

Зависимость амплитуда — спектральный класс для звезд типа RW Возничего и ее возможный эволюционный смысл

В. С. Шевченко

Обнаружена зависимость амплитуда — спектральный класс для звезд типа RW Aur, находящихся в некоторых скоплениях и ассоциациях. Рассмотрена зависимость амплитуда — абсолютная звездная величина для тех же звезд. Полученные соотношения интерпретируются как зависимость между активностью и относительным возрастом звезд в период гравитационного сжатия.

Рассматривая полученные соотношения и некоторые известные факты, автор подтверждает предположение о различиях в возрасте известных скоплений и ассоциаций, в частности, о разном галактическом возрасте звезд типа RW Aur в туманности Ориона и в ее окрестностях. Результаты, приведенные в работе, свидетельствуют о том, что процесс зарождения основной массы звезд в Большой туманности Ориона закончен, хотя некоторое количество звезд продолжает формироваться и в настоящее время, особенно в окрестностях скопления. Приводятся соображения в пользу общности физических процессов у переменных типа RW Aur и вспыхивающих красных карликов. Обсуждаются возможные причины дисперсии в приведенных соотношениях.

Dependence Amplituda - Spectral Class* for Stars of RW Aurigae Type
and its Possible Evolutional Meaning

by V. S. Shevchenko

Dependence amplituda-spectral class for stars of RW Aur type situated in some clusters and associations is discovered. Dependence amplituda-absolute magnitude for the same stars is considered. Relations obtained are interpreted as dependence between activity and relative age of stars in the period of gravitational contraction.

Considering obtained relations and some known facts, the author confirms a supposition about distinctions in ages of known clusters and associations, in particular, about different galactic age of RW Aur type stars in the nebula Ori and in its neighbourings. Results given in this paper, testify that the process of origin of fundamental mass of stars in the Big nebula Ori is finished, though some stars continue to develop at present too, especially in the neighbourings of the cluster.

Considerations in favour of community of physical processes of RW Aur type variables and of flashed red dwarfs are given. Possible reasons of dispersion in the given relations are discussed.

Тот факт, что переменные типа RW Aur, входящие в ассоциации и скопления, — звезды, находящиеся на одном из первых этапов эволюции, в настоящее время почти не вызывает сомнений. Анализ наблюдательных данных [1–5], а также некоторые теоретические исследования [6–11], заставляют думать, что если не все, то, во всяком случае, звезды более "поздних" спектральных классов этого типа находятся в процессе гравитационного сжатия.

В самом деле, возраст двух таких наиболее изученных скоплений со звездами типа RW Aur — связанных с туманностью Ориона и с NGC 2264 — по определениям большинства авторов заключен в пределах 10^5 — 10^7 лет. С другой стороны, теоретический расчет дает период гравитационного сжатия для звезд, находящихся на главной последовательности с классом A — F, как верхней границы этих значений. В частности Сю-Шу Хуанг [5], используя соотношение $L = m \dot{M} R^2$ находит для звезды, вступающей на главную последовательность со спектром A5 величину $2 \cdot 10^7$; Ч. Хаяши [10], более полно учитывая комплекс наблюдательных данных, находит период сжатия для звезд F5 равным $5 \cdot 10^6$ лет. Менее массивные звезды, а такие составляют большинство в подобных скоплениях, находятся на более ранних этапах процесса гравитационного сжатия.

Вместе с тем, можно предположить, что изменения блеска переменных типа RW Aur являются отражением процессов, происходящих внутри звезд в период гравитационного сжатия. Несмотря на то, что такое предположение нуждается в дополнительном обосновании, оно кажется гораздо более вероятным, чем изменения блеска под воздействием внешних факторов (экранирование, аккреция). Во всяком случае, последние ответственны за изменения блеска в значительно меньшей степени.

Однако, вопрос о самих источниках энергии в период гравитационного сжатия остается открытым, хотя в последнее время и были предприняты попытки описать механизм изменения блеска звезд типа Т Тельца (имеется ввиду "синхротронный" механизм излучения релятивистских электронов). В то же время, проблема источников энергии в период гравитационного сжатия, как и проблема становления процесса ядерных реакций в недрах звезд входят в группу самых важных и интересных проблем астрофизики. Здесь и далее под понятием "гравитационное сжатие" подразумевается период в жизни звезды и реальный физический процесс, который, однако, не является единственным источником энергии.

Коль скоро предположение о связи изменений блеска с внутренними процессами реально, возникает мысль о более конкретном проявлении этой связи; в частности, как меняется активность звезды на различных этапах гравитационного сжатия?

