 5 Be звезд [35,36].

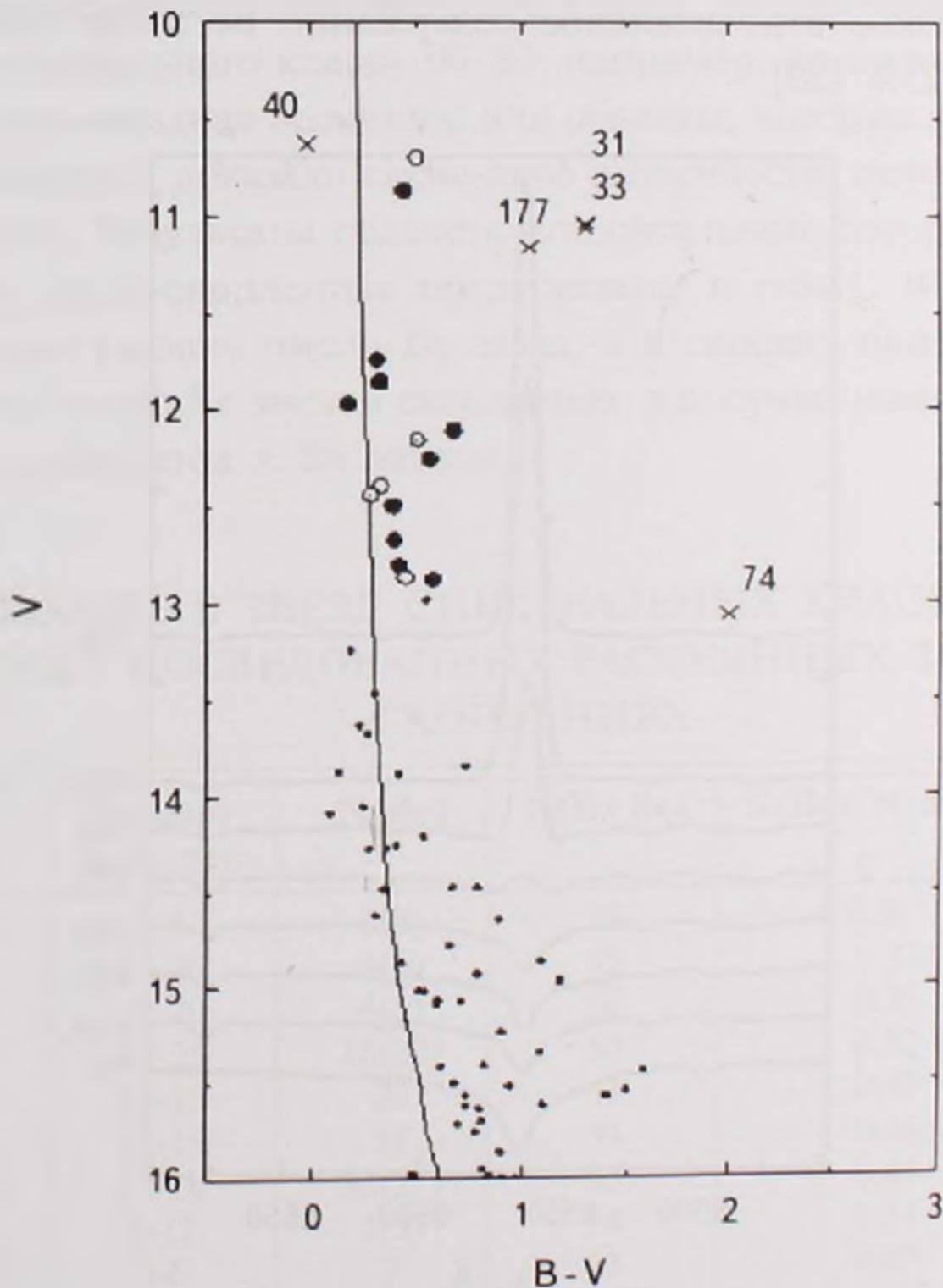


Рис.5. Диаграмма $(B - I) - I$ для скопления NGC 659. Темными кружками обозначены исследованные B звезды скопления, светлыми кружками - Be звезды, крестиками отмечены предполагаемые звезды фона. Сплошная линия - изохрона для возраста $\log t = 7.1$, с учетом покраснения $E(B - I) = 0.5$ и модуля расстояния $DM = 12.7$.

Нами выполнены спектроскопические исследования 21 члена скопления NGC 659 в интервале длин волн 3800-5200 Å и 5660-7930 Å. Данные наблюдений позволили исследовать линии серии Бальмера ($H\alpha$ - $H\delta$), линии HeI и ряд линий металлов. В рамках ЛТР моделей оценены основные параметры их атмосфер и скоростей вращения звезд. Анализ спектров позволил выявить также ряд звезд фона, не являющихся членами данного скопления. На рис.6 представлены спектры пяти известных Be звезд скопления и ряд В звезд в области линии $H\alpha$. Как видно из рисунка, на момент наших наблюдений эмиссия в этой линии присутствует только у четырех звезд. Соответственно, анализ профилей линий других бальмеровских линий показал эмиссионные компоненты в линиях $H\beta$ и $H\gamma$ в спектрах только трех Be звезд скопления. Таким образом, скопление NGC 659, имея сопоставимый возраст с рассеянными звездными скоплениями h/χ Per и NGC 7419, имеет заметно более низкое относительное содержание Be звезд спектральных классов B0-B3 - 25% [23].

