

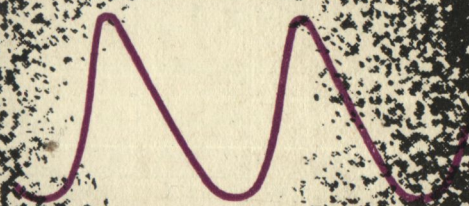
НОВОЕ  
В ЖИЗНИ, НАУКЕ,  
ТЕХНИКЕ

ЗНАНИЕ

1/1975

СЕРИЯ  
КОСМОНАВТИКА, АСТРОНОМИЯ

Ю. Н. Ефремов  
ПЕРЕМЕННЫЕ  
ЗВЕЗДЫ





---

**Ю. Н. Ефремов,**  
кандидат физико-математических наук

**ПЕРЕМЕННЫЕ  
ЗВЕЗДЫ**

ИЗДАТЕЛЬСТВО «ЗНАНИЕ»  
Москва 1975

**Ефремов Ю. Н.**

E92 Переменные звезды. М., «Знание», 1975.

64 с. (Новое в жизни, науке, технике. Серия «Космонавтика, астрономия», 1. Издается ежемесячно с 1971 г.)

Переменные звезды представляют собой обширную и очень интересную разновидность небесных объектов, изучение характеристик которых позволило расширить наши представления о физических свойствах звезд и всей Вселенной.

Предлагаемая брошюра о переменных звездах предназначена для широкого круга читателей.

20605

527

## СОДЕРЖАНИЕ

Звездное небо . . . . .	3
Какие бывают звезды? . . . . .	11
Самые молодые звезды . . . . .	21
Пульсирующие звезды . . . . .	29
Переменность двойных звезд . . . . .	47
Наблюдайте переменные звезды! . . . . .	60

**Ефремов Юрий Николаевич**

## ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Редактор *Е. Ю. Ермаков*. Обложка *И. Г. Зоткина*. Худож. редактор *В. Н. Колюхов*. Техн. редактор *Т. В. Пичугина*. Корректор *Л. С. Соколова*.

А 12703. Индекс заказа 54201. Сдано в набор 21/Х 1974 г. Подписано к печати 12/ХII 1974 г. Формат бумаги 84×108<sup>1</sup>/<sub>32</sub>. Бумага типографская № 3. Бум. л. 1,0. Печ. л. 2,0. Усл.-печ. л. 3,36. Уч.-изд. л. 3,35. Тираж 35 000 экз. Издательство «Знание». 101835. Москва, Центр, проезд Серова, д. 3/4. Заказ 2022. Типография Всесоюзного общества «Знание». Москва, Центр, Новая пл., д. 3/4.

Цена 11 коп.

## Звездное небо

---

Было уже поздно, и трехлетний сын моих знакомых уснул в автобусе. А потом мы шли в полной темноте по полевой дороге и огромные августовские звезды заполняли все вокруг; он проснулся, открыл глаза, ничего не увидел, кроме звезд, и спросил: «Мама, это сказка?» Он вырос в городе и никогда раньше не видел звезд...

Да, звездное небо прекрасно как сказка: это зрелище волнует душу и наполняет ее гордостью. Мы сумели узнать, что скрывается за этими бесчисленными искорками огня, почему они горят, на каких расстояниях находятся, какие сообщества образуют и даже сумели, кажется, узнать, как они возникают и гаснут.

Звезды — огромные газовые шары, подобные нашему Солнцу, светящиеся за счет идущих в их недрах ядерных реакций синтеза. Масса ядра нового элемента оказывается чуть меньше массы составивших его частиц, и этот дефект (уменьшение) массы, согласно формуле Эйнштейна  $E = mc^2$ , и служит источником энергии звезды. В недрах большинства звезд водород превращается в гелий, четыре протона объединяются в альфа-частицу.

Сродство звезд нашему Солнцу было окончательно доказано лишь в 1837—1838 гг., когда для трех из них удалось определить расстояние, измеряя их годичный сдвиг по небесной сфере (относительно более далеких звезд), отражающий движение Земли вокруг Солнца,— этот сдвиг тем больше, чем ближе звезда, но и для самой близкой не превосходит одной секунды дуги. Зная расстояние и учитывая, что блеск ослабевает пропорционально квадрату расстояния, можно найти светимость звезд — количество излучаемой ими энергии. Оно оказалось огромно, и стало окончательно ясно, что звезды — это далекие солнца.

Но с развитием методов определения расстояния звезд становилось все более ясным, что эти солнца бывают очень непохожи друг на друга. Резко отличаются их светимости — некоторые светят в сотни тысяч раз ярче Солнца, другие же в миллионы раз слабее. По своей температуре у поверхности ( $6000^\circ$ ), по массе и радиусу Солнце — также средняя звезда. Самые горячие звезды имеют температуру около  $50\,000^\circ$ , самые холодные —  $3000^\circ$ ; радиус звезд сверхгигантов больше солнечного в тысячи раз, а у карликов — меньше в десять раз. Наибольшие массы звезд превышают солнечную в 50—60 раз, а наименьшие составляют сотые доли массы Солнца. По всем своим характеристикам Солнце — самая средняя звезда; точнее говоря, оно ближе к «заходящим», но зато наиболее многочисленным холодным карликам.

Еще две тысячи лет назад Гиппарх поделил звезды по блеску на шесть классов, отнеся самые яркие звезды к первой величине, а самые слабые, видимые невооруженным глазом, — к шестой. В XIX в. было принято, что звезды первой величины ровно в сто раз ярче звезд пятой величины; тогда получается, что если  $I_1$  и  $I_2$  — блеск двух звезд, а  $m_1$  и  $m_2$  их звездные величины, то  $I_1/I_2 = 2,512^{(m_2-m_1)} = 10^{0,4(m_2-m_1)}$ , откуда  $\lg I_1/I_2 = 0,4(m_2 - m_1)$ . Эта шкала была продолжена и на самые слабые звезды. Сейчас 5-метровому телескопу доступны звезды 24-й величины: они слабее самой яркой звезды неба — Сириуса (величина его составляет  $-1^m,67$ ) в  $2,512^{26} \approx 10^{10}$  раз. Сириус намного ярче сияющего неподалеку, в созвездии Ориона, голубого Ригеля, величина которого  $0^m,13$ . На самом же деле Ригель излучает энергии больше, чем Сириус, в 3700 раз, но зато и находится на расстоянии, в 120 раз большем. Ригель — сверхгигант, а Сириус ярче Солнца всего лишь в 22 раза.

Как далеки звезды? На южном небе горит  $\alpha$  Кентавра<sup>1</sup>, четвертая по яркости на всем небе. На самом деле светимость ее почти точно равна солнечной, и ярка она лишь потому, что это — ближайшая к нам звезда. Свет от нее летит до нас 4,3 года. Космический зонд «Пионер-10», исследовавший в декабре 1973 г. окрестности Юпитера, станет первым творением рук человека,

<sup>1</sup> Обычно это созвездие называют Центавром, но мы ведь знаем из мифологии кентавров, а не центавров.

которому суждено покинуть пределы Солнечной системы. Если бы он был направлен в сторону  $\alpha$  Кентавра, то достиг бы ее примерно через 100 000 лет. На полет к Юпитеру «Пионер-10» затратил 21 месяц. Через 15 лет «Пионер-10» пересечет орбиту планеты Плутон и начнет свой путь к звездам.

Знакомый нам уже Ригель — самая далекая среди 20 ярчайших звезд нашего неба, она дальше  $\alpha$  Кентавра в 250 раз. От самых далеких звезд, относящихся к нашей звездной системе — Галактике, свет летит к нам 100—150 тысяч лет.

Темной августовской ночью прямо над головой призрачным пепельным сиянием светится Млечный Путь. Еще Галилей, направив на него свой первый телескоп — в сущности, подзорную трубу, много хуже той, которую теперь за 20 рублей можно купить в магазине фотопринадлежностей, — обнаружил, что это сияние складывается из блеска мириадом звезд, слишком слабых и слишком близких друг к другу на небе, чтобы быть различимыми невооруженным глазом. Наша звездная система имеет форму довольно тонкого диска, и Солнце расположено близ его края в экваториальной плоскости, смотря вдоль которой, мы и видим этот диск во всю глубину — видим Млечный Путь; если же смотреть в перпендикулярных направлениях, то очень далеких звезд почти не будет, поскольку диск тонок. Точнее говоря, этот тонкий диск, густо населенный звездами, окружен эллипсоидальной короной, но звезды в ней расположены редко.

Млечный Путь кажется состоящим из отдельных облаков разной яркости, а от созвездия Лебедя и дальше к югу он раздвоен на две части. Это объясняется тем, что в экваториальной плоскости Галактики концентрируется пылевая материя, поглощающая свет далеких звезд. Неравномерная яркость Млечного Пути связана еще и с тем, что звезды в галактическом диске распределены неравномерно; наиболее яркие из них концентрируются в спиральных рукавах, исходящих из центральных областей Галактики.

Помимо звезд и состоящего из них Млечного Пути (мы не будем говорить здесь о планетах и вообще о том, что принадлежит к Солнечной системе) на небе можно увидеть и слабые туманные пятнышки — например, в Орионе, в Андромеде, в Персее. Телескоп и фотопластинка показывают, что туманность Ориона — облако иони-

зированной водорода, возбуждаемого соседними горячими звездами, туманность Андромеды — соседняя спиральная галактика (звездная система, подобная нашему Млечному Пути), находящаяся от нас на расстоянии, вдесятеро большем диаметра нашей Галактики и вдвое превосходящая по размерам нашу звездную систему. А вот пятнышко в Персее — это двойное звездное скопление  $\chi$  и  $h$  Персея в нашей Галактике, состоящее из нескольких тысяч звезд самой разной температуры и светимости. Крошечный ковшик Плеяд — тоже звездное скопление, гораздо более бедное, но зато и намного более близкое. Звезды Гиад, разбросанные неподалеку от Плеяд (тоже в созвездии Тельца), — пример еще более близкого скопления, почти не выделяющегося на общем звездном фоне. Большинство звезд в ковше Большой Медведицы близки друг к другу в пространстве и движутся в одном направлении и с одинаковой скоростью — это тоже ядро очень близкого скопления. Звезды в скоплении образовались в едином процессе и имеют практически одинаковый возраст. Сравнение характеристик разных скоплений дает поэтому очень важные сведения для построения теории звездной эволюции.

Продолжим эту беглую прогулку по звездному небу. «С достоверностью можно утверждать, — писал Юрий Олеся, — что подавляющее большинство людей не уделяет какого-либо особого внимания звездному небу... Пожалуй, в основном люди, живущие в городах, не предполагают, что вид неба в целые периоды года почти одинаков, что это неподвижный узор». А на самом деле, неужели же многие думают, что «каждым вечером взлетает и рассыпается в небе новая звездная ракета»?

Узор созвездий изменяется очень медленно, за тысячелетия, но вид звездного неба разный в различные времена года.

Солнце, озаряющее атмосферу, мешает нам видеть звезды днем. В декабре ночная сторона Земли обращена в противоположную июльской сторону пространства, и другие звезды видим мы над южным горизонтом. Полярная звезда не отходит дальше  $1^\circ$  от полюса мира — точки пересечения земной оси с небесной сферой; высота полюса мира над горизонтом равна, очевидно, широте места наблюдения, и звезды, угловое расстояние которых от полюса мира меньше широты, никогда не заходят в данном месте. Обе Медведицы, Кассиопею, Жирафа,



Дракона и несколько других созвездий в любое время года можно найти над горизонтом в наших средних широтах. В декабре, в полночь, на юге сияет блистательный Орион, туго стянутый тремя звездами своего пояса, указывающими направление на дрожащий низко над горизонтом алмазный Сириус. Соперничают оттенками красного цвета Бетельгейзе в Орионе и Альдебаран в Тельце, а повыше, в Возничем, горит желтая Капелла, самая яркая зимняя звезда Северного полушария неба (Сириус находится южнее небесного экватора). Постепенно эта «сиятельная» компания заходит за горизонт все раньше и раньше, и в марте — апреле тускловатый Регул в трапедии Льва, голубая Спика и яркий оранжевый Арктур (да, увы, оранжевый, а не голубой, как пишет Юрий Казаков в прекрасном своем рассказе) доминируют на небосклоне. А летом их сменяет «летний треугольник» — Вега, Денеб, Альтаир — в маленьком созвездии Лиры, в распростертом над головою кресте Лебеда и в Орле. Вега делит с Арктуром звание ярчайшей звезды Северного полушария неба; она, Капелла и Ригель — звезды нулевой величины, а Альдебаран, Альтаир, Спика — первой. Само собой разумеется, что звезды, объединяемые по древней традиции в 88 созвездий, в пространстве находятся очень далеко друг от друга. Конечно, исключения составляют некоторые звезды, входящие в звездные группировки.

Звездный узор неизменен для человека, но меняются ли сами звезды (нет, не за миллионы и миллиарды лет, а вот у нас на глазах)? Переменные звезды существуют, о них и будет наш рассказ.