Условимся подразумевать под "активностью" совокупность следующих характеристик: амплитуда, скорость изменения блеска, количество энергии, выделяемое при отдельных колебаниях блеска, интенсивность эмиссии в спектре и в отдельных линиях и т. п.

В настоящее время известно более 300 отдельных представителей

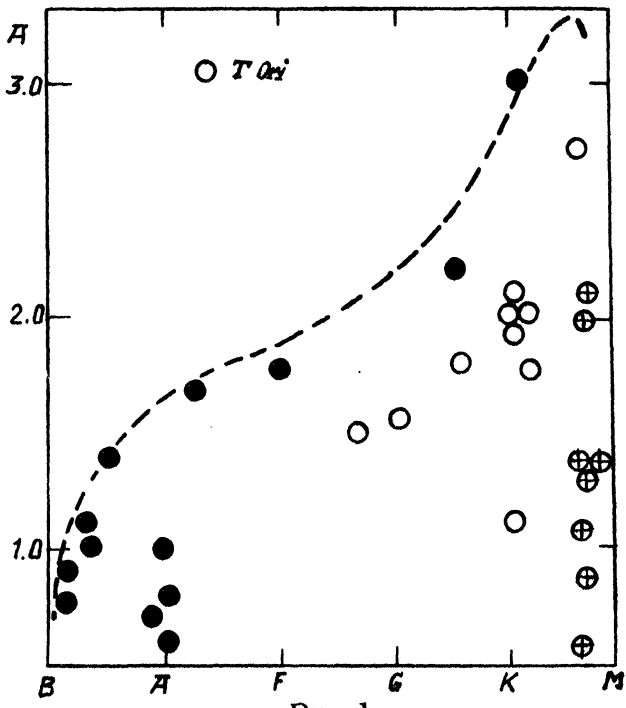


Рис. 1

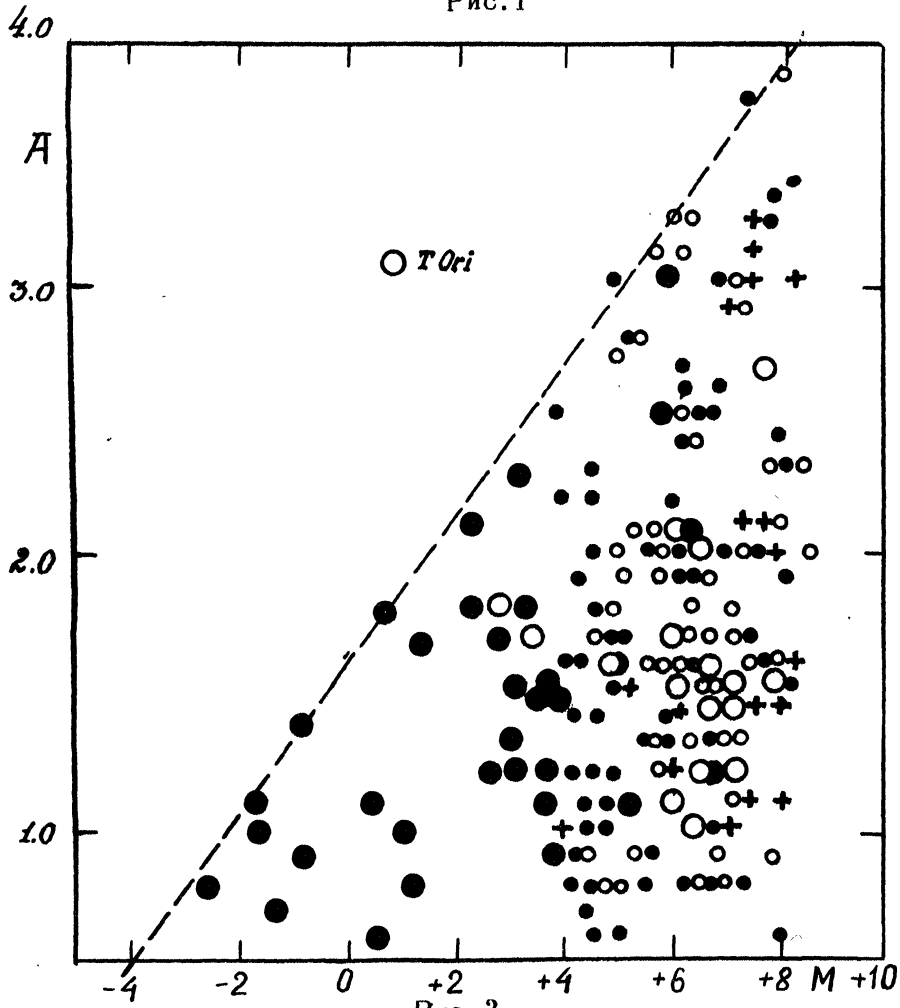


Рис. 2

переменных типа RW Aur, для которых получены пределы изменения блеска, т. е. максимальная амплитуда A , правда, определенная с разной степенью точности для разных звезд. Скорость изменения блеска, т. е. среднестатистическое отношение dm/dt , можно измерить только для нескольких десятков звезд, т. к. хорошие кривые изменения блеска переменных типа RW Aur имеются в небольшом количестве. Что касается остальных данных, то они пока могут служить лишь качественными характеристиками.