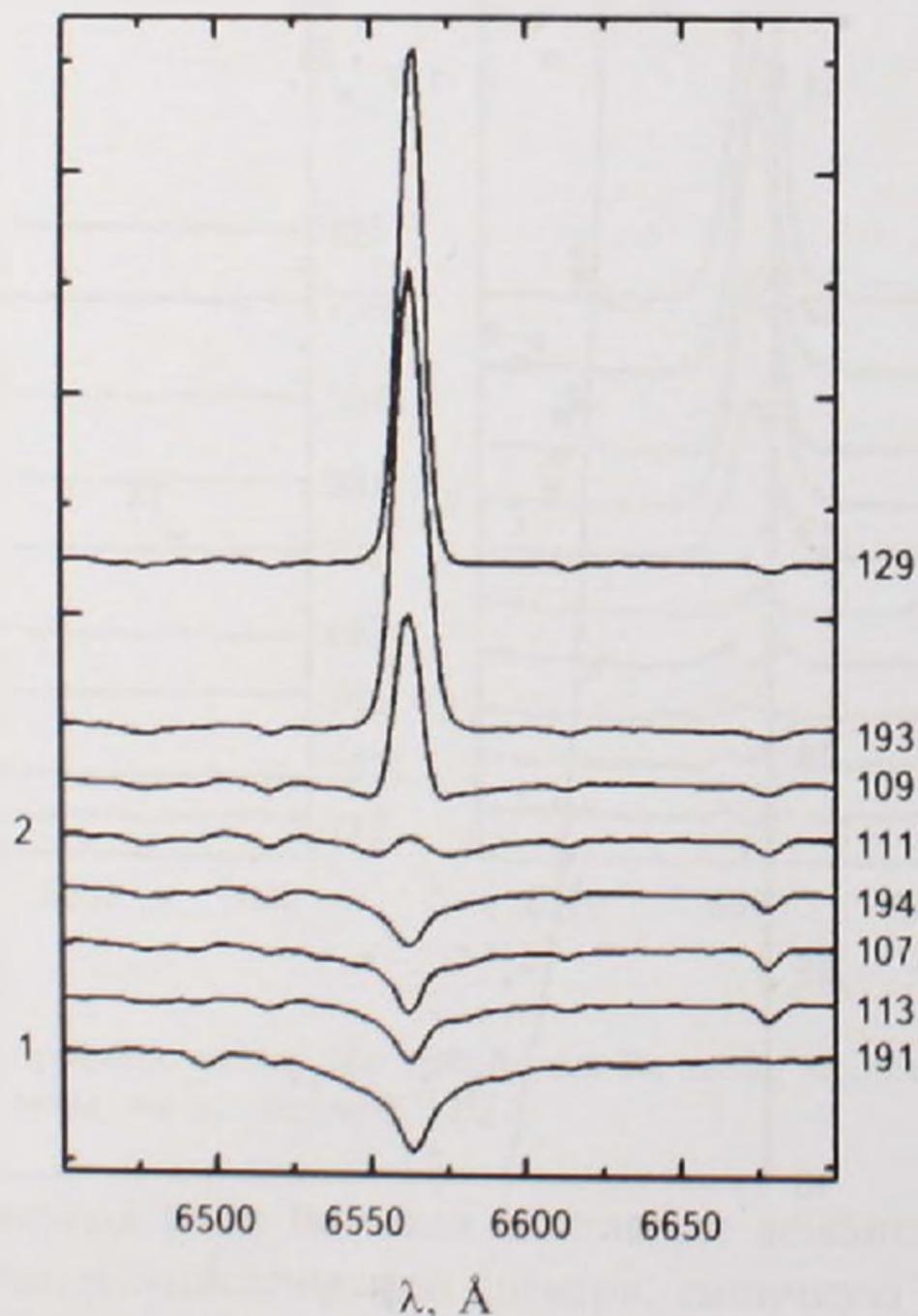


Рис.6. Профили линии $H\alpha$ и HeI 6678 Å у звезд скопления NGC 659. Справа указаны номера звезд согласно каталогу WEBDA.

4. *Зависимость доли Be звезд от возраста в молодых скоплениях.* При исследовании относительного содержания Be звезд от возраста скопления мы учитывали только звезды спектральных классов B0-B3. Однако для некоторых членов скоплений спектральная классификация отсутствует. Поэтому для всех наблюдаемых нами объектов, по спектрам в области длин волн 4050-5200 Å, выполнена оценка параметров атмосферы или спектральная классификация. Доля Be звезд в скоплениях находилась из отношения числа Be звезд к количеству всех объектов спектральных классов B0-B3 (включая Be звезды). При построении зависимости учтена также неопределенность данных об относительном количестве Be звезд и в оценках возраста скоплений. Верхняя граница оценок доли Be звезд рассчитывалась с учетом идентифицированных Be звезд спектральных классов B0-B3 и кандидатов в Be звезды этого же спектрального класса. Кандидатами считались объекты, у которых нет четко определенного спектрального класса, но есть вероятность того, что эта звезда спектрального класса B0-B3, например, по положению звезды на диаграмме цвет-звездная величина; или объекты, которые по спектроскопии низкого разрешения показали какие-либо особенности, нечетко обозначенные авторами работ. Результаты подсчета относительного содержания Be звезд в исследуемых нами скоплениях представлены в табл.1. В третьей колонке N(Be) таблицы указано число Be звезд, а в скобках приведено вероятное максимальное число Be звезд в скоплениях, т.е. сумма идентифицированных Be звезд и кандидатов в Be звезды.

Таблица 1

СОДЕРЖАНИЕ В ЗВЕЗД СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ B0-B3 В ХОРОШО ИССЛЕДОВАННЫХ РАССЕЯННЫХ ЗВЕЗДНЫХ СКОПЛЕНИЯХ

Название скопления	Возраст млн лет	N(Be)	N(B+Be)	N(Be)/N(B+Be)	Источник
Berkley 86	6-8	1(3)	15	0.067	[22]
NGC 457	11-20	4(5)	15	0.27	[22]
NGC 659	12-20	4(5)	16	0.25	[22]
NGC 663	18-25	16(20)	50	0.32	[23]
NGC 869	13-15	20	47	0.43	[19]
NGC 884	13-15	18	39	0.46	[19]
NGC 7419	12-16	35(37)	80	0.43	[21]
NGC 6871	6-12	2(3)	14	0.14	[20]
NGC 6913	3-6	3	43	0.07	[19]

Кроме отсутствия спектральной классификации возникла и проблема определения возраста скоплений, так как оценки, полученные разными

методами, часто существенно отличаются. Кроме того, присутствуют и большие расхождения в определении возраста при использовании одного и того же метода, но с различной выборкой объектов исследования. Нами сделана попытка критически оценить значения возраста скоплений. Для всех восьми скоплений построена диаграмма цвет - звездная величина с набором изохрон (построенных по расчетам эволюционных треков [37]). Изохроны строились для каждого скопления с учетом уже имеющихся определений покраснения и модуля расстояния, далее подбирались наиболее удовлетворительные параметры покраснения и модуля расстояния. Это позволило нам оценить возраст более однородным способом. Результаты полученных оценок значений возраста, количества В и Ве звезд, а также доли Ве звезд в каждом из скоплений приведены в табл.1.

На рис.7 построена зависимость относительного содержания Ве звезд в исследуемых скоплениях от возраста (темные кружки). Полученные данные имеют достаточную статистическую достоверность, так как практически все объекты спектрального класса В0-В3 исследованы на предмет принадлежности

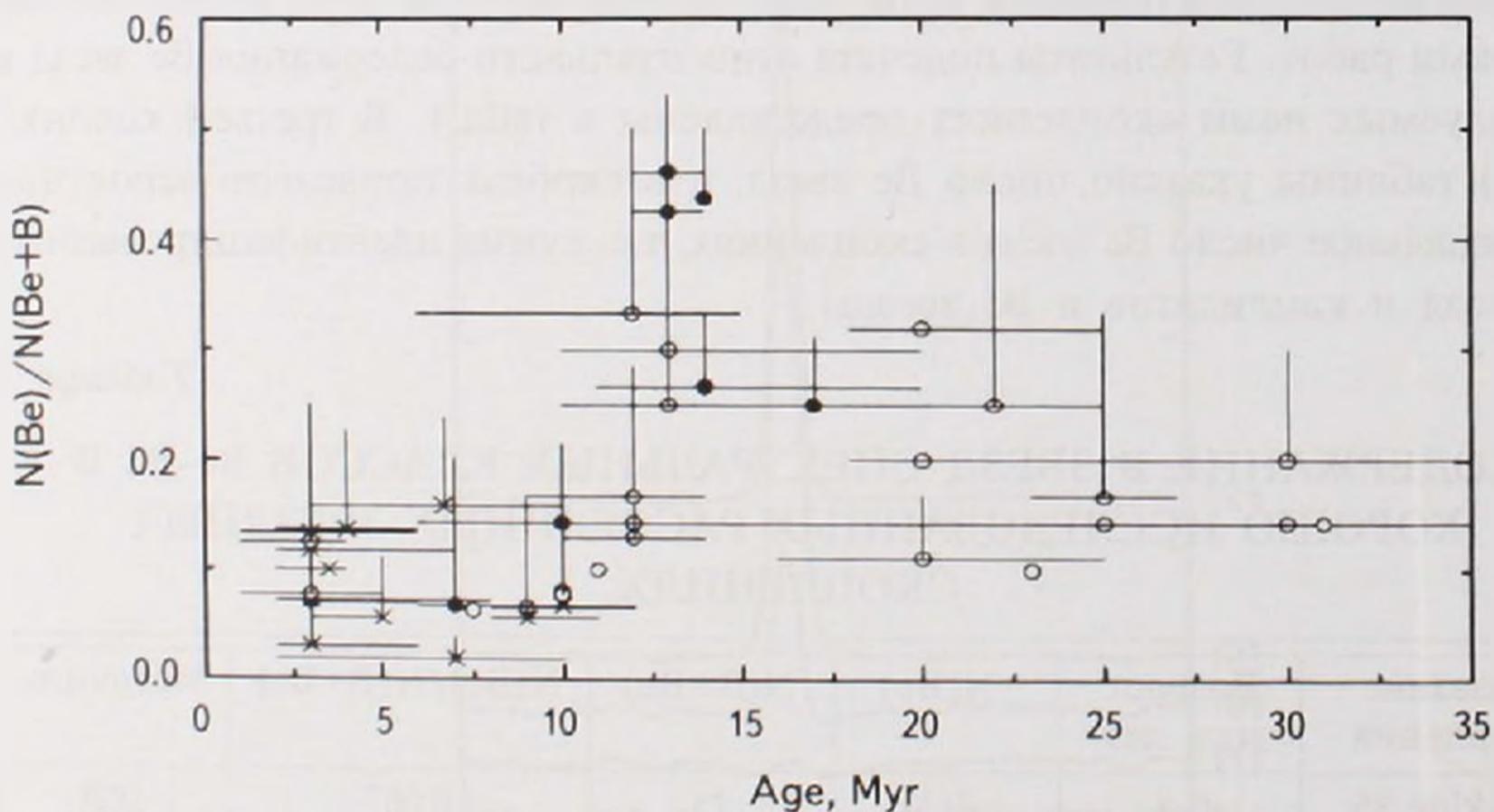


Рис.7. Зависимость относительного числа Ве звезд от возраста скопления по данным табл.1 (темные кружки), и по литературным источникам (светлые кружки).