Переменные звезды — это те, блеск которых испытывает колебания. У некоторых он изменяется строго периодически, по ним можно проверять часы. Периоды правильных переменных составляют от немногих часов до сотен дней. Есть звезды полуправильные, у которых в изменении блеска можно подметить лишь слабую периодичность, и неправильные звезды, изменяющие блеск самым хаотичным образом. Иногда вспыхивают Новые звезды, которые за несколько дней вдруг разгораются на небе — а на фотографиях перед вспышкой на их месте находят лишь слабенькую звездочку. Через несколько месяцев или лет звезда, воссиявшая, как Альтаир или даже Вега (это случается несколько раз в столетие), снова становится доступной лишь телескопу. Но вспыш-

ки некоторых звезд повторяются через 20—50 лет, и тем реже, чем больше амплитуда вспышки. Может быть, и типичные Новые звезды вспыхивают неоднократно — но через сотни и тысячи лет?

Кроме того, есть и такие звезды — их так и зовут вспыхивающими, — которые на глазах наблюдателя за несколько минут наливаются светом, становятся ярче в сотни раз и за полчаса-час возвращаются к исходному состоянию.

Совсем недавно, в 1969 г., стало ясно, что существуют звезды, которые кажутся глазу абсолютно постоянными, хотя на самом деле блеск их сильно изменяется. Но он изменяется слишком быстро! — и глаз не успевает отреагировать. Строго говоря, такая звезда известна пока только одна. Это слабенькая звездочка 16-й величины в созвездии Тельца. Блеск ее изменяется с периодом 0,033094515 с, и для глаза эти проблески света сливаются в ровное сияние. Звезда эта расположена в центре знаменитой Крабовидной туманности. С тем же периодом изменяется ее рентгеновское и радио-излучение. Краткость периода говорит о том, что это весьма плотное тело сравнительно небольших размеров. Крабовидная туманность расширяется, и экстраполяция назад показывает, что расширение началось около 900 лет назад. В 1054 г. китайские хроники зарегистрировали в этой области неба «звезду-гостью», которая несколько месяцев сияла ярче Венеры (наибольший блеск Венеры, кстати, — 4<sup>m</sup>,9). Наша звезда — знаменитый пульсар в Крабовидной туманности — и сама эта туманность являются остатками грандиозной катастрофы, происшедшей в 1054 г. Это была вспышка Сверхновой — тоже разновидности переменных звезд. Не поздоровится нам, если одна из ближайших звезд вспыхнет как Сверхновая!

Бесконечно разнообразный и удивительный мир переменных звезд делится астрономами на три главных типа: пульсирующие, эруптивные (взрывные) и затменные переменные звезды. Блеск пульсирующих переменных изменяется из-за изменения радиуса и температуры поверхности звезды. Чем меньше радиус, тем звезда... ярче, так как при уменьшении радиуса возрастает температура. Большинство пульсирующих звезд «дрожат» строго периодически; период их определяется плотностью — чем больше плотность, тем меньше период.

Определять период можно с очень большой точностью даже при невысокой точности оценок блеска (накапливая наблюдения многих полных циклов), и наблюдения пульсирующих звезд оказываются наиболее чувствительным индикатором эволюции звезд, ибо позволяют следить за изменениями их средней плотности.

Эруптивные звезды, как говорит само название, подвержены процессам взрывообразного характера. Иногда эти взрывы разносят практически всю звезду, как это происходит со Сверхновыми звездами, иногда это — вспышки вроде солнечных протуберанцев, только большего масштаба. Некоторые из этих звезд — молодые, недавно сформировавшиеся, неустоявшиеся еще звезды («младая кровь в них играет»); другие же — компоненты тесных двойных систем. Взаимодействие между компонентами, обмен вещества между ними, испускаемые ими потоки газа и вызывают переменность блеска, появление ярких линий в спектре. К таким системам относятся Новые и новоподобные звезды, время от времени освобождающиеся от накопившегося при столь тесном соседстве напряжения при помощи мощных вспышек.

Затменные звезды изменяют блеск вследствие чисто случайной причины: это двойные системы, плоскость орбиты которых ориентирована таким образом, что через нее проходит луч зрения к земному наблюдателю. При каждом обороте одной компоненты вокруг другой (точнее, вокруг общего центра тяжести) одна из них проецируется на или за диск другой, и суммарный блеск системы падает. Иногда собственно затмения не наблюдаются, но вследствие близости друг к другу компоненты имеют не шарообразную, а эллипсоидальную форму, и суммарная площадь обращенной к Земле светящейся поверхности непрерывно изменяется. У таких звезд часто наблюдаются и явления нестационарности, связанные с пространственной близостью компонент. Затменные звезды позволяют определить многие важнейшие характеристики звезд, и прежде всего — их массу.

Можно выделить еще и четвертый тип переменных звезд — вращающиеся звезды с неоднородными поверхностной яркостью и температурой. К Земле обращен то горячий, то холодный бок звезды, почему блеск звезды и изменяется. К таким звездам относятся, по-видимому, магнитные переменные — звезды с сильным магнитным

полам, у которых редкоземельные элементы и поверхностная яркость распределены по поверхности симметрично магнитному экватору, не совпадающему с экватором оси вращения. Горячее пятно наблюдается у некоторых тесных двойных звезд, особенно если одна из компонент — рентгеновский источник, обжигающий повернутую к нему сторону своего соседа. Наконец, пульсары, излучающие через свои магнитные полюса, не совпадающие с полюсами оси вращения, также можно отнести к этой категории переменных звезд.

Астрономы интересуются переменными звездами гораздо больше, чем постоянными, и это вполне понятно. Во-первых, изменения блеска и спектра очень многое говорят о физических характеристиках звезды. У переменных звезд можно найти светимость, массу, радиус, плотность, температуру, изучить строение атмосфер и движение газа в них. Во-вторых, явления переменности во многих случаях связаны с критическими этапами в жизни звезд, и их изучение дает один из лучших способов проверки теории звездной эволюции. В-третьих, переменные звезды являются своего рода маяками в просторах Вселенной. Как моряк по подаваемым маяком световым сигналам может безошибочно сказать, близ какого он порта или мыса, так и астроном, изучив характер изменений блеска звезды (а для этого часто бывает достаточно простых глазомерных оценок блеска, лишь бы их было достаточно много), в ряде случаев может сказать, на каком расстоянии она находится. Это особенно важно в том случае, если звезда входит в какую-либо звездную систему. У некоторых типов пульсирующих звезд, в первую очередь цефеид, период связан со светимостью, сопоставляя которую с видимым блеском, легко найти расстояние. Обнаружение цефеид в туманности Андромеды в 1923—1924 гг. позволило определить ее расстояние и в конце концов доказать, что наша Галактика — не единственная всеохватывающая звездная вселенная, а лишь одна из бесчисленного множества систем, подобных туманности Андромеды. Немного ранее изучение переменных звезд в шаровых звездных скоплениях привело к выводу, что эти скопления очерчивают контуры нашей звездной системы, центр которой, как оказалось, находится очень и очень далеко от Солнца. Не будет преувеличением сказать, что в создании современной кар-

тины мироздания не последнюю роль сыграло изучение переменных звезд.

Переменные звезды «говорят» не только о расстоянии включающей их звездной системы, но и о типе ее звездного населения, ее возрасте. Скажем, для молодых рассеянных скоплений типичны цефеиды (период изменения их блеска обычно несколько дней), а для старых образований (шаровых скоплений) — переменные типа *RR* Лиры, с периодами в доли дня. Но в ближайших к нам галактиках — Магеллановых Облаках — давно уже были известны скопления, которые по виду (огромное количество членов, резкая концентрация к центру) напоминали шаровые, а по цвету — рассеянные. Обнаружение в них цефеид доказало, что мы имеем дело со скоплениями, неизвестными в нашей Галактике, — с молодыми шаровыми скоплениями.

Переменные звезды заслуживают популярности и среди неспециалистов, тем более что это наиболее благодарный предмет наблюдений для астрономов-любителей. Эти наблюдения могут быть очень полезны для науки, были бы только они систематическими. В самом деле, только известных по каталогам переменных звезд в одной лишь нашей Галактике приходится по сотне на каждого астронома — специалиста по переменным звездам (и по десятку, если вообще считать всех астрономов). Однако интересную звезду изучают множество исследователей, а о нескольких тысячах звезд не известно ничего кроме того, что они переменные...

Чем же отличаются переменные звезды от постоянных, какое место занимают они в бесконечном разнообразии звездного мира? Но прежде чем рассказывать о переменных звездах, надо описать обычные звезды.

## Какие бывают звезды?

---

Посмотрите в телескоп на богатое рассеянное скопление, например, на  $\eta$  и  $\chi$  Персея. Вы увидите груды сияющих бриллиантов, в которой кое-где затесались светло-розовые рубины той же яркости; их гораздо меньше. И это зрелище еще прекраснее оттого, что мы осознаем в этой красоте могущество человеческого разума. Теория звездной эволюции объясняет, почему в молодых рас-

сеянных скоплениях на десяток ярких голубых звезд приходится одна красная. Несколько иначе по этому поводу сказал М. Волошин: «Но ужас звезд от знания не погас...»

Характеристики звезды, определяемые непосредственно из наблюдений,— это прежде всего ее светимость и температура. Диаграмма, на которой сопоставлены эти две величины, является главным средством изучения мира звезд, ибо оказывается, что звезды на этой диаграмме расположены в строго определенных местах в зависимости от их массы, химического состава и возраста.

Светимость легко определить, если знать расстояние. Самый простой способ — измерить направление на звезду с двух концов одного диаметра земной орбиты, т. е. сейчас и через полгода. Звезда сместится на фоне более далеких звезд на угол, под которым с нее виден диаметр земной орбиты. Но это измерение годичных параллаксов возможно лишь для очень близких звезд. Для самой близкой —  $\alpha$  Кентавра, параллакс составляет  $0,75''$ ; обычная точность его определения —  $0,01''$ . Сейчас известны параллаксы около 6000 звезд. Из параллакса  $\pi$  легко найти расстояние  $r$ , зная расстояние  $a$  Земли от Солнца:  $r = a/\sin\pi$ . Поскольку синус малого угла можно заменить углом в радианной мере,  $\sin\pi \approx \pi/206265$ , то  $r = 206265 a/\pi''$  км. Звездные расстояния выражаются, конечно, не в километрах, а в парсеках (пс):  $r = 1/\pi$  пс. На расстоянии в 1 пс находилась бы звезда с параллаксом в  $1''$ . Иногда, особенно в популярной литературе, употребляют как единицу расстояния световой год ( $1 \text{ пс} = 3,259 \text{ световых лет} = 3,08 \cdot 10^{18} \text{ см}$ ).

Параллакс можно определить у звезд, расположенных не далее 100 пс от Солнца. Зная собственные движения (т. е. угловое перемещение по небесной сфере за год) и лучевые скорости (т. е. составляющую пространственной скорости, направленную по лучу зрения и измеряемую в километрах на секунду по доплеровскому смещению линий в спектре), можно оценить расстояние и для более далеких звезд, но только статистически, для однородных групп звезд. Из расстояния и видимого блеска нетрудно определить светимость, которая выражается или в единицах светимости Солнца, или в абсолютных величинах (т. е. звездной величине, которую звезда имела бы на расстоянии 10 пс). Видимая  $m$  и абсолютная величина  $M$  связаны друг с другом форму-

лой  $I/I_0 = 2,512^{M-m} = 10^2/r^2$ , где  $I$  — блеск звезды на данном расстоянии и  $I_0$  — на расстоянии в 10 пс. Про-логарифмировав эту формулу, получим:  $0,4 (M-m) = = 2 - 2 \lg r$ , откуда  $\lg r = 0,2 (m - M) + 1$ . Итак, расстояние определяется величиной  $m - M$ , называемой модулем расстояния. К несчастью, видимая величина обычно бывает существенно ослаблена поглощением света в межзвездной пылевой среде, учитывать которое необычайно трудно. Поглощение света ведет также и к покраснению звезд, ибо синие лучи поглощаются межзвездной средой сильнее, чем красные.

Светимость некоторых звезд можно определить и не зная расстояний, например, по особенностям спектра, по периоду изменения блеска. Наконец, светимость членов скоплений можно определить, зная расстояния скоплений, о методах определения которых речь будет ниже.

О температуре говорит прежде всего спектр звезды: распределение энергии в нем, расположение и интенсивность темных линий. Спектры звезд, согласно классификации, разработанной в Гарвардской обсерватории (США) в начале нашего века, делятся на семь основных классов: O, B, A, F, G, K, M, причем звезды O — самые горячие (температура поверхности около  $30\,000^\circ$ ), а M — самые холодные ( $3000^\circ$ ). Множество сведений о звездах может извлечь астроном из узкой полоски спектра, недаром для спектральных работ и выделяется львиная доля дорогого наблюдательного времени больших реф-лекторов. Это не только значения температуры и светимости, но и химический состав, движения газов в атмосфере, магнитное поле, вращение, скорость движения по лучу зрения. О распределении энергии в спектре и тем самым о температуре звезды может рассказать и показатель цвета — разность звездных величин в двух участках спектра, чаще всего в желтой и синей ( $B - V$ ). Определение звездных величин гораздо менее трудо-емко, чем получение спектра; за время, нужное для получения спектрограмм, можно получить показатели цвета на 5—6 величин более слабых звезд. Широкое вне-дрение, начиная с 50-х годов, фотоэлектрической фото-метрии и стандартных светофильтров привело к тому, что точность звездной фотометрии достигает сейчас 0,01 — 0<sup>m</sup>,001, и результаты разных исследователей строго сопоставимы друг с другом. Однако на показате-ли цвета влияет межзвездное поглощение света, от чего

свободны спектры звезд. Его можно учесть фотометрическим путем, применяя многоцветную фотометрию, например, систему  $UBV$ , в которой измеряется блеск в ультрафиолетовой, синей и желтой частях спектра — сопоставляя показатели цвета  $U - B$  и  $B - V$ , на которые поглощение влияет по-разному.