С другой стороны, различные этапы гравитационного сжатия могут косвенно характеризовать звезды различных масс, в предположении, что конденсация основной массы звезд молодых скоплений происходит в конкретный промежуток времени. Иными словами, следует использовать тот факт, что звезды разных масс находятся на неодинаковых ступенях развития. Почти всегда вместо массы приходится рассматривать светимость, либо спектральный класс.

Автором рассмотрена зависимость между максимальной амплитудой изменения блеска A и спектральным классом, также между A и абсолютной звездной величиной для некоторых ассоциаций с переменными типа RW Aur. Рассматривались следующие звезды типа RW Aur:

I — связанные с Большой туманностью Ориона	— 260 звезд,
II — связанные с другими туманностями в Орионе и находящиеся в окрестностях группы I	— 97 " — "
III — Т-ассоциация в NGC 2264	— 121 " — "
IV — входящие в Т-ассоциации в Тельце	— 65 " — "
V — Т-ассоциации в созвездии Орла	— 33 " — "
VI — Т-ассоциации в созвездии Лебедя	— 16 " — "
VII — ассоциация в Южной Короне	— 7 " — "
VIII — связанные с NGC 6530	— 50 " — "

(далее в тексте эта нумерация используется для сокращений), всего 640 звезд, что составляет 80% от известного числа звезд типа RW Aur. При этом использовались как данные, содержащиеся в "Общем каталоге переменных звезд" и дополнения к нему, так и данные, приведенные в оригинальных работах [1 — 4, 12 — 16].

На рис. 1 приводится зависимость между амплитудой A и спектральным классом для тех переменных из группы I, спектральные классы которых известны. На рис. 2 приведена диаграмма амплитуда A — абсолютная величина M для группы I. При построении ее звездная величина выбиралась с учетом "наиболее вероятного блеска"; подобная классификация была произведена еще П. П. Паренаго [4]. Так например, для переменной AZ Ori имеем пределы изменения блеска — $13^m.1$ — $15^m.8$. По характеристике, данной П. П. Паренаго, эта звезда чаще ярка, чем слаба, блеск лежит в основном во второй четверти амплитуды A ; такая звезда обозначается в [4] как Ib. Блеск принят равным $14^m.2$, что неплохо согласуется с наблюдениями Розино [12], и т. п. Звезды, которые не рассматривались в [4], классифицированы автором дополнительно. Лишь для 18 звезд взят медианный блеск. Были использованы сведения о всех звездах типа RW Aur, заключенных в

площадке с границами $\alpha_{1900} = 5^h 26^m \div 5^h 34^m$ и $\delta_{1900} = -4^\circ 30' \div -6^\circ 30'$, где наблюдается максимальная плотность переменных. Остальные звезды из скопления включены в II. Отбрасывались те звезды, нижний предел изменения блеска которых не определен из-за инструментальных возможностей, если только для них $A < 2^m 0$, — таких звезд 6%. Не были взяты те звезды, принадлежность которых к типу RW Aur твердо не установлена. Заметим, что включение и тех и других в диаграмму ничего существенного в ней на первый взгляд не меняет. Как будет показано ниже, различные причины, вызывающие дисперсию, почти всегда действуют в том же направлении, что и неопределенность в амплитуде A .

Полученные звездные величины были исправлены за поглощение по формуле $m_V - 4SE$, как это сделано в работе П. П. Паренаго [4], который определил цветовые избытки SE для 20 участков этой области. Исправленные за поглощение величины были приведены к абсолютным. Модуль расстояния принят равным $+8^m 0$, [4]. То обстоятельство, что различные части скопления находятся на разных расстояниях, не принималось во внимание. По определению К. Стренда [5] $m-M = +8^m 6$, поэтому ошибки в $m-M$, связанные с неодинаковым расстоянием до различных звезд, лежат в пределах точности определения модуля расстояния для скопления в целом. На рис. 2, так же как и на остальных, звезды без эмиссии изображены зачерненными, а эмиссионные — незачерненными кружками, вспыхивающие звезды — крестиками. Звезды, для которых получено наиболее достоверные характеристики и места наибольшего сгущения точек изображены кружками больших размеров.