к Ве звездам и при уточнении возраста нами использовалась одна и та же методика. Как видно из рисунка, наблюдается заметное увеличение доли Ве звезд в скоплениях с возрастом более 10 млн лет. Это указывает на то, что Ве феномен с высокой вероятностью является эволюционным эффектом.

Для увеличения статистической значимости полученного результата в [23] дополнительно исследовали более 300 рассеянных звездных скоплений из каталога WEBDA (базы данных Института астрономии Венского университета). Из них

более чем 100 скоплений содержат хотя бы одну Ве звезду. По имеющимся данным, для выбранных скоплений проанализировано наличие объектов спектральных классов В0-В3 и возраст скоплений. Ранние Ве звезды идентифицированы у более, чем 40 скоплений Галактики, включая восемь скоплений, которые и были детально изучены (см. табл.1). Такое сравнительно малое количество оставшихся скоплений (всего 34) связано с тем, что многие относительно слабые по светимости рассеянные скопления недостаточно исследованы на предмет присутствия в них Ве звезд и для большинства звезд этих скоплений спектральная классификация не выполнена. Далее анализировалось относительное количество Ве звезд таким образом, как и для скоплений, которые нами были исследованы более детально. Полученные данные (см. рис.7, светлые кружки) носят иллюстративный характер, так как результаты обзора скоплений сильно отягощены эффектами селекции, такими как: отсутствие спектральной классификации большинства объектов (как В, так и Ве звезд) в бедных по населенности и слабых по светимости звездных скоплениях; и часто далекое от полноты исследования на предмет выявления эмиссии в спектрах звезд; значительные различия в оценках возраста отдельных скоплений.

Для большинства скоплений сделаны оценки точности определения возраста и учтена возможная неопределенность доли Ве звезд в скоплениях. При этом не учитывались члены скоплений, для которых не выполнена спектральная классификация. Таким образом, оценки точности могут быть и хуже. При определении возраста скоплений были избраны три основных критерия: во-первых, параметрам скопления, полученным по данным *uvby*-фотометрии, придавался больший вес; во-вторых, учитывались значения, определенные в большем числе работ; и в-третьих, принималось во внимание то значение, при определении которого учитывалось большее количество членов скопления.

Результаты анализа относительного содержания Ве звезд спектральных классов В0-В3 в скоплениях представлены на рис.7, на котором нанесены данные более изученных скоплений (заполненные кружки) и данные, полученные из анализа литературных данных (незаполненные кружки). В обзор попали скопления возрастом менее 8 млн лет, находящиеся внутри газопылевых туманностей или в областях активного звездообразования. Есть большая вероятность того, что эмиссия у звезд в этих скоплениях вызвана наличием аккреционных дисков, т.е. это Ве звезды Хербига. Эти скопления на рисунке отмечены крестиками.

На рис.7 видна явная зависимость относительного количества Ве звезд от возраста скоплений. Концентрация этих звезд достигает максимума в скоплениях возрастом 13-25 млн лет, с увеличением возраста количество Ве звезд уменьшается. Это вполне понятно и связано с тем, что эти объекты покидают Главную последовательность. Важным является тот факт, что заметно меньшее число Ве

звезд наблюдается в более молодых скоплениях возрастом 1-7 млн лет.

Полученная зависимость подтверждает предположение о том, что Ве феномен свойствен быстро вращающимся звездам не с момента выхода на Главную последовательность, а может возникать в результате эволюции объекта на Главной последовательности. Однако причина увеличения популяции Ве звезд остается не до конца ясной, это может быть как результатом эволюции отношения скорости вращения к критической скорости вращения одиночной звезды в течение ее жизни на Главной последовательности [16], так и вследствие обмена массой и угловым моментом в тесных двойных системах [38].

Наконец, важно подчеркнуть, что при подсчете относительного содержания Ве звезд, под термином Ве звезда подразумевался объект, расположенный в области нормальных карликов или гигантов, у которого хотя бы один раз наблюдалась эмиссия в линиях бальмеровской серии водорода. В эту группу объектов попадают также и двойные системы в фазе активного обмена массой.

5. Эволюция Ве феномена, теоретические обоснования и результаты наблюдений. Теоретическим обоснованиям увеличения количества Ве звезд в определенном диапазоне спектральных классов, с ростом возраста скоплений посвящен ряд работ, подкрепленных эволюционными расчетами. Сам Ве феномен, естественно, тесно связывается с эволюцией углового момента в процессе жизни звезды на Главной последовательности. Согласно [38], возможны три эволюционных сценария, приводящих к формированию дисков вокруг Ве звезд: а) Ве звезды родились как быстровращающиеся В звезды и эмиссия в линиях H β наблюдается в течение всей жизни звезды на Главной последовательности; б) Ве феномен возникает у одиночной, достаточно быстровращающейся В звезды в процессе изменения отношения V_{eq}/V_{crit} (V_{eq} - скорость вращения звезды на экваторе, V_{crit} - критическая скорость вращения на экваторе звезды), по мере движения звезды от начала Главной последовательности (ZAMS) к ее концу (TAMS) [16]; в) Ве звезды являются двойными системами, находящимися на стадии активного обмена массой или сразу после него.

5.1. Ве звезды как изначально быстровращающиеся объекты. Если предположить, что при выходе одиночных массивных звезд на линию нулевого возраста они вращались со скоростями, близкими к критическим, то можно ожидать, что часть Ве звезд будет наблюдаться в очень молодых скоплениях с возрастом менее 8 млн лет. Согласно [38], это случай а). По нашим наблюдениям и наблюдениям других авторов, Ве звезды в очень молодых скоплениях практически отсутствуют.

Как видно из рис.7, в очень молодых скоплениях классические Ве звезды наблюдаются крайне редко и с большой вероятностью они могут быть

Be звездами Хербига или объектами, еще не вышедшими на Главную последовательность.

Отсутствие Be звезд в очень молодых звездных скоплениях подтверждают и исследования скоростей вращения B звезд вблизи линии нулевого возраста, так же, как и современная теория эволюции вращающихся звезд умеренно больших масс. Изучению скоростей вращения молодых звезд Главной последовательности было уделено особое внимание в работе [17]. Авторы выделили статистически значимую группу очень молодых B звезд, членов рассеянных звездных скоплений (220 объектов) и исследовали параметр V_{eq}/V_{crit} среди B звезд ранних и поздних субклассов. Ими показано, что среди всех молодых B звезд, быстровращающиеся (с $V_{eq}/V_{crit} > 0.9$) составляют лишь 1.3%, количество медленно вращающихся звезд (с $V_{eq}/V_{crit} < 0.1$) также незначительно - 6%, тогда как умеренные скорости вращения с V_{eq}/V_{crit} между 0.4 и 0.8) демонстрируют 52% объектов. Поскольку физические характеристики атмосфер B звезд сильно зависят от температуры их атмосфер, эту однородную по эволюционному статусу группу объектов авторы [17] разделили на три подгруппы: маломассивные ($2 < M/M_{\odot} < 4$), объекты умеренных масс ($4 < M/M_{\odot} < 8$) и массивные ($M/M_{\odot} > 8$). Независимый анализ каждой из групп показал, что в среднем, наибольшее число звезд с небольшим вращением наблюдается среди массивных звезд, тогда как звезды малых масс, в среднем, вращаются быстрее. По мнению авторов, одной из причин подобного распределения скоростей вращения может быть большая распространенность двойных систем среди более массивных звезд. В этом случае основной угловой момент перераспределен в орбитальное движение компонентов, а скорости вращения звезд синхронизированы с орбитальными скоростями.