Итак, зная светимость и температуру поверхности звезды, можно сопоставить их на диаграмме. Такого

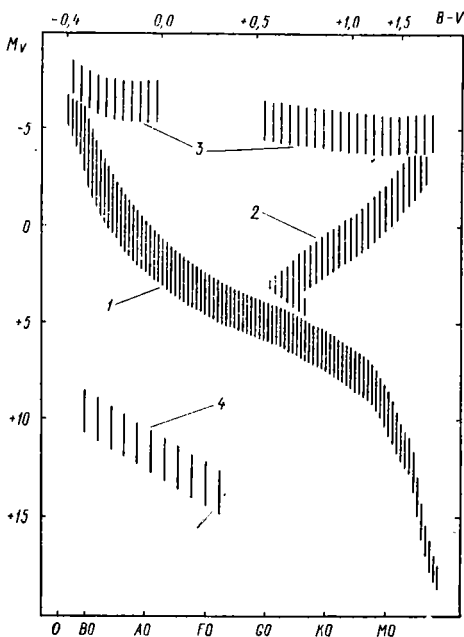


Рис. 1. Схема диаграммы Герцшпрунга — Рессела для звезд галактического поля. По оси абсцисс отложены спектральные классы (внизу) и показатели цвета  $B - V$  (вверху). Обе эти характеристики зависят от поверхностной температуры звезды. По оси ординат — абсолютная величина, определяемая количеством излучаемой звездной энергии. Цифрами указаны: 1 — главная последовательность; 2 — гиганты; 3 — сверхгиганты; 4 — белые карлики.

рода диаграммы были впервые независимо построены в 1908—1910 гг. Э. Герцшпрунгом и Г. Ресселом. На рис. 1 представлена диаграмма Герцшпрунга — Рессела (Г — Р) для звезд из окрестностей Солнца, имеющих разные происхождение и возраст. На диаграмме прежде всего бросается в глаза наклонная полоса, называемая главной последовательностью, которая тянется от голубых ярких звезд к слабым красным карликам. В правом верхнем углу диаграммы — группа красных гигантов, над которыми тянется к главной последовательности редкая полоска очень ярких звезд-сверхгигантов;



в левом нижнем углу — немногочисленные белые карлики.

Первая эволюционная интерпретация диаграммы светимость — спектр была дана самим Ресселом. Он предположил, что, зарождаясь как холодные огромные сверхгиганты, звезды, постепенно сжимаясь и разогреваясь, попадают на главную последовательность, после чего снова остывают и продвигаются по ней вниз. Уже в двадцатые годы стало ясно, что эта гипотеза не верна, но диаграмма Герцшпрунга — Рессела остается важнейшим средством проверки выводов теории эволюции. Далеко не все последовательности на ней совпадают с «эволюционными треками», т. е. с эволюционными перемещениями звезд. Густо населенные области диаграммы — это те, в которых звезды живут долго. Особое значение имеют диаграммы звездных скоплений, поскольку звезды в них образовались примерно одновременно и имели первоначально один и тот же химический состав; диаграмма Г — Р для звезд поля<sup>1</sup> показывает смесь объектов разного происхождения, а сравнение диаграмм скоплений дает надежду уловить возрастные отличия между ними.

Звездные скопления бывают двух родов — рассеянные и шаровые. В рассеянных скоплениях обычно сотни, иногда тысячи членов; они концентрируются к плоскости Млечного Пути; в шаровых скоплениях сотни тысяч членов, они входят в сфероидальную корону Галактики и концентрируются к ее центру. Относительно Солнца шаровые скопления движутся очень быстро, но это потому, что Солнце, как и другие объекты, концентрирующиеся к плоскости Галактики, вращается вокруг ее центра, а шаровые скопления и другие объекты короны почти не принимают участия в галактическом вращении.

Диаграммы Г — Р резко отличаются для этих двух родов скоплений. Главная последовательность рассеянных скоплений обрывается при самых различных светимостях, от  $-7^m$  до  $+2^m$ , но верхний конец ее неизменно загибается вправо вверх; на его уровне находятся несколько гигантов или сверхгигантов, отсутствующие, впрочем, в бедных скоплениях. Звезды шаровых скопле-

---

<sup>1</sup> Так называют звезды (и галактики), не входящие в какие-либо скопления.

ний располагаются вдоль главной последовательности лишь до светимости около  $+3^m$ , а затем они уходят вправо и вверх в область красных гигантов; пробел, разделяющий красные гиганты и главную последовательность у рассеянных скоплений, отсутствует у скоплений шаровых (рис. 2).

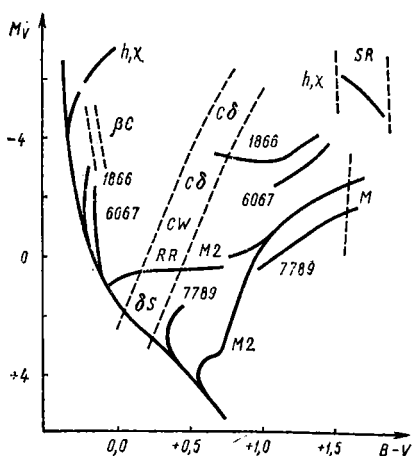


Рис. 2. Сводная диаграмма «цвет — светимость» для четырех рассеянных скоплений ( $\chi$  и  $h$  Персея, NGC 1866, NGC 6067, NGC 7789) и одного шарового скопления (M2). Пунктиром указаны полоса нестабильности, населенная цефеидами (Cδ и CW), звездами типа RR Лиры (RR) и δ Щита (δ S), а также области, занимаемые пульсирующими звездами типа β Цефея (β C), Миры Кита (M) и полуправильными (SR).

Еще одно отличие — химический состав. У рассеянных скоплений содержание тяжелых элементов (под ними подразумевается все, кроме водорода и гелия) близко к солнечному, отличаясь от него не более чем в несколько раз; шаровые же скопления беднее ими в 10—100 раз.

Эти различия распространяются и на весь мир звезд, делящийся на два главных населения. Рассеянные скопления являются типичными представителями населения I (или плоской составляющей Галактики), шаровые — населения II (или сферической составляющей). Каждую звезду, каждое скопление можно отнести к одному из этих двух типов, хотя, конечно, деление на два типа слишком грубое, в каждом можно выделить подтипы. Эта классификация мира звезд стала общепринятой в сороковых годах, в основном благодаря работам В. Бааде и Б. В. Кукаркина, хотя начало ее было заложено еще в двадцатых годах Б. Линдбладом, Я. Оортом и другими. Деление звездного населения на два типа особенно заметно у спиральных галактик; эллиптические галактики

состоят только из звезд населения II, а в неправильных преобладает население I.

Основные особенности звезд разных населений — отличия их диаграмм Г — Р, содержания тяжелых элементов, пространственно-кинематических характеристик — получили блестящее объяснение в современной теории звездной эволюции, основы которой были заложены в пятидесятых годах. Точнее говоря, именно в это время получили объяснение особенности диаграмм Г — Р для двух звездных населений.

В конце тридцатых годов стало ясно, что источником энергии звезд являются ядерные реакции, превращение водорода в гелий, как это и предвидел А. Эддингтон, заложивший основы современной теории внутреннего строения звезд. Горячие звезды высокой светимости должны израсходовать запасы ядерного горючего за немногие миллионы лет. Вывод о продолжающемся в наши дни звездообразовании стал в сороковых годах неизбежен. Отмечая, что молодые звезды находятся обычно рядом с поглощающими свет газопылевыми облаками, Г. Рессел на склоне дней одним из первых пришел к выводу о недавней конденсации звезд из такого рода облаков. Сильно способствовали победе представлений о продолжающемся в современную эпоху групповом звездообразовании работы В. А. Амбарцумяна.

В первое время после образования источником энергии будущей звезды — «протозвезды» — служит только гравитационное сжатие. Она постепенно разогревается и откуда-то справа на диаграмме Г — Р, из далекой инфракрасной области подходит к главной последовательности. На нижней ее границе — начальной главной последовательности — находятся звезды, ядра которых достаточно нагреты для того, чтобы в них началась переработка водорода в гелий. По мере выгорания водорода в ядре светимость звезды растет, а температура несколько падает — звезда медленно уходит вправо вверх с начальной главной последовательности. У массивных звезд скорость этого ухода постепенно возрастает, и когда масса гелиевого ядра достигает примерно 10% массы звезды, оно сжимается, а оболочка звезды быстро расширяется и охлаждается. На диаграмме Г — Р звезда при этом быстро переходит с верхнего конца главной последовательности рассеянного скопления в область красных сверхгигантов. Длительность жизни звезды на

стадии главной последовательности прямо пропорциональна запасам горючего — массе — и обратно пропорциональна темпу, с которым оно расходуется — светимости. Светимость же пропорциональна массе в кубе, и поэтому чем ярче звезда, тем меньше времени она проводит на главной последовательности. Понятно, что скопления, у которых главная последовательность обрывается близ  $M_v = -7^m$ , наиболее молоды, их возраст порядка  $10^7$  лет, а скопления, у которых главная последовательность обрывается у  $+2^m$ , имеют возраст порядка  $5 \cdot 10^8 - 10^9$  лет. Понятно также, почему погибают вправо концы главных последовательностей рассеянных скоплений (рис. 2) — чем больше светимость звезды, тем дальше успела она отойти от начальной главной последовательности.

В скоплении данного возраста звезды с массой больше некоторого значения уже ушли с главной последовательности и находятся на стадии красного сверхгиганта, в который превращаются массивные звезды после того, как их ядро нагреется в результате сжатия до температуры, необходимой для превращения гелия в углерод. После этого эволюционные треки начинают описывать на диаграмме Г—Р широкие петли (рис. 3), последовательно включаются новые реакции синтеза — превращение углерода в кислород и т. д. вплоть до истощения источников ядерной энергии: синтез элементов тяжелее железа идет уже с затратой энергии.

Что происходит с массивной звездой дальше не вполне ясно, но по современной теории она должна либо взорваться как Сверхновая, либо погибнуть под собственной тяжестью, не сдерживаемой более газовым давлением после иссякания энергетических ресурсов, если только не потеряет так или иначе избыток массы. В результате гравитационного сжатия (коллапса) звезды внутрь самой себя, она превращается в «черную дыру» и пропадает для внешнего наблюдателя — гравитационное поле не выпускает наружу ни одного фотона. Звезды более массивные, чем сейчас наблюдающиеся в скоплениях красные гиганты, должны быть уже или «черными дырами» или остатками Сверхновых — нейтронными звездами. По-видимому, пульсарная активность их затухает довольно быстро, иначе пульсары встречались бы преимущественно в скоплениях.

Возраст рассеянных скоплений самый разнообразный,

а у шаровых скоплений, как можно судить по светимости, при которой их звезды уходят с главной последовательности, примерно одинаков, около  $(10-15) \cdot 10^9$  лет. Массы наблюдаемых ныне звезд шаровых скоплений не превосходят 1,5 солнечных. Ядро сжимается и нагревается у таких звезд медленно, и температура, достаточная для начала горения гелия, достигается только у правого конца ветви гигантов. Включение реакции горе-

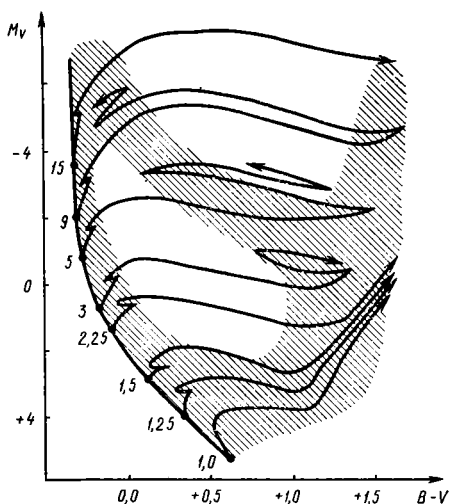


Рис. 3. Эволюционные треки с массами от 1,0 до 15 масс Солнца, рассчитанные Ибенем. Исходная точка находится на начальной главной последовательности. Заштрихованы области медленной эволюции, соответствующие более населенным областям диаграммы Герцшпрунга — Рессела. В области главной последовательности звезды живут вдесятеро дольше, чем в области красных гигантов.

ния гелия приводит звезду на горизонтальную ветвь (рис. 2). Дальнейшая судьба звезд шаровых скоплений не вполне ясна, но, видимо, они должны превратиться в белых карликов. Если звездам рассеянных скоплений удастся так или иначе сбросить излишки массы, они также могут стать белыми карликами. По-видимому, и в рассеянных и в шаровых скоплениях должны присутствовать в большом количестве эти звездные «огарки»

с ничтожно малой светимостью или же вообще черные, несветящиеся. Выявить их чрезвычайно трудно, и эта задача до сих пор остается нерешенной, хотя (по крайней мере для белых карликов в близких скоплениях) она в пределах возможностей наших телескопов и очень важна для теории звездной эволюции.