На диаграмме $A-M$ все звезды укладываются в треугольник, катеты которого очевидно определены инструментальными возможностями, а диагональ хорошо описывается формулой

$$A^m = 0.265 M + 1^m 53 \quad (1).$$

Следует заметить, что огибающие на рис. 1 и 2 имеют точки перегиба, характерные для главной последовательности. Для всех звезд с достаточно большой степенью точности выполняется условие:

$$A_i \leq 0.265 M_i + 1^m 53 \quad (2),$$

где A_i и M_i — соответственно максимальный предел изменения блеска и абсолютная звездная величина звезды i . Исключение из 230 звезд составляет $T Ori$ (об этом будет сказано ниже). Интересно, что эмиссионные звезды занимают правую половину диаграммы: эти звезды, связанные с большой туманностью Ориона, почти все слабее $+4^m 5$. Впрочем, этот факт отмечался и раньше [1].

Попытаемся объяснить полученные диаграмму и зависимость.

Представляется маловероятным, что полученные соотношения обусловлены какими-либо инструментальными погрешностями; в работе использовались определения разных авторов на самых различных инструментах. Никакой другой селекции, кроме указанной выше, в отборе материала не было. Очень возможно, что рис. 1 и рис. 2 отражают физические процессы в скоплении, а именно, процессы формирова-

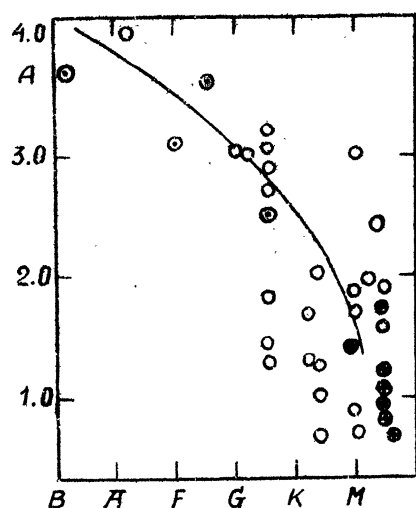


Рис.3

ния и развития звезд. Предположение, что определенный диапазон амплитуды A — индивидуальное свойство звезды данной массы на всех этапах гравитационного сжатия, приходится отбросить: в других случаях (рис. 3) звезды той же массы имеют совершенно отличный диапазон A .

Для того, чтобы наглядно представить стадию различных звезд в период гравитационного сжатия, примем возраст звезд группы I за 10^6 лет [2—5, 19], и введем понятие относительного возраста звезды конкретной массы через отношение времени существования скопления к периоду гравитационного сжатия для данной звезды. В табл. 1 вместо масс обозначены соот-

ветствующие им на главной последовательности спектральные классы.

Таблица 1.

S_p	t_{m_1}	t_{m_2}	S_p	t_{m_1}	t_{m_2}
B0	8.3	—	G0	0.011	0.14
B5	0.9	7.7	G5	0.009	0.10
A0	0.25	1.0	K0	0.004	0.08
A5	0.045	0.5	K5	0.0016	0.05
F0	0.024	0.3	M0	0.0005	0.02
F5	0.018	0.2	M8	—	0.001

Во второй колонке таблицы знаменателем взят период гравитационного сжатия, вычисленный в предположении гомологического сжатия при соблюдении условия лучистого равновесия [7], в третьей колонке использованы соответствующие расчеты Ч. Хаяши [10]. В первом случае относительный возраст обозначен t , во втором — t . Разумеется, все это имеет физический смысл лишь в том случае, если большинство звезд в ассоциации формируется в конкретный интервал времени.

Предположение об одновременности зарождения звезд в скоплениях и ассоциациях не ново. Оно применяется довольно часто, но в основном из соображений удобства теоретических расчетов и построения эволюционных треков. М. Шварцшильд [17] также пользуется указанным предположением очевидно из этих соображений. А. Г. Масевич и Э. В. Коток [18] указывают, что в случае гомологического сжатия звезды, для которой соблюдается условие лучистого равновесия, сравнение теории с диаграммой цвет — светимость для звезд в туманности Ориона приводит к выводу, что процесс формирования звезд в туманности занимал длительное время и возможно продолжается в нынешнюю эпоху (см. рис. 2 в работе [18]).