Современные модели внутреннего строения и эволюции массивных вращающихся звезд предсказывают быстрое падение скорости вращения массивной звезды сразу после ее ухода с линии нулевого возраста. Расчеты, выполненные в [16,18], показывают, что данный эффект связан с перестройкой внутренних слоев звезды с полностью конвективных, при выходе на Главную последовательность, в слои с лучистым переносом излучения и меридиональной циркуляции вещества внутри объекта при уходе звезды с линии нулевого возраста. Согласно расчетам данных авторов, перестройка структуры звезды занимает небольшой промежуток времени, менее 0.5 млн лет.

Таким образом, результаты анализа спектральных наблюдений, вместе с расчетами эволюции вращающихся звезд умеренно-больших масс, практически исключают возможность рождения и существования Be звезды в течение всей жизни на Главной последовательности в качестве быстровращающейся B звезды.

5.2. *Эволюция скоростей вращения В звезд в течение их жизни на Главной последовательности.* Случай б) - увеличение отношения V_{eq}/V_{crit} во второй половине нахождения быстровращающейся В звезды на ГП детально исследовалось в [16,18]. Авторами показано, что в период нахождения звезды на Главной последовательности, критическая скорость вращения постепенно уменьшается почти вдвое, в то время как скорость вращения звезды на экваторе существенно уменьшается в самом конце ее жизни на Главной последовательности. Так, что важнейшим параметром становится отношение V_{eq}/V_{crit} . Если принять, что для Ве звезд $V_{eq}/V_{crit} > 0.7$ и при солнечной металличности, любая нестационарность внешних слоев В звезд, например, такие как нерадиальные колебания, могут способствовать истечению вещества из фотосферы звезды. Согласно [16,17], заметная доля - 10-20%, а в более оптимистическом случае, вплоть до 35% Ве звезд, образуются из одиночных быстровращающихся В звезд в период их жизни на Главной последовательности.

Для проверки расчетов эволюции скоростей вращения В звезд в течение их жизни, полученных в [16,18], необходимо исследовать скорости вращения В и Ве звезд в скоплениях различного возраста. Наиболее полное исследование скоростей вращения в рассеянных звездных скоплениях с возрастом 6-73 млн лет выполнено в [13,17]. Авторами были определены $V \sin i$ по спектрам умеренного разрешения для 496 ОВ звезд (включая Ве звезды) в 19 скоплениях. Полученные результаты исследования указывают на то, что Ве звезды достаточно равномерно распределены по Главной последовательности и в этом смысле их распределение аналогично звездам поля. Авторами найдены признаки того, что В звезды с массами большими чем $9 M_{\odot}$ замедляются в течение их жизни на Главной последовательности. Однако ими также найдено, что в скоплениях с возрастом 10 и более млн лет, количество звезд с большой скоростью вращения увеличивается.

Таким образом, несмотря на то, что теоретические предпосылки для появления Ве феномена у одиночной В звезды во второй половине ее жизни на ГП, безусловно, присутствуют, объяснить аномально большое количество (более 40%) Ве звезд в ряде скоплений (NGC 869, NGC 884, NGC 7419) в рамках эволюции скоростей вращения В звезд затруднительно, если не предполагать аномально высокие скорости вращения протозвезд данных скоплений при их выходе на Главную последовательность.

5.3. *Массивные двойные в молодых рассеянных звездных скоплениях.* Прежде чем переходить к рассмотрению случая в) - возникновению Ве звезд вследствие обмена массой и угловым моментом в результате эволюции тесной двойной системы, необходимо отметить широкое распрос-

транение массивных двойных систем среди ярких В звезд. Из спектральных исследований В звезд на предмет их двойственности, выполненных в [39], следует, что среди В0-В3 звезд доля двойных систем составляет более 60%. У значительной их части видны спектральные линии обоих компонентов. Подавляющее большинство этих систем еще не вступило в фазу первого активного обмена массой, которая обычно наступает, когда более массивный компонент покидает ГП. Нет оснований утверждать, что процент спектрально-двойных систем в скоплениях будет заметно отличаться от звезд поля.

При исследовании Be звезд в рассеянных звездных скоплениях, как правило, под термином Be звезда подразумевают любой объект с эмиссией в линиях бальмеровской серии, попадающий на диаграмму цвет - звездная величина в область нормальных карликов или гигантов. Слабая изученность данной группы объектов не позволяет определить - являются ли диски вокруг В звезд декреционными - типичными для классических Be звезд, либо аккреционными - в случае обмена массой в двойной системе. Кроме того, в категорию классических Be звезд попадают двойные системы с рентгеновскими пульсарами в качестве вторичных компонентов - системы, которые можно с уверенностью отнести к группе проэволюционировавших двойных систем. Переменность их эмиссионного спектра очень схожа с переменностью многих ярких Be звезд [40-42], и при отсутствии рентгеновского излучения, отличить их от одиночных Be звезд достаточно затруднительно.

Систематический поиск спектрально-двойных систем в рассеянных звездных скоплениях практически не проводился. Обычно двойственность В звезд обнаруживалась при спектральных либо фотометрических исследованиях скопления. Так, при поиске пульсирующих звезд типа β Сер у ряда молодых рассеянных звездных скоплений были обнаружены двойные затменные либо эллипсоидальные переменные. В некоторых случаях определялись величины орбитального периода. Исключением является исследование [13], в котором авторы указывают на заметную долю массивных двойных систем в молодых скоплениях, около 25% от общего количества В звезд. Более того, поскольку ими выполнялись только 2-3 эпизодических наблюдений, близко расположенных по датам, можно ожидать, что были выявлены только относительно короткопериодические ($P_{orb} < 10$ суток) массивные двойные системы и не была обнаружена заметная доля систем с типичными для В звезд периодами 20-1000 дней и отношением масс, существенно отличающимися от единицы. В табл.2 приведено количество обнаруженных двойных систем для ряда скоплений, полученное по результатам наблюдений [13]. Данные этих авторов можно считать нижней границей оценки количества двойных систем с В компонентами в молодых рассеянных звездных скоплениях. Ясно, что все обнаруженные двойные системы вступят в фазу быстрого обмена массой, как только более

СОДЕРЖАНИЕ СПЕКТРАЛЬНО-ДВОЙНЫХ СИСТЕМ В
НЕКОТОРЫХ РАССЕЯННЫХ СКОПЛЕНИЯХ ПО ДАННЫМ [13]

Скопление	Все В звезды	Возможные двойные	Относительное содержание
Ber 86	17	6	0.35
IC 1805	32	10	0.32
IC 2395	16	2	0.12
IC 2944	38	5	0.13
NGC 457	19	8	0.42
NGC 869	55	15	0.27
NGC 884	57	16	0.28
NGC 1502	18	6	0.33
NGC 2244	41	16	0.39
NGC 2362	28	3	0.11
NGC 2384	15	1	0.07
NGC 2422	15	2	0.13
NGC 2467	14	2	0.09
NGC 3293	23	2	0.09
NGC 4755	33	3	0.09
NGC 6193	20	4	0.20
NGC 7160	16	4	0.25

массивный компонент покинет ГП. При этом более массивный компонент будет недоступен для оптических наблюдений, так как станет гелиевой звездой, белым карликом либо - рентгеновской двойной системой [38].

При спектральных исследованиях В и Ве звезд в молодых звездных скоплениях двойным системам нами уделялось повышенное внимание, и в случае обнаружения сложной структуры фотосферных линий, для данного объекта были получены дополнительные спектры, подтверждающие его двойственность.