Итак, шаровые скопления стары, возраст их почти одинаков, тяжелых элементов в них мало, и они населяют сферическую невращающуюся корону Галактики. Возраст рассеянных скоплений разнообразен (есть даже несколько скоплений почти столь же старых, как и шаровые скопления), они продолжают образовываться и в наше время, тяжелых элементов в них немного больше, чем в шаровых скоплениях, они концентрируются к плоскости Галактики и вращаются вокруг ее центра. Таковы же соответственно свойства объектов населения II и I.

Неизбежен вывод, что объекты населения II образовались на раннем этапе эволюции сфероидальной газовой протогалактики из вещества, состоящего почти исключительно из гелия и водорода. За короткое время, порядка  $1,0 \cdot 10^9$  лет или меньше, звездообразование в короне завершилось, газ осел к экваториальной плоскости системы, но вращение препятствовало сжатию его к центру. В промежутке совершилось очень быстрое обогащение среды тяжелыми элементами, выбрасываемыми в пространство при взрыве Сверхновых звезд. Дальнейшее звездообразование могло идти только близ галактической плоскости, где сохранился еще газ; теперь оно продолжается лишь в спиральных рукавах, в которых плотность газа больше, чем в среднем в галактическом диске. Любопытно, что хотя содержание тяжелых элементов варьируется среди рассеянных скоплений, зависимость его от возраста не наблюдается — имеются лишь локальные флуктуации. Это, по-видимому, означает, что близ конца эпохи образования шаровых скоплений необыкновенно большое количество массивных звезд заканчивало эволюцию, взрываясь как Сверхновые и обогащая межзвездную среду; в дальнейшем же Сверхновых было не так уж много.

Конечно, хотелось бы теперь узнать, а как образовалась газовая протогалактика? На эту тему продолжают ожесточенные споры. Вряд ли проблему образования галактик удастся решить, пока нет окончательного решения космологической проблемы — проблемы строения

и развития Вселенной в целом. Химический состав звезд населения II (70% водорода и 30% гелия) находится в хорошем согласии с предсказываемым «горячей» теорией ранних стадий расширения Вселенной. Правда, проблем еще много и здесь. Например, небольшая примесь тяжелых элементов имеется и в самых старых звездах, но ее происхождение пока неясно. Детство звезд и их старость еще не вполне ясны нам, но их зрелый возраст изучен достаточно хорошо. Об этом говорит хотя бы то, что каждый год приносит новые подтверждения теории, заложенной более тридцати лет назад, а в двадцатых годах астрономы жаловались, что теории строения звезд устаревают быстрее, чем модные платья. И это несмотря на небывалый прогресс астрономии за последние пятнадцать лет! Мы, несомненно, ухватились за краешек истины...

## Самые молодые звезды

---

Три голубые звезды примерно второй величины образуют пояс Ориона, туго перетягивающий талию небесного охотника. К нему подвешен меч — три более слабые звездочки, и вот вокруг средней из них в безлунные ночи можно и простым глазом увидеть слабое туманное сияние. Это знаменитая туманность Ориона, гигантская печь, в которой из водорода и пыли, видимо, испекаются звезды.

Более ста лет назад Отто Струве в Пулковке обнаружил, что блеск нескольких звезд в области, занимаемой туманностью, изменяется. В начале нашего века здесь было известно уже 70 переменных звезд, блеск которых изменялся самым хаотичным образом. К двадцатым годам было известно уже четыре случая, когда со светлой газопылевой туманностью оказывались связаны группы неправильных переменных звезд. Такие же, как у этих звезд, быстрые колебания блеска давно уже были известны и у некоторых довольно ярких изолированных, как казалось, звезд, например *T* Тельца и *RW* Возничего, и лишь в середине XX века выяснилось, что рядом с каждой из них находится по десятку более слабых похожих на них звезд, и обе они связаны с обширными темными туманностями. Звезды типа *T* Тельца показы-

вают хаотические колебания блеска (рис. 4) с амплитудой до  $3^m$  и имеют весьма характерные спектры класса F и G (иногда K и даже M) с яркими линиями водорода, гелия, кальция, железа, похожие на спектр солнечной хромосферы. Эти звезды никогда не встречаются поодиночке, всегда связаны с диффузными туманностями, светлыми или темными.

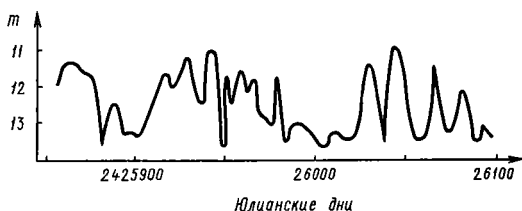


Рис. 4. Кривая изменения блеска в 1929—1930 гг. неправильной переменной RR Тельца, звезды типа *T* Тельца. По оси абсцисс отложены так называемые юлианские дни — принятый в астрономии с XVI века порядковый счет дней, начало которого приходится на 1 января 4713 г. до н. э. К 1 января 1975 г. прошло 2 442 413 юлианских дней.

Во многих случаях, как в туманности Ориона, помимо звезд типа *T* Тельца, обнаруживается рядом с ними и много других звезд, как переменных (тоже неправильных), так и постоянных. Диаграмма Г—Р показывает, что мы имеем дело со звездным скоплением, причем очень молодым, и переменные звезды находятся, как правило, на нижней части главной последовательности скопления и справа от нее. Это наименее массивные члены скопления, находящиеся, стало быть, на наиболее ранней стадии эволюции (напомним, что чем больше масса звезды, тем быстрее идет ее эволюция). Судя по возрасту скопления, который мы можем оценить по светимости самых ярких звезд главной последовательности и по положению переменных звезд справа от нее, переменные звезды должны быть еще на стадии гравитационного сжатия.

Согласно расчетам американского теоретика Р. Ларсона, на этой стадии протозвезда состоит из плотного ядра, на которое оседает вещество из окружающей его обширной газопылевой оболочки. Эта гидродинамическая стадия эволюции оканчивается, когда плотность ядра становится близкой к звездной, и большая часть оболоч-



ки уже осела на него. Затем начинается квазистационарное сжатие; рост температуры в центре звезды прекращается с приходом ее на главную последовательность и началом горения водорода.

Многие признаки говорят за то, что звезды типа *T* Тельца находятся на заключительных этапах гидродинамической стадии эволюции и обладают обширными оболочками. Переменность этих звезд может быть связана как с физическими процессами на их поверхности, так и с движением вещества в их оболочке и изменением ее прозрачности. Непрерывная эмиссия в голубой части спектра, часто появляющаяся у звезд этого типа в моменты увеличения яркости, может быть связана с падением вещества из оболочки на поверхность звезды; есть и другие признаки движения вещества внутрь. Возможно, что очень маленькие светлые туманности, заметные у некоторых близких звезд типа *T* Тельца, и есть непосредственно наблюдаемые околозвездные оболочки. Избыток инфракрасного излучения, наблюдаемый у многих звезд этого типа, может быть связан с поглощением света внутри газопылевой оболочки.

Ларсон считает, что окончание гидродинамической стадии эволюции связано с быстрым рассеянием околозвездной оболочки и повышением яркости звезды и что дважды такое явление наблюдалось. В 1936 г. блеск неправильной переменной *FU* Ориона за несколько месяцев возрос на  $5^m$ , и с тех пор наблюдается лишь очень медленное ослабление звезды. В 1969 г. аналогичное происшествие случилось с *V1057* Лебеда. Обе звезды связаны с темными туманностями, вокруг встречаются звезды типа *T* Тельца и (что особенно важно!) для *V1057* Лебеда известен спектр до вспышки, который говорит, что и она сама была раньше звездой типа *T* Тельца. У обеих звезд после вспышки (рассеяния оболочки?) прекратились неправильные колебания блеска.

Звезды *T* Тельца, без сомнения, являются наиболее молодыми среди объектов, заслуживающих уже названия звезд. В туманности Ориона известны и объекты, находящиеся на еще более ранней стадии развития — это инфракрасные источники. Температура одного из них около  $600^\circ\text{K}$ , а другого — только  $70^\circ\text{K}$ ! Это облака газа, сжимающиеся в протозвезды или протоскопления. Подобные облака являются источниками излучения ОН на волне 18 см, и оказывается, что их плотность является

промежуточной между типичной для звезд и облаков газа.

Туманность Ориона окружена гигантским облаком нейтрального водорода с массой около 70 000 солнечных. Плотность его возрастает к центру, где, помимо облаков  $\text{OH}$  и  $\text{H}_2\text{O}$ , радиотелескопы нашли также окись углерода, метиловый спирт и ряд других органических молекул. Их обнаружение говорит о достаточно высокой плотности газа близ центра этого комплекса.

Существование пороговой плотности, начиная с которой возможна фрагментация (деление) газовой туманности на протозвезды, и требуется теорией гравитационной конденсации звезд.

Итак, мы видим огромное облако газа (в основном нейтрального водорода), в центре которого, где плотность больше, идет процесс звездообразования и уже есть очень молодое скопление. Массивные звезды уже пришли на главную последовательность и достаточно горячи (это звезды спектрального класса  $\text{O}$ ), чтобы их излучение могло ионизировать окружающий их водород. Центральную часть газового облака в которой водород ионизирован и светится, мы и наблюдаем как туманность Ориона. А звезды, заканчивающие гравитационное сжатие, — это наши переменные.

Вполне возможно, кстати, что из газопылевой оболочки, окружающей звезды типа  $T$  Тельца, в конце концов образуется планетная система. Во всяком случае есть признаки того, что в некоторых случаях оболочка уже состоит из крупных частиц, нейтрально (без изменения показателя цвета) поглощающих свет. Этим (а также избытком излучения в синей части спектра) можно объяснить попадание некоторых звезд этого типа под главную последовательность. В дальнейшем эти частицы, в духе планетной космогонии О. Ю. Шмидта, слипаются друг с другом, а оболочка уплотняется. Образование звезд из газа и пыли естественным образом сопровождается образованием вокруг них планет. Недаром же возраст Земли и Солнца практически одинаков!

Таким образом, в самых молодых скоплениях, связанных с диффузным веществом, обитают звезды типа  $T$  Тельца. Но не только они. В этих скоплениях всегда присутствуют также и вспыхивающие звезды, блеск которых за минуту-другую, а иногда за доли минуты возрастает на несколько величин и за полчаса-час возвра-

щается к исходному состоянию (рис. 5). Это звезды спектральных классов К и М с эмиссионными линиями водорода и кальция, яркость которых возрастает во время вспышки. В скоплении туманности Ориона их известно сейчас около 200, и число открываемых звезд этого типа продолжает расти.

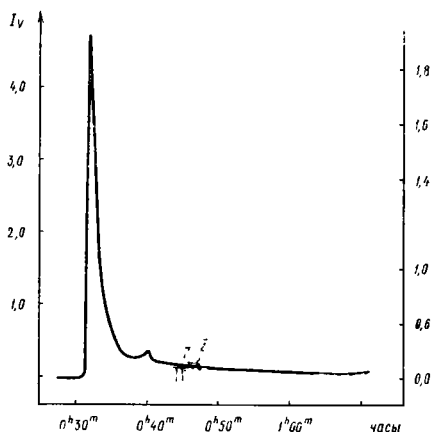


Рис. 5. Кривая блеска вспыхивающей переменной UV Кита. По оси ординат слева отложена относительная интенсивность вспышки  $i = (I_0 + f - I_0) / I_0$ , где  $I_0$  — блеск звезды в спокойном состоянии и  $I_0 + f$  — в момент максимума блеска.

А что делается в несколько более старых скоплениях? Это долго не было известно, пока в 1963 г. мексиканский астроном Г. Аро не начал систематические поиски вспыхивающих звезд в нескольких ближайших скоплениях.

Для этого Аро использовал метод «звездных цепочек» — на одной пластинке получалось по несколько экспозиций по 5—10 минут, а в перерывах кассета несколько сдвигалась. Если звезде удалось застигнуть в момент вспышки, то соответствующие изображения будут заметно ярче других в цепочке. Плеяды, бедное рассеянное скопление, крошечный ковшик которого бросается в глаза в созвездии Тельца, тысячи раз фотографировалось на всех обсерваториях мира, но экспозиции были одиночными и длительными; считалось, что переменных звезд в Плеядах нет. Методика Аро сразу же привела к успеху: за первые два года (1963—1964), в Плеядах была обнаружена 61 вспыхивающая звезда. Сейчас, в основном благодаря работам мексиканских, армянских и итальянских астрономов, их известно свыше 400. Вспыхивающие звезды были обнаружены вскоре и среди

слабейших членов более старых скоплений — Волос Вероники, Яслей и Гиад.

Первые вспыхивающие звезды в области туманности Ориона были обнаружены Аро еще в 1953 г. Некоторые из них показывают «медленные» вспышки и напоминают звезды типа *T* Тельца и по спектральным особенностям; с другой стороны, некоторые звезды *T* Тельца в Орионе иногда показывают вспышки, наложенные на обычные колебания блеска. Вообще везде, где есть звезды *T* Тельца, обнаруживаются и вспыхивающие звезды; обратное же неверно. Тщательные поиски звезд типа *T* Тельца в Плеядах остались безрезультатными, тем более нет их в старых скоплениях.