Трудно не согласиться с этим выводом. Тем более, что если иметь ввиду процесс образования звезд вообще в скоплении, некоторые результаты данной работы являются в какой-то мере подтверждением такого вывода. В то же время, трудно требовать соблюдения условия лучистого равновесия для звезд, энергетическое излучение которых меняется иногда на порядок за очень короткий промежуток времени — если пользоваться той же шкалой, что и при эволюционных расчетах — за $10^{-1} - 10^{-5}$ лет. Нельзя также не считаться с фактом, что такие звезды (т.е. переменные типа RW Aur) составляют в туманности Ориона весьма значительный процент, особенно среди слабых звезд — звезд с малой массой. Некоторые авторы высказывали мысль, что вообще все слабые звезды в очень молодых скоплениях должны быть переменными. В. Венцел, тщательно анализируя сумму наблюдательных данных [1], приходит к выводу, что звезды типа RW Aur имеют протяженные оболочки, и чем позже спектральный класс, тем большую протяженность имеют конвективные зоны в оболочках этих звезд. Подобные мнения высказывались и ранее [2, 22, 24].

Тем более существенным шагом вперед представляется решение эволюционной модели данное Ч. Хаяши [10, 11], который учел эти наблюдательные факты. Если применить последние расчеты Ч. Хаяши к диаграмме цвет — звездная величина, полученной К. Стрендом [5], как это сделали А.Г. Масевич и Э.В. Коток (см. рис. 6 в работе [18]), оказывается, что около 80% звезд попадают в область, ограниченную изохронами $0.5 \cdot 10^6 - 1.3 \cdot 10^6$ лет. Что касается последних чисел, то, во-первых, наблюдения К. Стренда имеют какой-то предел точности (особенно это относится к переменным), а во-вторых, в модели Ч. Хаяши не могут быть учтены все происходящие в действительности явления, хотя она и является хорошим приближением по отношению к наблюдательным данным. Однако в том случае, если результаты теории и результаты наблюдений в какой-то мере приближаются к действительности, оказывается, что основная масса звезд в скоплении начала свое развитие в довольно конкретный промежуток времени и лишь небольшое количество звезд образовались до и после этого периода. Причем, чем дальше во времени (в обе стороны от упомянутых изохрон), тем меньше становится таких звезд. Впрочем, что касается более позднего времени, это следует хотя бы из предпосылки об образовании звезд из реальной материи, которая рано или поздно должна исчерпаться в данной области Галактики.

Конечно, особый интерес представляет вопрос о неодинаковом развитии белоголубой и красной части главной последовательности. Приводимые здесь результаты указывают, что, например, на диаграммах А-М и А-Вр белоголубая часть последовательности оказывается наиболее гибкой и чувствительной к разности в галактическом возрасте отдельных скоплений. Собственно, большая часть приведенных выводов основывается на изучении поведения звезд с массой $m > 0.8 m_{\odot}$. Звезды с меньшей массой очевидно еще слишком "молоды", а кроме того, как показывают последние расчеты Ч. Хаяши [10], их массы в

худшем соответствии со светимостями на главной последовательности; интересно было бы также выяснить, насколько соответствует действительности вывод о неизменности температуры T_0 красных карликов на первом этапе их эволюции, полученный в той же работе. Вполне возможно, что указанный выше промежуток времени применим только к желтокрасной части последовательности, а процесс зарождения более массивных звезд был еще более коротким.

Таким образом, в нашем случае при подсчете относительного возраста принимались во внимание не только соображения удобства, но и вышеприведенные выводы. Безусловно, нельзя применять данные таблицы абсолютно для всех звезд; пока приходится говорить лишь о приблизительном возрасте t_m большинства звезд данной массы M . С помощью элементарных подсчетов можно показать, что даже в случае такого широкого интервала времени зарождения звезд, между относительным возрастом t_m "ранних" и "поздних" спектральных классов сохраняется существенная разница.

Учитывая, что, согласно существующим представлениям, светимость более ярких звезд, спустя определенное время после их зарождения, меняется в ограниченных пределах, можно считать, что на рис. 2 изображена зависимость между активностью (представленной через амплитуду A) и относительным возрастом звезд t_m . При изучении диаграммы "активность — относительный возраст" для звезд группы I становится ясно, что предположение об окончании стадии зарождения в какой-то степени соответствует действительности. С большей степенью уверенности это можно сказать о звездах с массой $M > 0.8 M_\odot$.