Рассмотрим, в качестве примера, массивные двойные системы в очень молодом рассеянном звездном скоплении Berkley 86. Это скопление нами выбрано по причине его малого возраста, 6-8 млн лет (см. табл.1). При таком возрасте скопления компоненты массивных двойных систем еще должны находиться на Главной последовательности далеко от первой фазы активного обмена массой и, следовательно, не иметь эмиссионного спектра. В [13] были обнаружены три возможные спектрально-двойные В звезды раннего спектрального класса, что согласно табл.2, составляет 35% от общего количества В звезд ранних спектральных типов. Наши спектральные наблюдения подтвердили их двойственность. На рис.8 представлены спектры этих трех

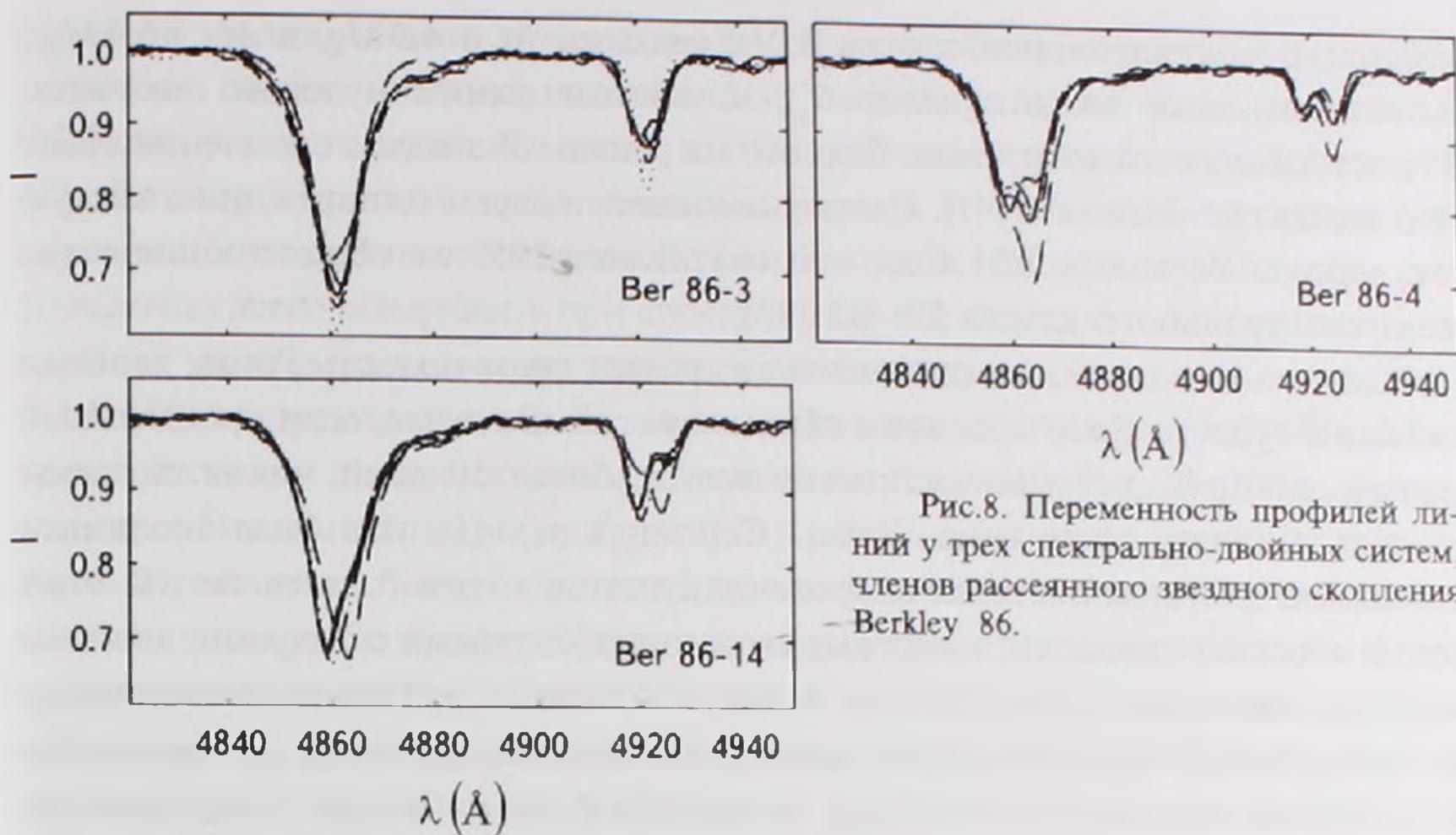


Рис.8. Переменность профилей линий у трех спектрально-двойных систем, членов рассеянного звездного скопления Berkeley 86.

систем. Предварительный анализ величин орбитальных периодов показывает, что все три системы являются короткопериодическими. Система Ber 86-3 (номер звезды соответствует номеру в базе данных WEBDA) имеет орбитальный период P_{orb} около 3-х дней, P_{orb} системы Ber 86-4 близок к 2-м дням и P_{orb} системы Ber 86-14 составляет менее 4-х дней. Эволюция подобных массивных короткопериодических систем являлась предметом исследования в ряде работ [44-46]. Как показывают расчеты, в зависимости от величины орбитального периода и степени консервативности обмена массой в системе, наступление фазы активного обмена массой происходит, как правило, в момент, когда более массивный компонент находится либо в конце своей жизни на Главной последовательности, либо сразу после ухода с Главной последовательности. Кроме обмена массой, наблюдается такое значительное перераспределение угловых моментов осевого вращения компонентов, что на отдельных фазах эволюции системы скорости вращения звезды донора становятся критическими, и мы можем наблюдать спектр обычной Be звезды. Поскольку в скоплении Berkeley 86 доля двойных систем составляет, как минимум, 35%, то в определенный момент времени, близкий к 14 млн. лет, мы сможем наблюдать типичное увеличение доли Be звезд в данном скоплении.

Другим примером хорошо изученной спектрально-двойной системы с компонентами, находящимися на Главной последовательности, служит V497 Ser, являющаяся подтвержденным членом рассеянного звездного скопления NGC 7160. Исследования орбиты данной системы выполнены в [46]. Авторы, основываясь на спектральных и фотометрических наблюдениях, показали, что V497 Ser, имея короткий орбитальный период $P_{orb} = 1^d.2$, состоит из двух

компонентов спектрального класса B3V с массами $M_1 = 6.9 M_\odot$ и $M_2 = 5.4 M_\odot$, расположенными на диаграмме $T_{\text{eff}} - L$ вблизи линии нулевого возраста. Возраст данного, относительно бедного на ранние В звезды, скопления NGC 7160 составляет 7 млн лет [47]. Скопление имеет в своем составе единственную пекулярную Вe звезду EM Ser, что составляет 10% от общего количества звезд спектрального класса B0-B3 [23].

Как только один из компонентов заполняет свою полость Роша, двойная система вступает в фазу активного обмена массой. В случае, если орбитальный период двойной системы достаточно велик, более 10 дней, такие системы относят к классу звезд типа W Ser (Серпентиды). Данная фаза эволюции массивной двойной системы скоротечна, длится менее 0.1 млн лет. К этой группе объектов относятся, известные своими пекулярными спектрами, двойные системы, такие как: β Lyr, RY Sct, W Ser, AX Mon и др. Она характеризуется быстрой потерей вещества первичным компонентом системы, достигающим в отдельных случаях $\dot{M} \sim 10^{-4} M_\odot$ и значительным, быстро достигающим критической величины, увеличением скорости вращения вторичного компонента. Для наблюдателя такие системы, как правило, выглядят как пекулярные холодные или горячие сверхгиганты, часто без явных следов фотосферных линий. Краткий обзор характеристик звезд типа W Ser приведен в [48]. Серпентиды чрезвычайно важны для понимания последующей эволюции массивных двойных систем. Наблюдения указывают на значительную неконсервативность обмена массой в системах на этом этапе эволюции. Скорее всего, именно в этот момент аккрецирующее вещество вторичные компоненты приобретают максимальный угловой момент и имеют критические скорости вращения. Эволюция углового момента у этой группы двойных звезд исследована в [49].