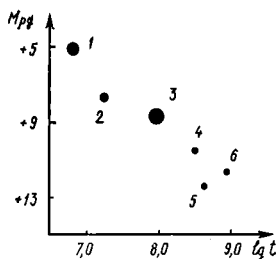
Самое же замечательное то, что вспыхивающие звезды давно известны и в окрестностях Солнца. Распознаны как особенный тип переменных звезд они были в 1949 г., хотя первая вспыхивающая звезда (*DH* Киля) была открыта Герцшпрунгом еще в 1924 г. На одном из снимков звезда оказалась на  $2^m$  ярче, чем на предыдущей пластинке, и скорость изменения блеска получилась столь высокой, что ее нельзя было отнести ни к одному из известных типов переменных звезд; Герцшпрунг решил, что столь быстрое повышение яркости могло быть вызвано падением на звезду астероида. Несколько вспышек красных карликов было обнаружено в сороковых годах, но лишь открытие переменности *UV* Кита, ставшей прототипом вспыхивающих звезд, привлекло к ним внимание. В 1947 г. у этой звезды было обнаружено очень большое собственное движение и на нее «накинулось» несколько американских обсерваторий. Она оказалась карликом класса *M6* с эмиссионными линиями водорода или кальция. Для определения параллакса была получена пластинка с несколькими экспозициями, и одно из пяти изображений оказалось существенно ярче остальных. Не более чем за три минуты блеск звезды возрос в 12 раз. Звезда оказалась двойной, а масса вспыхивающего компонента — наименьшая из известных — 0,04 массы Солнца. *UV* Кита оказалась также в первом десятке ближайших к Солнцу звезд (поэтому-то у нее большое собственное движение), ее расстояние всего 2,7 пс. Самая близкая к нам звезда, далекий спутник  $\alpha$  Кентавра (отстоящий от нее на небе на  $2^\circ$ ), которая так и называется — Проксима (Ближайшая) Кентавра — тоже вспыхивающая звезда! Это красный карлик

11-й величины, вспышки которой обнаружены в 1950 г. Как переменная, эта звезда получила обозначение V645 Кентавра.

Сейчас известно три десятка звезд типа *UV* Кита, но это, конечно, самый многочисленный тип переменных звезд. Просто светимость их очень мала и обнаружить их можно лишь в ближайших окрестностях Солнца; в радиусе 4 пс четверть всех звезд — вспыхивающие. Неизвестно, чем отличаются постоянные и вспыхивающие карлики класса *M* с эмиссионными линиями в спектре; может быть, все они вспыхивающие.

Вспыхивающие звезды в скоплениях подчиняются замечательной зависимости, подмеченной впервые Аро; чем старше скопление, тем слабее и холоднее самые яркие вспыхивающие звезды в нем (рис. 6). В самых молодых

Рис. 6. Зависимость «возраст скопления — светимость» ярчайших вспыхивающих звезд, входящих в его состав (1 — Орион, 2 — NGC 2264, 3 — Плеяды, 4 — Волосы Вероники, 5 — Гиады, 6 — Ясли). В более старых скоплениях лишь медленно эволюционирующие звезды малой массы и светимости еще сохранили «вспышечную» активность.



скоплениях вспыхивающие звезды имеют спектральный класс *K* и их спектральные и фотометрические особенности сближают их со звездами типа *T* Тельца; в более старых скоплениях они ничем не отличаются от звезд типа *UV* Кита из окрестностей Солнца.

Так и должно быть, если вспышки связаны с заключительными стадиями гравитационного сжатия — чем меньше масса и светимость звезды, тем больше времени звезда остается на данной стадии эволюции.

Звезды с массой в несколько долей от солнечной приближаются к главной последовательности несколько сотен миллионов лет (и могут даже никогда ее не достичь, если масса меньше примерно  $0,01 M_{\text{Солн}}$  — точнее говоря, температура в их недрах никогда не станет достаточной для горения водорода), и за это время они могут уйти далеко от места рождения. Скорее всего этим и объясняется присутствие звезд типа *UV* Кита в ок-

рестностях Солнца, далеко от областей звездообразования.

О конкретном механизме вспышек до сих пор продолжают споры. Ясно, что речь идет о внезапном освобождении значительной энергии на небольшом участке поверхности звезды, иначе вспышки не могли бы быть столь быстрыми.

Большинство ученых считают, что вспышки связаны с внезапным возникновением над фотосферой звезды горячего ионизованного газового облака, газ в котором быстро высвечивается, становясь нейтральным. Характеристики этого облака близки к наблюдающимся в областях хромосферных вспышек на Солнце: Как и на Солнце, вспышки звезд типа *UV Кита* сопровождаются всплеском радиоизлучения. По-видимому, это физически подобные явления; вспышки красных карликов отличаются большими масштабами.

Полной теории хромосферных вспышек пока нет; ясно только, что источником их энергии является магнитное поле, связанное с конвективными движениями газа близ поверхности Солнца. По-видимому, вспышки звезд типа *UV Кита* также связаны с бурными конвективными движениями в наружных слоях звезд, заканчивающих гравитационное сжатие. Эти явления наблюдаются только у звезд небольших масс и появляются, вероятно, на более поздней стадии эволюции, чем переменность, наблюдаемая у звезд типа *T Тельца*. Солнечная активность является, может быть, остаточным проявлением тех бурных процессов, которые шли на поверхности нашей звезды, когда Солнце было молодым.

Еще одна черта сходства с Солнцем — неоднородная поверхностная яркость, обширные (в отличие от солнечных) пятна, признаки существования которых имеются у некоторых вспыхивающих звезд. Первая такая звезда была открыта в 1965 г. П. Ф. Чугайновым на Крымской астрономической обсерватории. Он начал наблюдать ее еще в 1960 г., потому что хотя ее спектр (*K 6*) более ранний (первые классы спектральной последовательности, *O, B, A*, астрономы называют ранними, а последние, *K, M*, — поздними), чем у обычных вспыхивающих звезд из окрестности Солнца, в нем были те же характерные эмиссии водорода и кальция. В 1960 г. звезда была постоянной, но в 1961—1966 гг. показала синусоидальные изменения блеска с амплитудой  $0^m,24$  и пе-

риодом 3,826 дня. Показатель цвета ее при этом не изменялся (рис. 7). Звезда Чугайнова получила обозначение *BY* Дракона. В дальнейшем оказалось, что амплитуда ее действительно изменяется от года к году — изменяется площадь пятен. Наблюдаются и сдвиги моментов максимума, говорящие, возможно, о том, что пятна исчезают и появляются на новых местах. Было найдено еще несколько таких звезд и они были даже выделены в от-

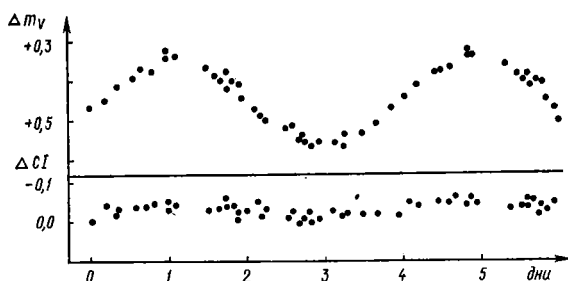


Рис. 7. Кривая блеска ( $\Delta M_v$ ) и показателя цвета ( $\Delta CI$ ) *BY* Дракона по наблюдениям П. Ф. Чугайнова в 1965 г.

дельный класс переменных звезд, но длительные наблюдения показали, что изредка и у них наблюдаются вспышки, как и у звезд типа *UV* Кита. По-видимому, звезды *BY* Дракона соответствуют более поздней стадии эволюции — вспышечная активность затухает, но пятна сохраняются. Период изменения блеска дает ценную информацию о скорости вращения этих звезд вокруг оси.

Таково семейство молодых переменных звезд, не прошедших еще на главную последовательность. Все эти звезды — карлики, большинство из них слабее Солнца, и это не удивительно. Массивные звезды проскакивают стадию гравитационного сжатия так быстро, что застичнуть их на ней очень трудно. Вероятно, их надо искать среди звезд В и А с эмиссионными линиями в спектре.

## Пульсирующие звезды

Пульсирующие звезды соответствуют более поздним стадиям эволюции, почти все они уже покинули главную последовательность. Большинство из них на диаграмме

Г — Р находятся в полосе неустойчивости, которая тянется от сверхгигантов G и K и пересекает главную последовательность у классов A и F (рис. 8). Верхнюю половину ее заселяют цефеиды, периоды которых заключены в интервалах от 1 до 50 дней (а в соседних галактиках встречаются периоды и в двести дней), в середине полосы неустойчивости находятся звезды типа RR Лиры

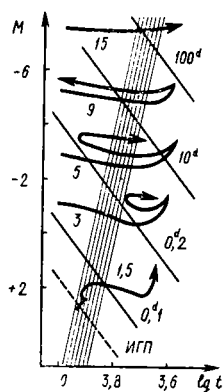


Рис. 8. Диаграмма «светимость—температура», на которую нанесены отрезки эволюционных треков, полоса неустойчивости и линии постоянного периода. Массивные звезды, пересекая полосу неустойчивости, становятся цефеидами, а звезды с массой в 1—2 солнечных — звездами типа  $\delta$  Щита. Пунктир — исходная главная последовательность (сравни с рис. 2 и рис. 3).

с периодами 0,3—0,9 дня и амплитудами  $0^m,5$ — $1^m,5$ , а близ главной последовательности—звезды типа  $\delta$  Щита с периодами от 0,05 до 0,2 дня и обычно ничтожно малыми амплитудами, в несколько сотых звездной величины.

Амплитуды цефеид доходят до  $2^m$ , а рекордно маленькая амплитуда — у Полярной звезды ( $0^m,15$ ), которая является одной из самых близких к нам цефеид. Свое название они получили от  $\delta$  Цефея, которая была одной из первых звезд (вместе с  $\eta$  Орла) этого типа. Их нашли в 1783—1784 гг. Гудрайк и Пиготт в Англии, первые любители астрономии, начавшие систематические наблюдения переменных звезд.

Цефеиды — счастливые звезды, никаким другим астрономы не уделяют столько внимания. И цефеиды не остаются в долгу, они отдают свои тайны. Теперь цефеиды могут считаться наиболее хорошо изученными переменными звездами, и многие астрономы считают, что мы твердо установили их природу и эволюционную историю.

Внимание, которым пользуются цефеиды, объясняется в первую очередь тем, что у них существует зависимость «период — светимость», позволяющая по одному только



периоду определять их расстояние. Для нахождения периода достаточно с полсотни удачно расположенных по времени пластинок; цефеиды легко обнаруживать—они просто «кричат» о себе переменностью блеска, и к тому же это звезды высокой светимости, видимые с гигантских расстояний. А зная расстояние цефеиды, мы знаем и расстояние звездной системы, в состав которой она входит. Цефеиды являются краеугольным камнем шкалы межгалактических расстояний, и рассказ о них мы начнем с истории установления зависимости «период — светимость».

В 1908 г. Генриетта Ливитт, сотрудница Гарвардской обсерватории (США), занималась исследованием переменных звезд в Магеллановых Облаках, ближайших к нам галактиках, которые в то время считали отдельными частями нашего Млечного Пути. В Малом Магеллановом Облаке оказалось почти две тысячи переменных, и у 16 из них Ливитт сумела определить периоды. И вот Ливитт обнаружила любопытную закономерность — чем больше был период изменения блеска звезды, тем ярче оказывался ее средний блеск (рис. 9). Ни сама Ливитт, ни тогдашний директор обсерватории Э. Пиккеринг не поняли всего значения этого открытия, подтвержденного ими же в 1912 г. Они просто нашли любопытную особенность у звезд Магеллановых Облаков. Но в том же

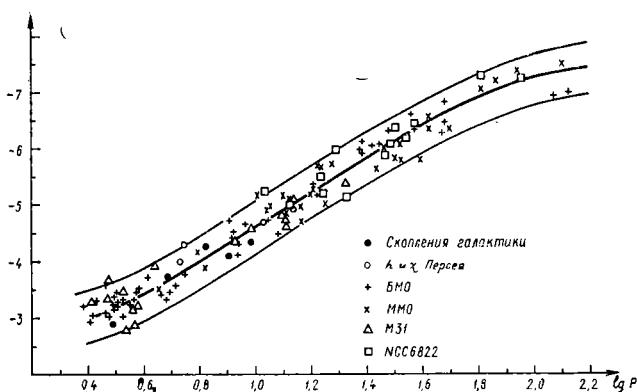


Рис. 9. Сводная зависимость «период — светимость» для цефеид в максимуме блеска, построенная Сендиджем и Тамманом.

1912 г. Э. Герцшпрунг понял, что обнаруженная в Гарварде зависимость открывает путь для определения гигантских расстояний, неизмеримых никаким другим способом. Он понял, что исследованные Ливитт звезды тождественны цефеидам, наблюдавшимся в окрестностях Солнца, но удалены от нас на громадное расстояние, из-за которого можно пренебречь размерами Магеллановых Облаков. Следовательно, все эти звезды можно считать находящимися на практически одинаковом расстоянии от нас. Но тогда следует считать, что зависимость между видимыми величинами и периодом является просто следствием существования зависимости между светимостью и периодом. Достаточно «прокалибровать» эту зависимость в абсолютных величинах, чтобы можно было по одному лишь периоду — легко определяемой величине — найти абсолютную величину цефеиды и, сравнивая ее с видимой, определить расстояние (см. стр. 13).