Построим подобную диаграмму для звезд группы II. Большинство звезд попадает в область (2), притом в район расположения звезд с эмиссионными линиями (правая сторона диаграммы). Однако многие более яркие звезды попадают в область $A_1 > 0.265 M_1 + 1^m 53$. К $T\ O\pi$ прибавляется $UX, BF, CO, BN, V\ 339\ Ori$; любопытно, что замечательная звезда $FU\ Ori$ имеет $A = 6^m 8$, хотя блеск ее меняется чрезвычайно медленно. Картина получается подобная той, которая изображена на рис. 3, где представлена зависимость амплитуда — спектральный класс для звезд из T — ассоциаций в Тельце — группа IV. Связать амплитуду со звездной величиной M для них затруднительно из-за более сложного учета поглощения и модуля расстояния, а спектральные классы известны для многих звезд этой группы. Не включена лишь звезда $ST\ Tau$, которая отстоит довольно далеко от центра ассоциации и кроме того временами ведет себя, как короткопериодическая цефеида (в период написания настоящей работы И.М. Ищенко исследовал кривую блеска $ST\ Tau$ по своим наблюдениям и любезно разрешил воспользоваться своими выводами). Максимальный предел изменения блеска $ST\ Tau$ $1^m 5$, спектральный класс $B2n$. Вид зависимости амплитуда — спектральный класс совершенно не похож на предыдущую, хотя правая часть ее осталась фактически такой же. T — ассоциации в Тельце скорее всего моложе скопления в Орионе. Звезды более "ран-

них" спектральных классов группы IV, попадающие в "зону избегания" для группы I, имеют повышенную активность, т.к. их относительный возраст t_{rel} меньше, чем для звезд группы I. Что касается звезд более "поздних" спектральных классов, то они еще настолько "молоды", что практически не отличаются от таких же в группе I. Интересно, что все те звезды из группы VII, спектральные классы которых известны, по своей активности хорошо согласуются с зависимостью на рис. 3 (маркируются как $\odot$). Возможно, что скопление в Южной Короне имеет тот же галактический возраст, что и Т-ассоциации в Тельце, если не меньший.

Звезды в окрестностях большой туманности Og1 также не подчиняются правилу (2), справедливому для переменных в туманности Og1 . Вполне вероятно, что многие звезды из окрестностей скопления в Og1 начали свое развитие после зарождения основной массы звезд в туманности. Интересно, что Юнг и Ховард [20] на основании статистических исследований открытых скоплений предположили, что большинство галактических скоплений образуются как устойчивые ядра O -ассоциаций. К такому же мнению приходит и Т. Менон [21], анализируя условия ионизации в туманности Og1 . Нельзя ли экстраполировать эти выводы и на звезды с несколько меньшей массой? Нам кажется, что приведенные выше выводы не противоречат такой возможности.

Что касается Т Og1 , то она либо проектируется на скопление, находясь на его краю (об этом в частности говорит и ее тангенциальная скорость по отношению к туманности [4]), либо возникла в туманности позже остальных звезд, соответственно только что приведенным предположениям.

Подобный анализ распределения амплитуд для звезд из NGC 2264 хотя и не дает четко выраженной зависимости, однако позволяет предположить, что переменные звезды группы III имеют промежуточный возраст между звездами групп I и IV, VII. Здесь следует вспомнить, что еще в 1954 г. В. А. Амбарцумян [22] обращал внимание на тот факт, что число эмиссионных звезд среди переменных в скоплениях не одинаково для разных ассоциаций. Это также может служить характеристикой возраста скоплений. Так, например, в туманности Og1 лишь 45 % известных переменных звезд имеют эмиссию в спектре или в H_{α} , в ее окрестностях — 75 %, в NGC 2264 — более 75 %. Характерно, что звезды, попадающие в область $A_1 > 0.265 M_1 + 1^{\text{m}}53$, в подавляющем большинстве — эмиссионные звезды.

По мнению автора, было бы целесообразно провести статистический анализ отношения числа переменных и спокойных звезд данной массы в разных скоплениях. Например, в туманности Og1 до спектрального класса A5 наблюдается следующий рост относительного процента переменных типа RW Aur: $0 \div B1 - 0\%$, $B2 \div B9 - 7\%$, $A0 \div A5 - 23\%$ (данные о спокойных звездах заимствованы из [4]). Особенно полезно проводить такой анализ в тех скоплениях и ассоциациях, для которых получены хорошие функции светимости.