В силу скоротечности фазы первого обмена массой в массивных двойных системах и сложностью идентификации данной группы объектов, в молодых рассеянных звездных скоплениях до сих пор не обнаружено ни одной двойной системы этого типа. Анализ переменности и физические характеристики исследованных звезд типа W Ser указывают на то, что их следует искать в скоплениях с возрастом 12-20 млн лет среди горячих либо холодных сверхгигантов с яркой эмиссией в линии H α и среди звезд, имеющих псевдофотосферные линии, лучевые скорости которых имеют значительные, на десятки км/с, смещения в синюю область [48].

Другой группой массивных двойных систем с эмиссией в линиях бальмеровской серии водорода являются короткопериодические массивные Алголи. Как правило, данная группа объектов становится доступной для исследования их двойственности сразу после фазы активного обмена массой. Орбитальные периоды этих систем обычно короче 5-8 дней. Как следует из

расчетов эволюции этой группы двойных звезд, обмен веществом и угловым моментом между компонентами может начаться, когда более массивный компонент еще находится в конце жизни на Главной последовательности [43-45]. В силу коротких орбитальных периодов и значительной амплитуды переменности лучевых скоростей компонентов, данную группу объектов достаточно легко обнаружить при спектральном и фотометрическом мониторинге горячих звезд в рассеянных звездных скоплениях.

В [50] исследовали один из таких массивных горячих Алголей - V622 Per, звезда является подтвержденным членом скопления χ Per. Двойная система имеет орбитальный период $P_{orb} = 5^d.2$. Согласно авторам, система имеет в видимой области спектра единственную эмиссионную линию H α небольшой интенсивности. Ее профиль демонстрирует сильную переменность с фазой орбитального периода. В спектре звезды видны фотосферные линии обоих компонентов. Кривая переменности лучевых скоростей с фазой орбитального периода представлена на рис.9. Как видно из рисунка, более яркий компонент является менее массивным, что является отличительным признаком звезд типа Алголя. Система имеет фотометрическую переменность $\sim 0^m.05$ в фильтре V, связанную с эллипсоидальностью более яркого компонента, который заполняет свою полость Роша, т.е. система является полуразделенной. Массы компонентов оценены в $M_1 = 9.1 M_{\odot}$ и $M_2 = 13.0 M_{\odot}$. Подтверждением значительной величины потери массы первичного компонента является существенный избыток элементов CNO цикла в атмосфере первичного компонента.

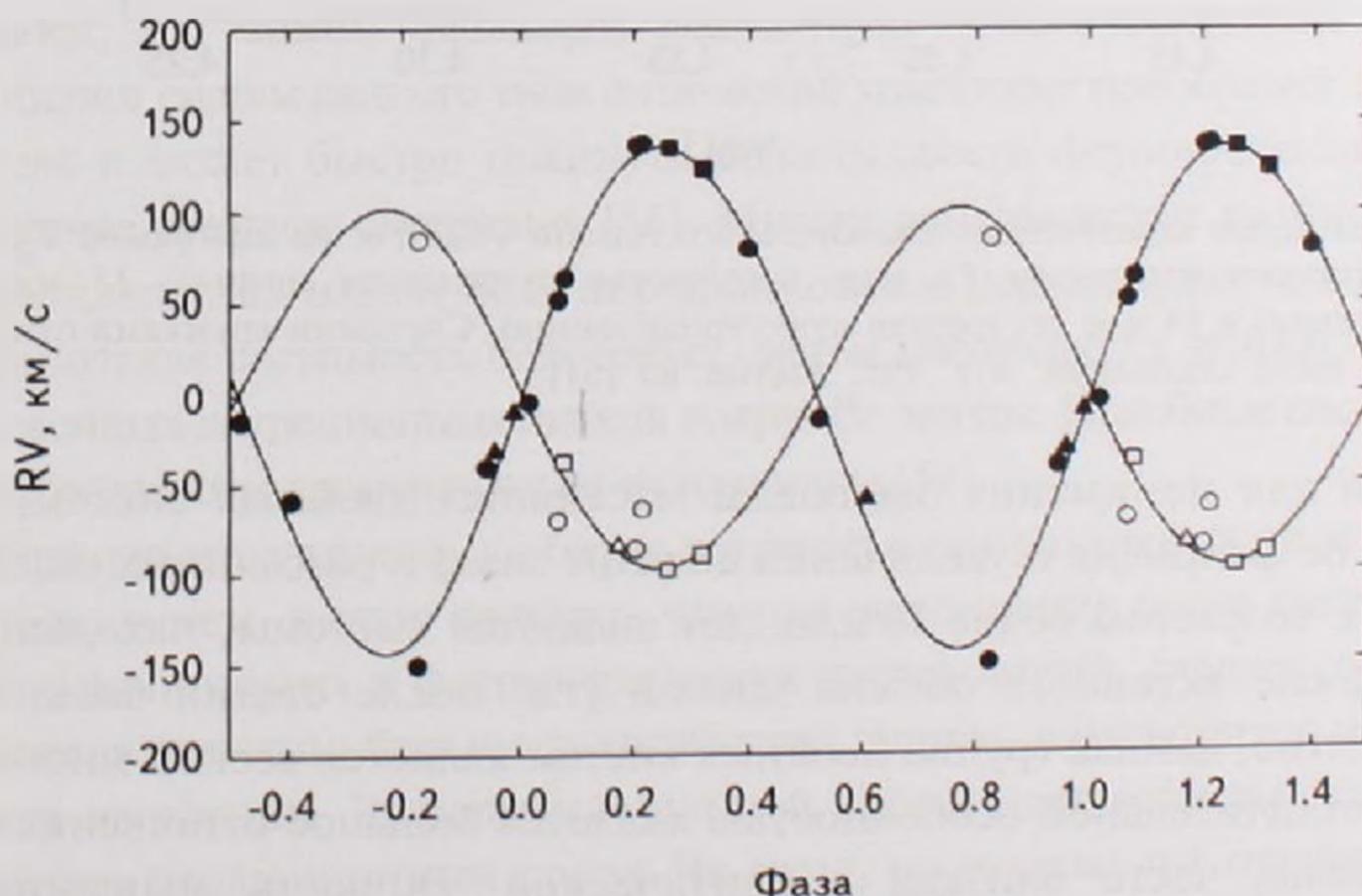


Рис.9. Переменность лучевых скоростей V622 Per с фазой орбитального периода. Темными символами отмечены лучевые скорости первичного компонента, теряющего массу, светлыми символами отмечены лучевые скорости вторичного, более массивного компонента.

Важной особенностью данной системы является почти полная синхронизация орбитального движения компонентов и их скоростей вращения, что, в отличие от долгопериодических взаимодействующих систем, является отличительной особенностью короткопериодических Алголей. На рис.10 представлено положение компонентов системы V622 Per на диаграмме $\log T_{eff} - \log g$. Как видно из рисунка, первичный компонент покинул Главную последовательность, а обмен массой в системе незначительно повлиял на его положение относительно изохроны скопления. Задержка в эволюции яркого компонента системы составила менее 1 млн. лет. На этом же графике, в качестве сравнения приведены положения других Ве звезд скопления h/χ Per [51].