Это и было сделано Герцшпрунгом. Вся трудность заключалась в том, что цефеиды, даже ближайšie, очень далеки от нас, и самый простой и надежный способ измерения расстояний, на котором основаны все другие, — определение годовых параллаксов — здесь ничего дать не может. Герцшпрунг воспользовался вековым параллаксом, т. е. изменением положения звезды, вызванным передвижением в пространстве Солнца. Используя данные о собственных движениях 13 цефеид, Герцшпрунг смог в 1913 г. определить нуль-пункт зависимости, выразив ее в абсолютных величинах.

Так началась работа по определению и уточнению нуль-пункта и формы зависимости «период — светимость». Казалось не раз, что достигнут окончательный успех, что наше знание в этой области можно считать полным и окончательным. Увы, это только казалось, и нам все еще предстоит очень много работы...

Очень скоро при помощи зависимости «период — светимость» были получены первые и очень важные результаты. В серии работ 1916—1919 гг. Х. Шепли применил эту зависимость для определения расстояний до шаровых скоплений. Он принял, что и в окрестностях Солнца, и в Магеллановых Облаках, и в этих скоплениях — всюду мы имеем дело с одним и тем же типом цефеид, и при этом предположении построил единую для всех этих звезд зависимость «период — светимость».

В то время казалось, что для такого объединения есть все основания. Характеристики всех цефеид казались похожими, а в тех немногих случаях, когда в шаровых скоплениях оказывалось несколько цефеид, наклон построенной для них зависимости «период—видимая величина» оказывался таким же, как в Магеллановых Облаках. Зная теперь светимости цефеид в шаровых скоплениях, Шепли смог определить их расстояния и затем светимости очень многочисленных звезд типа *RR* Лиры. Оказалось, что всюду они имеют одну и ту же светимость, независимую от периода и равную  $0^m,0$ .

Теперь Шепли мог найти способы определения расстояния и до тех скоплений, в которых нет вообще цефеид. Определив расстояния до 93 шаровых скоплений, Шепли пришел к выводу, что они образуют сферическую систему, центр которой находится в направлении созвездия Стрельца на расстоянии 16 кпс от нас (ныне принимаемое значение расстояния до центра Галактики — 10 кпс). Он выдвинул смелую для своего времени гипотезу, согласно которой концентрация шаровых скоплений в Стрельце объясняется тем, что именно там находится центр Галактики, основу, «каркас» которой образует система этих скоплений. Не говоря уже о том, что найденные Шепли расстояния казались неправдоподобно большими, гипотеза эта сдвигала Солнце из центра Млечного Пути, куда его помещали со времени В. Гершеля, на окраину нашей звездной системы. Таким образом, зависимость «период — светимость» впервые дала нам правильное представление о Галактике и о нашем месте в ней.

Зависимость «период — светимость» дала решающие аргументы и при решении другой, не менее важной проблемы, связанной с природой «слабых туманностей». Так к началу двадцатых годов часто называли те туманные пятнышки — наподобие туманности Андромеды, которые, как мы теперь знаем, являются гигантскими звездными системами, подобными нашей Галактике. Сейчас даже не верится, что еще в 1920 г. по этому вопросу шли ожесточенные споры, и среди тех, кто не верил во внегалактическую природу этих туманностей, был и Шепли. Он опирался на обнаруженное ван Мааненом вращение этих туманностей (оказавшееся впоследствии фиктивным), невероятно быстрое в случае их внегалактической природы, и ряд других аргументов, казавшихся

очень серьезными. Вопрос упирался в расстояния. Если туманности находятся намного дальше, чем самые удаленные звезды Млечного Пути, то они должны быть самостоятельными звездными системами, другими галактиками, и торжествует концепция «островной Вселенной», умозрительно выдвинутая еще Кантом и Ламбертом. То, что на снимках М 31 и М 33<sup>1</sup>, полученных Ричи в 1910 г. на 1,5-метровом рефлекторе, уже видны объекты, похожие на отдельные звезды, ничуть не убеждало Шепли. Он считал, что изображения этих объектов слишком «мягки», немножко размыты и что это не звезды. И у него были основания сомневаться — лишь в 1958 г. А. Сэндидж показал, что многие объекты в ближайших галактиках, принимаемые за отдельные звезды, в действительности представляют собой небольшие яркие туманности.

Ожесточенная дискуссия продолжалась до 1925 г., когда Эдвин Хабл опубликовал результаты исследования М 31, М 33 и NGC 6822, проведенного им при помощи вступившего в строй незадолго перед этим 2,5-метрового рефлектора на горе Вилсон. В каждой из этих туманностей Хабл обнаружил очень слабые звезды, которые во всех отношениях вели себя как цефеиды нашего Млечного Пути, с такой же правильной периодичностью изменяя блеск и примерно с такими же амплитудами. Сомнений в тождественности этих звезд и цефеид не могло быть, и все споры сразу же прекратились. Вопрос был решен раз и навсегда. Зависимость «период — светимость» с непреложностью указывала на гигантские расстояния до этих туманностей, в десятки раз превосходящие размеры нашего Млечного Пути — а ведь эти туманности были, без сомнения, наиболее близкими. Размеры их оказались сравнимыми с размерами Млечного Пути. Была решена проблема, двести лет волновавшая умы.

За какие-нибудь десять лет, с 1915 по 1925 г., полностью перевернулись наши представления об окружающем мире, о нашем месте во Вселенной. Мы оказались не в центре единой звездной системы Млечного Пути, включающего в себя все, что есть во Вселенной, а на

---

<sup>1</sup> Скопления, туманности и галактики обозначаются по номерам в каталогах Мессье (М) или «Новом генеральном каталоге» (NGC). Первому каталогу около 200 лет, второму — около 100.

окраине одной из бесчисленного множества таких систем, на берегу одного из островов в океане Вселенной... Опираясь на цефеиды, Хабл развил способы определения расстояния далеких галактик, в которых цефеиды слишком слабы, и в 1929 г. доказал, что красное смещение в спектрах галактик пропорционально их расстоянию. Было открыто поразительное свойство Вселенной — ее расширение. Это, конечно, была подлинная революция в нашем представлении о мироздании, сравнимая с крушением системы Птолемея. Роль, которую здесь сыграли цефеиды, очевидна, и они действительно уже из-за одного этого заслуживают названия самых важных звезд.

Стоит, может быть, отметить, что эта революция в астрономии, происходившая одновременно с появлением квантовой механики, никак не связана с революцией в физике, а вызвана чисто астрономическими открытиями. Даже сама природа цефеид была не очень-то еще ясна. Тесный контакт с современной физикой появился несколько позже, когда исследованное Хаблом красное смещение в спектрах галактик связали с релятивистскими моделями Вселенной, а успехи ядерной физики решили проблему источников энергии звезд.

Зависимость «период — светимость» стала одним из мощнейших орудий астрономического исследования, она подвергалась неоднократно пересмотру, улучшались ее нуль-пункт и наклон. Особенно много сделали здесь в 1930—1949 гг. Х. Шепли, К. Лундмарк, Б. П. Герасимович и Б. В. Кукаркин. Ревизии нуль-пункта основывались большей частью на собственных движениях цефеид, и результаты в общем получались успокоительными — больших ошибок в нуль-пункте Шепли не обнаруживалось, хотя и высказывались подозрения, что цефеиды несколько ярче, чем думал Шепли. Зависимость широко применялась при внегалактических исследованиях, с ее помощью определяли расстояние ближайших галактик и затем постоянную Хаббла, коэффициент в формуле, связывающей скорость удаления галактики с ее расстоянием. Проблема нуль-пункта зависимости «период — светимость» оказалась тесно связанной с космологической проблемой, решением вопроса о прошлом и будущем Вселенной. Постоянная Хаббла определяет «экспансионный» возраст Вселенной (время, прошедшее с того гипотетического момента, когда все вещество Вселенной находилось в состоянии бесконечно большой плотности).

Понятно поэтому, с каким вниманием рассматривались все факты, могущие поколебать нашу уверенность в надежности нуля-пункта зависимости «период — светимость». И хотя данные о самих цефеидах эту уверенность в 1930-х годах не особенно колебали, были и некоторые беспокоящие обстоятельства. Шаровые скопления в нашей Галактике оказывались на  $1^m,5$  ярче, чем в М 31 (туманности Андромеды). Новые звезды также обнаруживали расхождение того же порядка. Размеры других галактик получались такими, что наша Галактика оказывалась самой большой — возможная, конечно, вещь, но маловероятная. Наконец, постоянная Хаббла оказывалась столь большой, что «экспансионный возраст Вселенной» получался чуть ли не меньше, чем возраст Земли. Попытки объяснить противоречия неточностью шкалы звездных величин в М 31 оказались безуспешными.

Решение проблемы было дано в работе Вальтера Бааде, обнародованной в 1952 г. За три года до этого он начал регулярные наблюдения туманности Андромеды при помощи 5-метрового рефлектора, только что установленного на горе Паломар. Бааде ожидал, что с этим инструментом можно будет выявить в этой туманности переменные типа RR Лиры, но оказалось, даже ярчайшие звезды шаровых скоплений, которые на  $1^m,5$  ярче переменных типа RR Лиры, находятся близ предела пластинки. Эти переменные, следовательно, невозможно было зафиксировать, и Бааде и не пытался этого сделать. Их светимость, как мы знаем, считалась равной  $0^m$ , и поэтому светимость звезд, выявленных Бааде, была определена им в  $-1^m,5$ . Поскольку видимая величина этих звезд составляла  $22^m,75$ , отсюда следовало, что модуль расстояния туманности Андромеды,  $m - M$ , составляет  $24^m,25$ . Однако цефеиды дают модуль расстояния, равный  $22^m,75$  — расхождение снова составляло ту же самую величину,  $1^m,5$ . Вот в этом и состоит открытие Бааде — либо цефеиды надо сделать ярче на  $1^m,5$ , либо на такую же величину уменьшить светимость переменных типа RR Лиры. Бааде тогда же предположил, что правильной является светимость переменных типа RR Лиры, — основываясь главным образом на том, что собственные движения этих звезд позволяют получить более надежные значения светимостей, чем для цефеид. Тогда расстояния ближних галактик, определяемые по цефеид-

дам, надо вдвое увеличить, и исчезают противоречия, о которых мы говорили. Это означает также, что цефеиды в шаровых скоплениях вовсе не аналогичны цефеидам Магеллановых Облаков и окрестностей Солнца, а слабее их на  $1^m,5$ . В этом не было ничего удивительного. К этому времени было уже ясно, что звезды шаровых скоплений во многом отличаются от более молодых звезд, концентрирующихся к плоскости Галактики и типичных для Магеллановых Облаков.

Однако Бааде убедил в своей правоте далеко не всех, и с 1952 г. начало появляться множество работ, посвященных уточнению светимости цефеид. Предлагались самые разнообразные поправки к нуль-пункту Шепли, от  $-2^m,2$  до  $0^m$ . Поток этих работ начал иссякать лишь в конце пятидесятых годов, когда появились первые исследования цефеид в рассеянных скоплениях, давшие наилучший способ определения светимостей цефеид.

Собственно говоря, еще в 1925 г. П. Дойг предложил определить расстояние до рассеянного скопления М 25 с помощью входящей в его состав цефеиды *U* Стрельца. Но затем с легкой руки Х. Шепли распространилось убеждение, что в рассеянных скоплениях в отличие от шаровых вообще не встречается переменных звезд. Это мнение было опровергнуто в 1956 г. П. Н. Холоповым, который показал, что в рассеянных скоплениях наряду с другими типами переменных звезд встречаются и цефеиды. Он проанализировал вероятность физической связи цефеид со скоплениями и показал ее возможность. Годом раньше Дж. Ирвин случайно вновь обнаружил связь М 25 и *U* Стрельца, и обратил внимание также на S Наугольника, как на возможного члена скопления NGC 6087. И с этого времени начались работы по исследованию цефеид, входящих в рассеянные скопления.

Дело в том, что примерно тогда же резко увеличилась точность определения модулей расстояния рассеянных скоплений, появилась новая методика, развитая Гарольдом Джонсоном и другими американскими астрономами. Было определено положение на диаграмме «цвет — светимость» единой начальной главной последовательности, на которой находятся звезды, только что окончившие гравитационное сжатие и в которых источником энергии становится реакция превращения водорода в гелий. По мере выгорания водорода в центре звезды ее светимость медленно увеличивается, и звезда уходит

вправо и вверх с начальной главной последовательности тем быстрее, чем больше ее масса и чем она ярче. Поэтому для определения модуля расстояния скопления с начальной главной последовательностью надо совмещать нижнюю, непроэволюционировавшую часть наблюдаемой главной последовательности скопления. Этот способ позволил определять модули расстояния рассеянных скоплений с точностью, достигающей до  $0^m,1$  —  $0^m,3$ . Разумеется, такая точность стала возможной не только благодаря использованию достижений теории звездной эволюции, но также из-за широкого применения фотоэлектрической фотометрии и усовершенствования методики учета межзвездного поглощения света.

Зная расстояние до скопления, мы узнаем также расстояние и светимость входящей в его состав цефеиды с точностью, не достижимой никакими другими способами. Работы по исследованию цефеид в скоплениях и изучению этих скоплений (проводившиеся главным образом на обсерватории Маунт-Вилсон и Маунт-Паломар) были в основном закончены к 1961 г. Выяснилось, что с уверенностью можно отнести к скоплениям пять цефеид. Эти пять цефеид с несомненностью подтверждали правоту Бааде, и он, скончавшийся в 1960 г., успел узнать об этом.