Очень любопытными, в связи со всем вышеуказанным, представляются выводы, полученные в 1954 г. чешским астрономом З. Швештой [23]. Он обнаружил зависимость между амплитудой и спектральным подклассом для вспыхивающих звезд dMe . Оказалось, что чем позже спектральный подкласс этих звезд, тем выше амплитуда вспышки. Кроме того, вероятность обнаружить вспышку среди красных карликов $dM8$ гораздо больше, чем среди $dM0$. А ведь период гравитационного сжатия для красных карликов поздних подклассов, даже по расчетам Ч. Хаяши (по этим расчетам период сжатия звезд малой массы значительно сокращается), становится сравнимым с возрастом Местной системы, где обнаружено большинство вспыхивающих dMe звезд. Вполне возможно, что связь между активностью и относительным возрастом этих звезд имеет ту же природу, что и в случае молодых скоплений. Таким образом, полученные в настоящей работе и в работе [23] результаты подтверждают мысль об аналогичности процессов во вспыхивающих красных карликах и переменных типа RW Aur (в том числе у звезд T Tau), высказываемую неоднократно многими авторами.

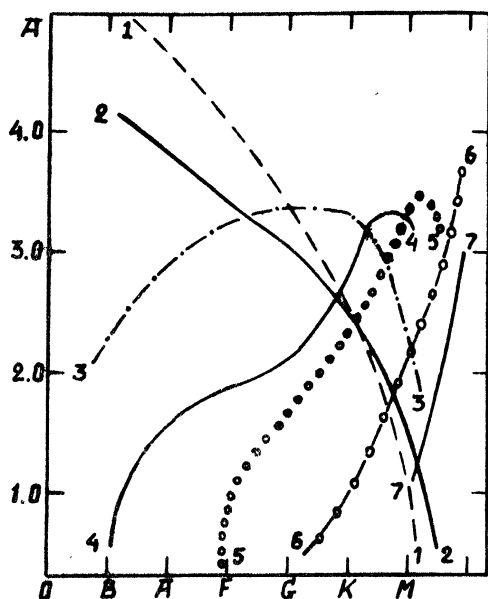


Рис. 4.

В порядке предложения на рис. 4 приводятся возможные изменения вида соотношения "активность — относительный возраст" в зависимости от времени жизни скопления. Нумерация кривых (1 — 7) соответствует различному галактическому возрасту скоплений и ассоциаций. Кривая 2 соответствует возрасту (и наблюдаемой зависимости) звезд в Тельце и Южной Короне, кривая 4 — возрасту тех звезд из группы I, которые произошли в более позднее время, кривая 5 — возрасту большинства звезд V и VI, кривая 7 — вспыхивающим красным карликам. Рис. 4 построен на основе всего материала, рассмотренного в данной работе. И хотя значительные ошибки в наблюдательных данных не позволяют получить конкретные выводы относительно звезд групп

V, VI и VIII, зависимость A-M для них существует и оказывается весьма полезной при таком анализе. Некоторые элементарные расчеты при интерпретации и экстраполяции производились в предположении, что на эволюционных треках Ч. Хаяши [10] до "поворота" происходит рост активности, а после "поворота" — спад.

Попытаемся теперь уяснить причину дисперсии на рис. 1 — 3. По мнению автора, она может заключаться в следующем:

1. Различного рода ошибки:

- а) в определении максимального предела изменения блеска A ,
- б) в определении звездных величин и приведении их к абсолютным;

2. Дисперсия, связанная с физическими условиями:

а) из-за длительности процесса конденсации,

б) из-за несоответствия сжимающейся массы наблюдаемому спектральному классу либо светимости на главной последовательности, что следует как из теоретических расчетов эволюционных треков, так и из наблюдаемого вида диаграммы цвет-светимость для рассматриваемых скоплений и ассоциаций. Характерно, что активность (в нашем случае амплитуда A) гораздо лучше коррелирует с абсолютной величиной, чем с показателем цвета, характеризующем помимо всего температуру T_e . Показатель цвета, как характеристика температуры, обременен значительными ошибками, особенно в случае эмиссионных звезд. Но кроме этого, в процессе гравитационного сжатия температура более ярких звезд меняется в большей степени, чем светимость [6–11] для конкретной звезды. Очевидно, спустя определенное время после зарождения, светимость в большей степени соответствует реальной массе, чем показатель цвета.

в) звезды "поздних" спектральных классов, для которых $t_m < 0.05$ возможно находятся в такой стадии развития, что у них происходит еще "рост" активности. Скорее всего, именно поэтому на всех рассмотренных примерах группы звезд (I–VIII) правая часть диаграммы почти не меняется.

г) из-за некоторого несовершенства максимальной амплитуды A , как параметра активности.

Перечисленные причины часто вызывают дисперсию одного порядка и поэтому разделение их представляется довольно трудной задачей.

Максимальная амплитуда A , которая фактически характеризует диапазон энергетических возможностей активной звезды, кажется неплохим параметром активности, если вспомнить, что у переменных RW Возничего энергия излучения иногда меняется в 10–15 раз при выделениях $10^{36} - 10^{39}$ эрг, (обе оси полученного соотношения представлены в логарифмической шкале).