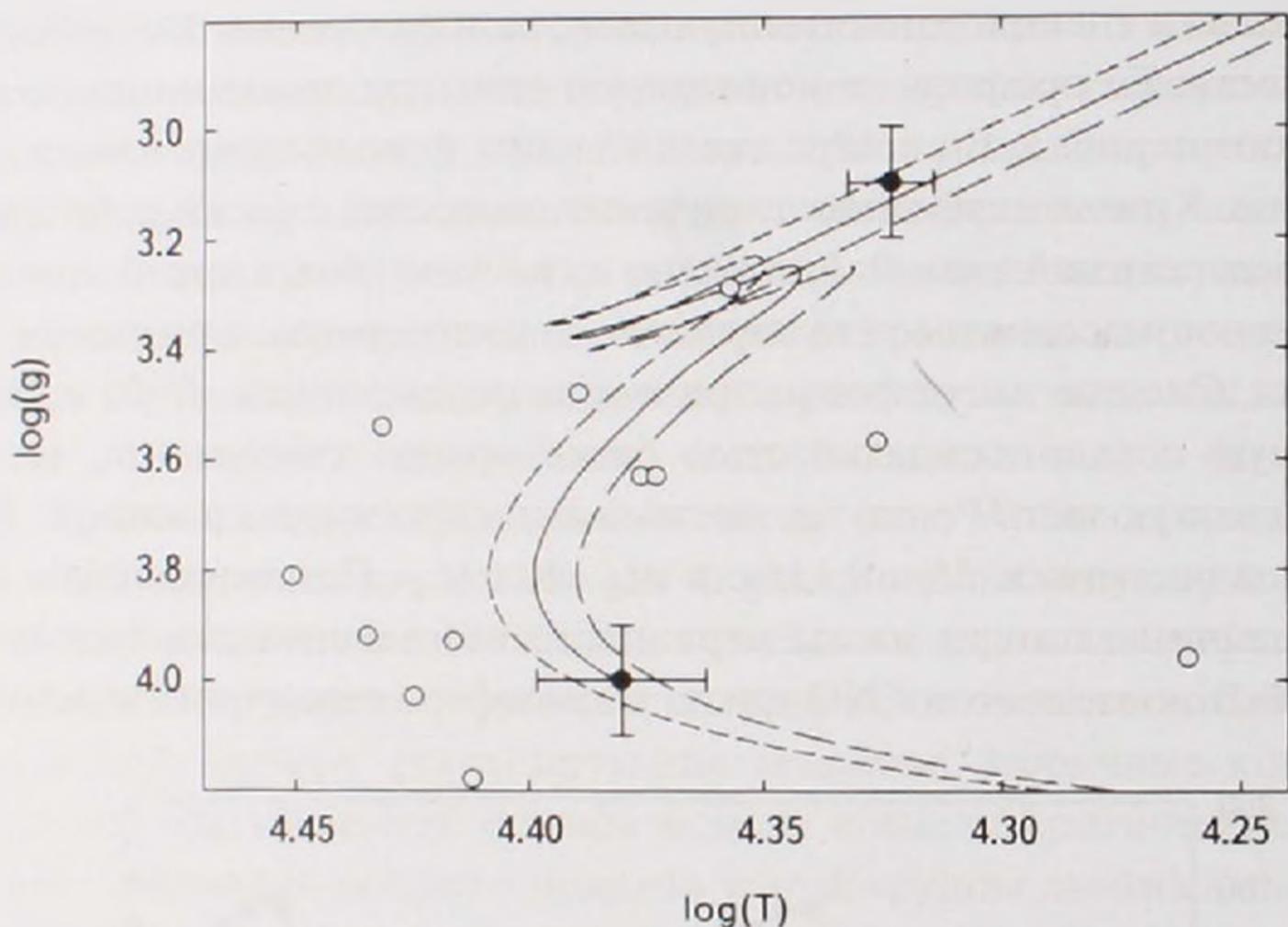


Рис.10. Положение компонентов классического Алголя V622 Per на диаграмме $T_{eff} - \log g$. Линии соответствуют изохронам 12 млн лет (частая пунктирная линия), 13 млн лет (непрерывная линия) и 14 млн лет (редкая пунктирная линия). Светлыми кружками отмечены положения Ве звезд скопления h/χ Per, взятые из [51].

Важными для понимания эволюции массивных двойных систем, возникновения Ве феномена и увеличения доли Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях с возрастом более 10 млн. лет являются системы, находящиеся на стадии после активного обмена массой (т.е. после стадии звезд типа W Ser). Вероятно, данная группа двойных систем является весьма многочисленной. Ее отличительной особенностью является большое отношение масс и значительная, часто близкая к критической, скорость вращения Ве компонента. Важно отметить, что в отличие от ранее рассматриваемых двойных систем, диски вокруг Ве компонентов являются декреционными, т.е. данные системы можно отнести к группе "классических" Ве звезд. Большое отношение

масс и светимостей компонентов, так же, как и близкие к критическим скорости вращения яркого компонента, приводит к большим трудностям в измерении лучевых скоростей. По этой причине известно всего несколько двойных систем данного типа. Все они являются яркими звездами, а успехи в нахождении параметров орбиты часто связаны с эффектами отражения излучения горячего субкарлика частью обращенного к нему газового диска Be компонента. Достаточно полный обзор систем этого типа выполнен в [52]. В настоящее время параметры орбиты и массы компонентов в достаточной степени исследованы только у нескольких систем этого типа: ϕ Per, 59 Cyg, β U CMa и, возможно, HD 161306 [53].

К еще одной группе двойных, в состав которых входят Be звезды с декреционными дисками, следует отнести системы, у которых в качестве вторичных компонентов выступают рентгеновские пульсары. Эта группа двойных систем легко обнаруживается по характерному излучению в мягком рентгеновском диапазоне. Данное излучение носит ярко выраженную переменность, связанную с орбитальным движением релятивистского компонента, либо с фазами развития декреционного диска вокруг Be звезды [54]. Данные двойные, безусловно, являются проэволюционировавшими системами, у которых ранее, более массивный компонент, передал часть массы и часть углового момента вторичному компоненту, и вспыхнул как сверхновая звезда. Часто орбиты данного типа двойных систем имеют большие периоды (до сотен дней) и значительный эксцентриситет. Это может указывать на то, что в процессе вспышки сверхновой в системе, значительная часть систем разрушается, и как результат, мы можем наблюдать одиночную "классическую" Be звезду. При разрушении систем данного типа оптический компонент приобретает значительный импульс и может быстро покинуть область своего формирования, например, рассеянное звездное скопление [55]. Многие рентгеновские двойные системы с Be компонентами имеют большие орбитальные периоды, так что значительная рентгеновская светимость некоторых систем наблюдается только при развитии протяженных декреционных дисков вокруг Be звезды. Подобные системы относят к рентгеновским транзиентным источникам [56].

Подводя итог краткому обзору встречаемости различных типов массивных двойных систем, можно ожидать, что при выполнении более систематических спектроскопических и фотометрических исследований, следует ожидать обнаружение достаточно большого количества систем, находящихся на различных стадиях эволюции. Выполнение данной задачи даст возможность не только прояснить эволюционный статус Be звезд, но и позволит прояснить многие вопросы теории эволюции двойных систем на известный момент времени.

6. Заключение. Исследования распространенности Be звезд в рассеянных

звездных скоплениях выявили увеличение их относительного содержания с увеличением возраста скоплений. Наибольшее количество Be звезд ранних спектральных типов B0-B3 наблюдается в скоплениях с возрастом 12-20 млн. лет. Нами показано, что, как минимум, в трех богатых на B звезды скоплениях, относительное содержание Be звезд может превосходить у 40%. Спектральные исследования молодых звездных скоплений практически не выявили присутствие заметного количества Be звезд. Рассмотрены причины, которые могут приводить к такому распределению содержания Be звезд. Показано, что ключевым фактором появления дисков вокруг B звезд является эволюция их углового момента как у одиночных звезд, так и у компонентов двойных систем. Приведены примеры ряда групп массивных двойных систем, в состав которых входят Be звезды. Кратко рассмотрены конкретные примеры массивных двойных систем, членов молодых рассеянных звездных скоплений.

Автор выражает глубокую благодарность др. М.А.Погодину за замечания, которые существенно улучшили содержание работы.

Крымская астрофизическая обсерватория РАН, Республика Крым,
Россия, e-mail: aetarasov@mail.ru

REVIEWS

Be STARS IN THE OPEN STELLAR CLUSTERS

A.E.TARASOV

The paper summarizes the current state of the problem of the anomalous increase of the relative content of Be stars in young open stellar clusters. It is shown that the relative content of Be stars increases with increasing of the clusters age, reaching its maximum values for stars of spectral type B0-B3 with the clusters age of 12-20 Myr. Moreover, in several, rich on Be star clusters, this value exceeds 40%. It is shown that in young clusters, with ages less than 9 Myr, Be stars are very rare or not observed. Modeling of evolution of the rotating massive stars indicates the possibility of occurrence of the Be phenomenon at the end of the life of B stars on the main sequence as a consequence of increased values of the ratio of the rotation velocity of the star to the value of the critical velocity, but this cannot explain the presence of more than 40% content of Be stars in some young open clusters. Additional attention is paid to the massive binaries at different phases of the evolution of the binary system. Attention is drawn to the transfer of angular momentum in

the exchange of mass in systems with different periods, as an alternative of the evolution of angular momentum in single stars. Examples of binary systems of various types which meet, or can meet in open stellar clusters are presented.