Но и помимо уточнения светимостей, исследование цефеид в рассеянных скоплениях сослужило еще одну, и очень важную, службу. Положение цефеид на диаграммах «цвет — светимость» скоплений позволило поставить вопрос об их месте в звездной эволюции. Как рассказывалось во второй главе, звезда, в ядре которой выгорел весь водород (к этому времени она становится примерно на  $1^m$  ярче, чем была на начальной главной последовательности), оставляет главную последовательность и с ее верхней границы быстро перемещается в область диаграммы «цвет — светимость», занимаемую красными гигантами и сверхгигантами. По пути звезда должна попасть в полосу неустойчивости — область диаграммы, заселяемую цефеидами. И вот оказалось, что на диаграммах скоплений цефеиды находятся именно там, где, согласно теории, и должны быть звезды, пришедшие с верхнего конца главной последовательности скопления. Гипотеза о происхождении цефеид из звезд спектрального класса В (т. е. ярких звезд главной последовательности) впервые позволила объяснить удивительное сходство



пространственного распределения этих двух типов звезд. Она предсказывала зависимость периодов цефеид от возрастов содержащих их скоплений: чем старше становится скопление, тем все менее и менее массивные звезды переходят с главной последовательности в стадию цефеиды, а чем меньше масса цефеиды, тем меньше ее период; существование такой зависимости было действительно установлено в 1964 г.

В 1961 г. результаты исследования цефеид в скоплениях были обобщены Р. Крафтом. Крафт опирался на данные о пяти цефеидах в скоплениях, а наклон зависимости принял равным полученному за год до этого Х. Арпом для цефеид Малого Магелланова Облака. Зависимость «период — светимость» Крафта в течение долгого времени наиболее употребительная, имеет вид  $M_V = 1,67 - 2,54 \lg P$ . Казалось, все теперь обстоит благополучно. Крафт подтвердил увеличение светимости цефеид на  $1^m,5$ , предложенное Бааде. Но когда в 1965 г. И. М. Копылов и автор пересмотрели данные о цефеидах в скоплениях, они получили увеличение светимости цефеид лишь на  $1^m,0$  от нуля-пункта Шепли. Это было вызвано тем, что для определения расстояний скоплений использовалась начальная главная последовательность (НГП) Копылова. Поскольку скопления с цефеидами далеки и слабые их звезды неизмеримы, пришлось пользоваться верхней частью этой последовательности у звезд класса В, проходящей на  $0^m,5$  ниже НГП Джонсона, которой пользовался Крафт. Модули расстояний и, следовательно, светимости получились на  $0^m,5$  меньше.

Таким образом, проблема светимости цефеид ныне сводится к проблеме шкалы расстояний скоплений, и поскольку здесь нет пока полной ясности, определения статистических параллаксов цефеид сохраняют актуальность. К сожалению, и здесь последние работы не дают согласующихся результатов.

Результаты не слишком радуют. Исследователи цефеид, можно сказать, сражаются с гидрой, у которой на месте отрубленной головы вырастает новая. За пятьдесят лет усилий выявлена ошибка в  $1^m,5$  и все еще возможна ошибка в  $0^m,5$ . Правда, большинство астрономов уверены в правильности начальной главной последовательности Джонсона, опирающейся на расстояние Гиад, определяемое из геометрических соображений. Растет, однако, число работ, в которых подтверждается, что со-

держание металлов в Гиадах превышает среднее для большинства скоплений. По всей видимости, этим и объясняется расхождение в калибровке светимости В-звезд на начальных главных последовательностях Джонсона и Копылова. Есть уже и наблюдательные данные, показывающие, что светимость на главной последовательности действительно зависит от содержания тяжелых элементов. Если это так, можно оптимистично смотреть в будущее: спектральный анализ и фотометрия звезд в скоплениях должны уточнить их химический состав, и для определения расстояния скопления с цефеидой будет использована исходная главная последовательность, соответствующая найденному для данного скопления содержанию металлов.

Растет и число данных о цефеидах в скоплениях. П. Н. Холопов и автор по снимкам на 70-сантиметровом рефлекторе в Москве построили в 1965 г. кривые блеска двух цефеид, составляющих двойную звезду *CE* Кассиопеи, в том же скоплении NGC 7790, где находится и *CF* Кассиопеи. Компоненты *CE* Кассиопеи по отдельности не поддаются фотоэлектрической фотометрии, потому что расстояние между ними всего 2,3" — и они обе проваливаются в диафрагму фотометра. В 1969 г. А. Сендидж и Г. Тамман опубликовали результаты исследования *CE* Кассиопеи на 5-метровом рефлекторе — они неплохо согласуются с нашими.

Работами П. Н. Холопова было доказано существование у скоплений обширных корон, и проведенный автором в 1964 г. анализ данных о цефеидах, находящихся на небе по соседству со скоплениями, показал, что в ряде случаев они входят в короны скоплений. Число цефеид, связанных со скоплениями, увеличилось почти втрое, это и позволило обнаружить зависимость «период — возраст».

Итак, цефеиды в рассеянных скоплениях нашей Галактики дают наиболее надежный способ определения нуля-пункта зависимости «период — светимость», и все зависит от точности определения расстояний скоплений. Но этих цефеид, однако, слишком мало для определения наклона зависимости, и приходится обращаться к данным о других галактиках, которые не очень хорошо согласуются друг с другом.

Наиболее полно исследованы в настоящее время цефеиды Магеллановых Облаков. В каждом из них, Боль-

шом и Малом, известно сейчас по 1200 цефеид. Долгое время периоды и кривые блеска были известны лишь для трети из них; изучение пластинок Гарвардской обсерватории было закончено лишь в 1966—1971 гг. под руководством Ц. Пейн-Гапошкиной и С. Гапошкина. Для одного только Большого Облака понадобилось свыше двух миллионов оценок блеска на 4000 пластинок. Результаты фотографической фотометрии, однако, не очень годятся для определения наклона зависимости «период—светимость», потому что они могут быть обременены значительными ошибками — в основном из-за сильного и неоднородного фона неразрешенных звезд Магеллановых Облаков. Для полсотни цефеид Облаков есть и фотоэлектрическая фотометрия.

В туманности Андромеды, М 31, изучено около 600 цефеид по пластинкам, полученным В. Бааде в 1949—1952 гг. на 5-метровом рефлекторе сразу же после его вступления в строй. Четыре области вдоль большой оси этой галактики покрывают не более двадцатой доли ее площади; всего в М 31, по оценке Бааде, можно было бы открыть 8000—10 000 переменных звезд. В наиболее далекой от центра М 31 области поглощение света и фон невелики, и на данные о цефеидах из этой области можно полагаться.

Для туманности Треугольника, М 33, где Хабл в двадцатых годах обнаружил с помощью 2,5-метрового рефлектора полсотни цефеид, современные данные все еще не опубликованы, хотя Сендидж продолжает исследование этой галактики на 5-метровом телескопе. Такая же ситуация с красивой спиральной галактикой М 81 в Большой Медведице — известно, что там найдено 18 цефеид, но никаких данных о них не опубликовано.

Цефеиды изучены на современном уровне в неправильных галактиках NGC 6822, где известно 13 звезд, и IC 1613 (24 звезды). Самая далекая галактика, в которой цефеиды еще доступны 5-метровому рефлектору, — спиральная галактика NGC 2403 в Большой Медведице, в которой открыто 17 звезд. Ее исследование завершили в 1968 г. А. Сендидж и Г. Тамман, изучившие 182 пластинки, первая из которых была получена еще в 1910 г. на 1,5-метровом телескопе. Расстояние NGC 2403 —  $3,25 \cdot 10^6$  пс — является наибольшим, измеренным с помощью цефеид.

Совместив друг с другом путем сдвига вдоль верти-

кальной оси зависимости «период — светимость» для цефеид из обоих Магеллановых Облаков (только с фотоэлектрической фотометрией), M 31, NGC 6822 и скопления Галактики — так, чтобы получившаяся в результате зависимость обладала наименьшей дисперсией, Сендидж и Тамман построили в 1968 г. сводную зависимость «период — светимость», являющуюся до сих пор наиболее употребительной (см. рис. 9). Дисперсия ее около  $1^m$ , и этот разброс является, по всей видимости, реальным. Он связан с тем, что более голубые (горячие) цефеиды данного периода ярче, чем более красные. Это объясняется наклоном линий постоянного периода на диаграмме Г — Р и тем, что полоса нестабильности имеет конечную ширину (см. рис. 8). Заметной дисперсией зависимости «период — светимость» и объясняется то, что по цефеидам из разных галактик получались несколько отличающиеся значения наклона — в каждой отдельной галактике цефеид слишком мало. Полученную ими зависимость «период—светимость» Сендидж и Тамман использовали для определения расстояний близких галактик и линейных размеров областей ионизованного водорода. По угловым размерам этих областей в далеких галактиках они получили недавно для постоянной Хаббла значение  $55 \text{ км/с} \cdot \text{Мпс}$ . Знание светимости цефеид остается критически важным для космологии.

Дисперсия зависимости «период — светимость», естественно, уменьшает точность расстояний, определяемых с помощью цефеид, если мы не знаем их показатели цвета. (Конечно, исправленного за поглощение света, которое делает цвета более красными. Этой сложной проблемы мы здесь касаться не будем.) Но главное — должна быть уверенность в том, что при данном периоде (и показателе цвета) цефеиды во всех галактиках имеют одну и ту же светимость. Некоторые основания для сомнений в этом имеются, потому что светимость зависит и от химического состава, который может несколько варьироваться от галактики к галактике, подобно тому, как отличаются по нему скопления нашей Галактики. Наилучший способ избавиться от этих сомнений — сравнение «цефеидных» расстояний ближайших галактик с расстояниями, определяемыми другими способами.

Наиболее надежно известны расстояния Магеллановых Облаков, определяемые по видимой величине звезд типа RR Лиры (абсолютная величина этих звезд, най-

денная статистически по собственным движениям, заключена между  $+0^m,5$  и  $+1^m,0$ ) и туманности Андромеды — по Новым звездам (у которых светимость в максимуме блеска зависит от скорости угасания блеска и составляет в среднем  $-8^m$ ). Расстояния, определяемые по Новым и звездам типа *RR* Лиры, согласуются с «цефеидными» с точностью, не хуже чем  $0^m,2 - 0^m,5$ . По-видимому, можно быть уверенным в том, что уж в этих пределах на цефеиды можно полагаться.

Как уже говорилось, распределение цефеид и их скорости движения в пространстве очень близки к таковым у звезд спектрального класса В, из которых они и произошли. Большинство цефеид концентрируется в галактической плоскости. Известно, однако, что они встречаются и в шаровых скоплениях. Среди примерно 700 известных ныне в Галактике цефеид около ста напоминают (по особенностям кривых блеска) цефеиды шаровых скоплений и, подобно этим скоплениям, относятся к сферической составляющей Галактики.

Периоды и амплитуды цефеид сферической составляющей (типа *W* Девы) — такие же, как и у «классических» цефеид, лишь кривые блеска несколько отличаются, особенно при периодах, больших 12 дней. Однако, как и шаровые скопления, цефеиды типа *W* Девы имеют большие пространственные скорости, концентрируются к центру Галактики и встречаются высоко над ее плоскостью. Таковы же и пространственно-кинематические характеристики переменных типа *RR* Лиры, очень многочисленных в шаровых скоплениях. Очевидно, что эволюционная история этих двух типов звезд совсем другая, чем у классических цефеид, которые намного моложе.

Однако причина переменности у всех звезд, находящихся в пределах полосы неустойчивости, одна и та же. Это пульсации внешних слоев звезды, приводящие к изменению размеров и температуры ее поверхности и, следовательно, светимости. Существование таких изменений непосредственно следует из наблюдаемых кривых изменения показателя цвета и лучевых скоростей (рис. 10). Пульсация звезды возникает из-за нарушения равновесия между основными силами, действующими в ее недрах: притяжения вещества к центру, а также газового и лучевого давлений, противостоящих этому притяжению. При сжатии звезды светимость ее возрастает несмотря

на уменьшение радиуса, потому что увеличивается температура поверхности. Однажды возникшие пульсации поддерживаются, как показал С. А. Жевакин, «клапан-ным механизмом», действующим в слое частично ионизованного гелия близ поверхности звезды. Поглощая идущее из глубины звезды излучение, атомы гелия иони-

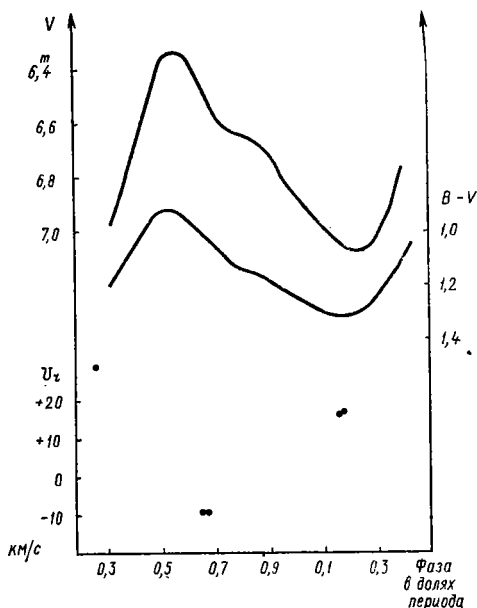


Рис. 10. Кривая блеска ( $V$ ), показателя цвета ( $B-V$ ) и лучевой скорости  $v_r$  цефеиды  $U$  Стрельца.