Если, применяя математический аппарат теории ошибок, получить значения среднеквадратичных амплитуд для звезд типа RW Aur, не исключена возможность, что последние смогут стать лучшими параметрами активности. Хотя малые ряды наблюдений приводят к отсутствию корреляции (автором было рассмотрено несколько таких примеров), а длинные ряды пока существуют для немногих звезд. В ряде случаев возникает проблема учета более длинных и накладывающихся на них более коротких циклов колебания блеска или, выражаясь языком радиотехники, модулирующих и несущих частот.

Хочется верить, что и другие характеристики активности смогут дать корреляцию с относительным возрастом звезд. П. Н. Холопов

[24] указывал на подобные изменения частоты колебаний блеска переменных типа RW Aur. К сожалению, сведения о количественном анализе этого явления на достаточно большом материале пока не приводились в печати. В. Венцел [1] классифицировал звезды типа RW Aur по совокупности признаков спектр + кривая блеска (выделяются 4 группы). Было бы интересно рассмотреть эту классификацию с точки зрения активности — относительный возраст.

П. Н. Холопов обратил наше внимание на другое возможное объяснение наблюдаемой зависимости, связанное с неодинаковой реакцией на изменения блеска гиганта и карлика при одном и том же количестве затраченной энергии. Безусловно, указанная разница будет проявляться в характере кривой блеска, что, в свою очередь накладывает некоторую условность на определение "относительного возраста". Однако, как уже отмечалось, диапазон амплитуды A не может быть индивидуальным свойством данной звезды, т. к. он в разных ассоциациях неодинаков для звезд тех же масс. Очевидно, энергетические возможности данной звезды в какой-то степени пропорциональны ее массе.

В заключение хотелось бы отметить, что предложенная гипотеза очевидно не является единственно возможной. Так, например, она никоим образом не освещает существование и активность очень слабых белых звезд типа RW Aur, открытых П. П. Паренаго [4] в туманности Ориона. На рис. 2 последние находятся в области, занимаемой эмиссионными звездами. Значительные трудности, связанные с неоднородностью и недостаточностью материала, делают выводы относительно групп III, VI, VIII малоуверенными.

Автор искренне благодарит П. Н. Холопова и И. М. Ищенко за помощь и ценные замечания.

Литература:

1. W. Wenzel, *Sonneb. Veröff.* 5, №1, 1961.
2. G. H. Herbig, *ApJ* №43, 1960.
3. H. M. Johnson, *ApJ* 126, №1, 134, 1957.
4. П. П. Паренаго, Труды ГАИШ 25, 1, 1954.
5. K. A. Strand, *Dearborn Contr.* №13, 1958.
6. Su-Shu Huang, *ApJ* 134, №1, 12, 1961.
7. L. G. Henyey, R. Lelevier, R. D. Levee, *PASP* 67, №396, 1959.
8. S. Kumar, *AJ* 68, №2, 76, 1963.
9. W. H. McCrea and I. P. Williams, *Observatory* 82, №931, 247, 1962.
10. Ch. Hayashi, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 13, №4, 456, 1961.
11. Ch. Hayashi, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 13, №4, 442, 1961.
12. L. Rosino, A. Cian, *Mem SAIt* 32, №4, 297, 1962.
13. M. Petit, *Mem SAIt* 32, №3, 19, 1961.
14. Б. В. Кукаркин, Ли Цзин и Шень Лян-чжао, *AA sinica*, 5, №1, 194, 1957.
15. М. В. Долидзе, *АН* №224, 1961.
16. L. Rosino, *Mem SAIt* 27, №3, 1956.
17. М. Шварцшильд, *Строение и эволюция звезд*, И. Л. 1961.

18. А. Г. Масевич и Э. В. Коток, АЖ 40, 4, 659, 1963.
19. K. A. Strand, ApJ 128, № 1, 14, 1958.
20. A. T. Young and W. E. Howard, PASP 71, 330, 1959.
21. T. K. Menon, ApJ 136, № 1, 119, 1962.
22. В. А. Амбарцумян, Сообщ. Бюраканской обсерв., вып. 13, 1954.
23. Z d. Svestka, Бюлл. астрон. ин-тов Чехословакии, 5, № 1, 4, 1954.
24. П. Н. Холопов, Труды четвертого совещания по вопросам космогонии, 367, изд-во АН СССР, 1955.

Ташкентская Астрономическая обсерватория АН УзССР,
июнь 1964 г.