Key words: *open stellar clusters: Be stars: double stars: stars evolution*

ЛИТЕРАТУРА

1. *A.Secchi*, *Astron. Nachr.*, **65**, 63, 1866.
2. *P.W.Merrill*, *C.G.Burwell*, *Astrophys. J.*, **78**, 87, 1933.
3. *O.Struve*, *Astrophys. J.*, **73**, 94, 1931.
4. *M.Jaschek*, *A.Slettebak*, *C.Jaschek*, *Be star Newsletter*, **4**, 9, 1981.
5. *T.Rivinius*, *A.C.Carciofi*, *C.Martayan*, *Astron. Astrophys. Rev.*, **21**, 69, 2013.
6. *R.Schild*, *W.Romanishin*, *Astrophys. J.*, **204**, 493, 1976.
7. *J.C.Mermilliod*, *Astron. Astrophys.*, **109**, 48, 1982.
8. *A.Slettebak*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **59**, 769, 1985.
9. *J.Zorec*, *D.Briot*, *Astron. Astrophys.*, **318**, 443, 1997.
10. *J.Fabregat*, *J.M.Torrejón*, *Astron. Astrophys.*, **375**, 451, 2000.
11. *V.V.McSwain*, *D.R.Gies*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **161**, 118, 2005.
12. *B.Mathew*, *A.Subramaniam*, *B.Ch.Bratt*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **388**, 187, 2008.
13. *W.Huang*, *D.R.Gies*, *Astrophys. J.*, **648**, 580, 2006.
14. *W.Huang*, *D.R.Gies*, *Astrophys. J.*, **648**, 591, 2006.
15. *J.P.Wisniewski*, *K.S.Bjorkman*, *Astrophys. J.*, **652**, 458, 2006.
16. *S.Ekström*, *G.Meynet*, *A.Maeder*, *F.Barblan*, *Astron. Astrophys.*, **478**, 467, 2008.
17. *W.Huang*, *D.R.Gies*, *M.V.McSwain*, *Astrophys. J.*, **722**, 605, 2010.
18. *A.Granada*, *S.Ekström*, *C.Georgy et al.*, *Astron. Astrophys.*, **553**, A25, 2013.
19. *С.Л.Мальченко*, *А.Е.Тарасов*, *Астрофизика*, **51**, 305, 2008, (*Astrophysics*, **51**, 250, 2008).
20. *С.Л.Мальченко*, *А.Е.Тарасов*, *Астрофизика*, **52**, 257, 2009, (*Astrophysics*, **52**, 235, 2009).
21. *С.Л.Мальченко*, *А.Е.Тарасов*, *Астрофизика*, **54**, 63, 2011, (*Astrophysics*, **54**, 52, 2011).
22. *S.L.Malchenko*, *Odessa Astron. Publ.*, **21**, 60, 2008.
23. *А.Е.Тарасов*, *С.Л.Мальченко*, *Письма в Астрон. ж.*, **38**, 428, 2012, (*Astron. Lett.*, **38**, 428, 2012).
24. *P.T.Oosterhoff*, *Ann. Sterrewacht Lriden*, **17**, part 1, 1937.
25. *C.L.Slesnick*, *L.A.Hillenbrand*, *P.Massey*, *Astrophys. J.*, **576**, 880, 2002.
26. *A.E.Bragg*, *S.J.Kenyon*, *Astrophys. J.*, **124**, 3289, 2002.
27. *T.Currie*, *J.Hernandez*, *J.Irwin et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **186**, 191, 2010.

28. *S.C.Keller, E.K.Grebel, G.J.Miller, K.M.Yoss*, *Astron. J.*, **122**, 248, 2001.
29. *A.T.Okazaki*, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **43**, 75, 1991.
30. *V.B.Blanko, J.J.Nassau, J.Stock, W.Wehlau*, *Astrophys. J.*, **121**, 637, 1955.
31. *A.Beauchamp, A.F.J.Moffat, L.Drissen*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **93**, 187, 1994.
32. *B.C.Bhatt, A.K.Pandey, V.Mohanetal*, *Bull. Astron. Soc. India*, **21**, 33, 1993.
33. *A.Marco, I.Negueruela*, *Astron. Astrophys.*, **552**, A92, 2013.
34. *R.L.Phelps, K.A.Janes*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **90**, 31, 1994.
35. *L.Kogoutek, R.Wehmeyer*, *Abhandlungen Hamburger Sternwarte*, **122**, Teil 1+2, 1997.
36. *G.Pietrzyński, L.Wyrzykowski, O.Szewczyk, M.Bielewicz*, *Acta Astronomica*, **51**, 65, 2001.
37. *T.Lejeune, D.Schaerer*, *Astron. Astrophys.*, **366**, 538, 2001.
38. *O.R.Pols, L.B.F.M.Waters, J.Heise*, *Astron. Astrophys.*, **241**, 419, 1991.
39. *R.Chini, V.H.Hoffmeister, A.Nasseriet al.*, *Mon. Not. Roy. Soc.*, **424**, 1925, 2012.
40. *J.S.Clark, A.E.Tarasov, I.A.Steele et al.*, *Mon. Not. Roy. Soc.*, **294**, 165, 1998.
41. *J.S.Clark, A.E.Tarasov, A.T.Okazaki et al.*, *Astron. Astrophys.*, **380**, 615, 2001.
42. *P.Reig, I.Negueruela, M.J.Coe et al.*, *Mon. Not. Roy. Soc.*, **317**, 205, 2000.
43. *C.A.Nelson, P.P.Eggleton*, *Astrophys. J.*, **552**, 664, 2001.
44. *S.Wellstein, N.Langer, H.Braun*, *Astron. Astrophys.*, **369**, 939, 2001.
45. *S.E. de Mink, O.R.Pols, R.W.Hilditch*, *Astron. Astrophys.*, **467**, 1181, 2007.
46. *K.Yakut, A.E.Tarasov, C.Ibanoglu et al.*, *Astron. Astrophys.*, **405**, 1087, 2003.
47. *H.C.Harris, W.E.Harris*, in *Allen's Astrophysical Quantities, Fourth Edition*, ed. A.N.Cox (Springer), 2000.
48. *A.E.Tarasov*, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc., ed. M.A.Smith, H.F.Henrichs., *Astron. Soc. Pacif.*, **214**, 644, 2000.
49. *S.E. de Mink, N.Langer, R.G.Izzard et al.*, *Astrophys. J.*, **764**, 164, 2013.
50. *A.E.Тарасов, С.Л.Мальченко, К.Якут*, *Письма Астрон. ж.*, **42**, 741, 2016, (*Astron. Lett.*, **42**, 674, 2016).
51. *A.N.Marsh, M.V.McSwain, T.Currie*, *Bull. American Astron. Soc.*, **41**, 202, 2009.
52. *D.R.Gies*, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc., ed. M.A.Smith, H.F.Henrichs., *Astron. Soc. Pacif.*, **214**, 668, 2000.
53. *P.Koubský, L.Kolkova, M.Klaus et al.*, *Astron. Astrophys.*, **576**, A57, 2014.
54. *R.Walter, A.A.Lutovinov, E.Bozzo, S.S.Tsygankov*, *Astron. Astrophys. Rev.*, **23**, 99, 2015.
55. *P.Reig*, *Astrophys. Space Sci.*, **332**, 1, 2011.
56. *M.Coe*, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc., ed. M.A.Smith, H.F.Henrichs., *Astron. Soc. Pacif.*, **214**, 656, 2000.