зуются и гелиевый слой становится более прозрачным для излучения, которое уходит теперь наружу. Газ охлаждается, гелий снова становится нейтральным и способным задерживать излучение, идущее из более глубоких слоев. Цикл повторяется снова и снова, пока структура звезды не изменится. Этот механизм эффективен лишь при определенной глубине залегания гелиевой зоны, которая связана с поверхностной температурой звезды. Поэтому пульсация и наблюдается лишь у звезд, находящихся на диаграмме  $\Gamma - P$  в пределах узкой полосы неустойчивости (см. рис. 2).

Теория звездной эволюции и теория пульсации хорошо согласуются друг с другом — расчеты показывают, что при пересечении полосы неустойчивости строение и химический состав наружных слоев звезд действительно близки к тому, которое предсказывается теорией пульсации. В процессе эволюции, попадая в пределы полосы неустойчивости, звезды разной массы и возраста начинают пульсировать (рис. 11 и 12). А если при этом

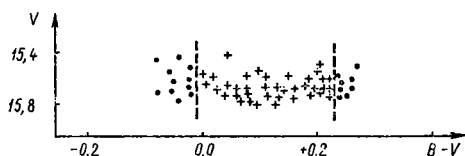


Рис. 11. Фрагмент горизонтальной ветви диаграммы «цвет — светимость» шарового скопления МЗ. Участок этой ветви, пересекаемый полосой неустойчивости, населен звездами типа *RR* Лиры (крестики).

близко их положение на диаграмме  $\Gamma - P$ , то сходны и характеристики переменности, как это, например, наблюдается у цефеид классических и типа *W* Девы. Первые — молодые звезды с массами в 3—10 масс Солнца, а вторые — поздняя стадия развития звезд с массой около одной солнечной.

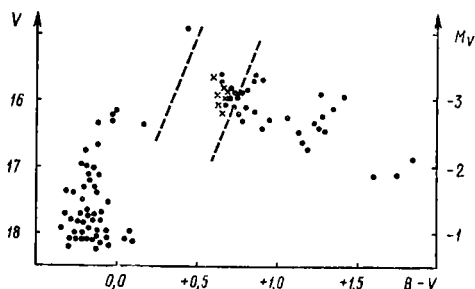


Рис. 12. Диаграмма «цвет — светимость» молодого богатого скопления NGC 1866. Участок ветви сверхгигантов, заходящий в пределы полосы неустойчивости, заселен цефеидами.

Период  $P$  пульсации определяется средней плотностью звезды  $\rho$  согласно соотношению  $P \sqrt{\rho} = Q$ , где  $Q$  — постоянная, зависящая от структуры звезды. Этой зависимости подчиняются в общих чертах все колеблющиеся системы, от мяча до Вселенной. Разреженные

сверхгиганты — цефеиды пульсируют с периодами в десятки дней, звезды типа  $\delta$  Щита (карлики главной последовательности) — несколько часов. Эволюционное движение звезды по диаграмме Г — Р сопровождается изменением ее плотности и, следовательно, периода, а поскольку период можно определить с очень большой точностью, изучение изменяемости периода пульсирующих звезд в принципе является наиболее чувствительным способом проверки выводов теории звездной эволюции.

Соотношения «период — плотность» и «масса — светимость» объясняют существование зависимости «период — светимость» для цефеид. Из них, выражая радиус через светимость и температуру, можно получить зависимость, связывающую светимости, температуры и периоды цефеид с пульсационной постоянной  $Q$ . Теоретически полученные зависимости неплохо согласуются с наблюдательными данными. Многие астрономы считают, что мы вполне понимаем теперь природу и эволюционную историю цефеид.

Читатель, наверно, согласится с тем, что эти звезды заслужили то особое внимание, которое им уделено в этой книге, в которой все равно невозможно рассказать сколько-нибудь подробно о всех типах переменных звезд. Надо, однако, сказать о том, что пульсирующие звезды встречаются не только в полосе нестабильности. Группа звезд типа  $\beta$  Цефея находится в верхней части главной последовательности близ ее правой границы (см. рис. 2). Все это — гиганты спектрального класса В, и блеск их изменяется с периодом в несколько часов. Возникновение пульсаций связывают с началом перестройки структуры звезды перед уходом с главной последовательности.

Разнообразные красные переменные гиганты и сверхгиганты находятся в правом верхнем углу диаграммы, и их переменность также связывают с пульсацией (см. рис. 2). У большинства из них блеск изменяется полуправильным образом, с циклом в десятки и сотни дней. Наиболее замечательны звезды типа  $\alpha$  Кита (названной Мира — «Удивительная»), изменяющие блеск почти правильно, с периодом от 100 до 1000 дней и громадными амплитудами — до 5—6 величин (рис. 13). Однако на самом деле количество излучаемой этими звездами энергии изменяется лишь в несколько раз. Дело в том, что в атмосферах этих холодных звезд присутствуют молекулы окисей титана, циркония, соединений углерода,



сильно поглощающие излучение в видимой области спектра. Эти молекулы при небольшом увеличении температуры распадаются на атомы, прозрачность атмосферы увеличивается, и блеск в видимой области сильно возрастает. В инфракрасной же области спектра амплитуды звезд типа Миры Кита невелики. Они встречаются

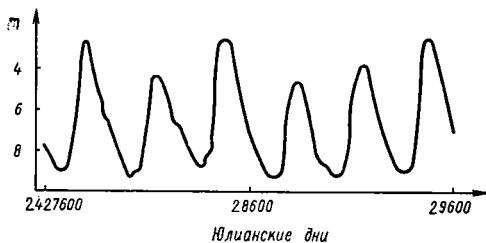


Рис. 13. Кривая блеска Миры (о Кита) в 1934—1939 гг.

на правом конце ветви гигантов шаровых и старых рассеянных скоплений и, по-видимому, переменность их связана с начинающейся перестройкой структуры звезд, готовящихся к уходу с ветви гигантов.

## Переменность двойных звезд

Знаменитый американский астроном Э. Барнард 8 июня 1918 г. возвращался вечером домой в грустном настроении. Вид ясного неба не утешал этого неугомонного наблюдателя, ибо днем было пасмурно, и он так и не увидел полного солнечного затмения. Внезапно он остановился и показал своим спутникам на созвездие Орла: «Этой звезды здесь не должно быть!» Они не сразу поняли, что Барнард не шутит, а действительно открыл Новую звезду. В ту же ночь Новая Орла (1918 = V 603 Орла) была независимо открыта десятком наблюдателей, и не удивительно — это была самая яркая Новая нашего века. В максимуме блеска она достигла  $-1^m,1$  и на небосводе уступала только Сириусу и Канопусу. Но ее торжество было кратким: через 18 дней она ослабела до 3-ей величины, а еще через 200 исчезла для невооруженного глаза.

Название «Новая» — один из самых неудачных астрономических терминов, но астрономы не любят менять терминологию. Новые представляют собой особый тип

переменных звезд, которые, конечно, существовали и до того, как их «открыли». И действительно, на месте Новой на пластинках, предшествующих вспышке (звезда разгорается обычно за несколько дней), находят слабую звездочку. А через несколько месяцев или лет после вспышки звезда вновь возвращается к исходному состоянию (рис. 14). Амплитуда вспышки обычно составляет

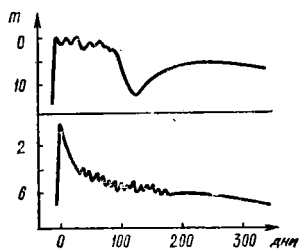


Рис. 14. Кривые блеска *DQ* Геркулеса (Новая Геркулеса 1934 г.) и *GK* Персея (Новая Персея 1901 г.). Моменты максимумов блеска совмещены.

7—12 звездных величин. «Вспышка новой звезды,— пишет Б. А. Воронцов-Вельяминов,— равносильна тому, как если бы свеча, горящая у вас на столе, засверкала как прожектор».

Спектральные данные показывают, что вспышка Новой вызвана тем, что внешние слои звезды внезапно отрываются от ее поверхности и разлетаются со скоростью в несколько сотен или тысяч километров в секунду. Оболочка звезды вздувается как мыльный пузырь и отрывается от нее. В максимуме блеска Новые относятся к числу самых ярких звезд, лишь редкие сверхгиганты класса А и F превышают их по светимости. Кстати, спектр Новых в максимуме примерно такой, как у этих сверхгигантов, его создает начинающая расширение оболочка, которая вскоре становится оптически тонкой, прозрачной для собственного излучения, и темные линии в спектре Новой сменяются яркими, эмиссионными. Диаметр оболочки близ максимума блеска превышает диаметр земной орбиты, и долгие годы авторы научно-фантастических книг давали ужасающие картины гибели Земли в раскаленных газах оболочки Солнца, взорвавшегося как Новая. Но в настоящее время установлено, что Солнце не может взорваться как Новая.

В 1954 г. американский, молодой тогда, астроном Мерл Уокер, наблюдая Новую Геркулеса 1934 г., обозна-

ченную как  $DQ$  Геркулеса в «Общем каталоге переменных звезд», обнаружил, что блеск ее каждые 4 часа 49 минут ослабевает от  $14^m,1$  до  $15^m,6$ . Звезда оказалась затменной переменной — тесной двойной системой. В 1963 г. он же доказал, что затменной переменной является  $T$  Возничего — Новая 1896 г. У ряда других Новых, вспышки которых тоже наблюдались давно, была обнаружена спектральная двойственность, и сейчас не приходится сомневаться в том, что все Новые звезды — тесные двойные системы карликовых звезд. Полностью прав оказался Г. В. Кукаркин, сказавший в 1954 г., что открытие Уокера даст больше всех предыдущих работ для понимания природы Новых звезд.

Сразу же выяснилось, что массы Новых невелики — около солнечной и меньше — а раньше им приписывались иногда массы в тысячи масс Солнца! Ясно стало, что причина вспышек каким-то образом связана с двойственностью, с каким-то взаимодействием компонент. Оценивая блеск  $DQ$  Геркулеса на пластинках, полученных до вспышки, П. Анерт (ГДР) показал, что после вспышки ее период увеличился на 3,5 минуты (расстояние между компонентами увеличилось из-за потери массы при вспышке). Отсюда следует, что масса оболочки, сбрасываемой при взрыве, не превышает сотой доли массы всей звезды.

Затмения или спектральная двойственность были обнаружены и у повторных Новых звезд, вспышки которых повторяются через несколько десятилетий, хотя и с меньшей амплитудой, чем у Новых звезд. Повторной Новой  $WZ$  Стрелы принадлежат абсолютный рекорд кратчайшего среди известных орбитальных периодов — 82 минуты. Космонавтам надо больше времени, чтобы облететь вокруг Земли!

И наконец, в последние годы окончательно установлена двойственность звезд типа  $U$  Близнецов, называемых иногда «карликовыми» Новыми. Эти звезды обычно показывают небольшие флуктуации блеска, но циклически, с интервалами в десятки, изредка сотни дней уве-

Рис. 15. Кривая блеска  $SS$  Лебеда, звезды типа  $U$  Близнецов.



личивают блеск на несколько величин и через несколько дней возвращаются к исходному состоянию (рис. 15). Повторные Новые и звезды типа *U* Близнецов объединяет замечательная зависимость, открытая в 1933 г. Б. В. Кукаркиным и П. П. Паренаго: чем длиннее средний промежуток времени между вспышками (цикл), тем больше амплитуда вспышки (рис. 16). Этой зависимости

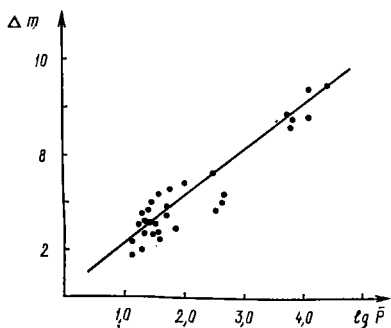


Рис. 16. Зависимость между средним циклом и амплитудой изменения блеска для звезд типа *U* Близнецов и повторных Новых, обнаруженная Б. В. Кукаркиным и П. П. Паренаго в 1933 г.

подчиняются и индивидуальные звезды: чем больше времени прошло с момента вспышки, тем более мощной бывает следующая вспышка. Кукаркин и Паренаго предположили, что и типичные Новые звезды могут подчиняться этой зависимости. В этом случае получается, что промежуток времени между их вспышками должен составлять тысячи и десятки тысяч лет. Это интересное предположение пока не имеет строгих доказательств — для этого надо подождать хотя бы пару тысячелетий, ибо астрофотография, запечатлевающая состояние неба на данный момент, появилась лишь столетие назад и точные координаты старых Новых звезд остались неизвестными. Предположение Кукаркина и Паренаго позволяет считать, что в нашей Галактике вспыхивают не все звезды, а повторно одни и те же. Ведь известно, что в галактиках (как в нашей, так и в туманности Андромеды) вспыхивает по полсотни Новых звезд в год (хотя из-за межзвездного поглощения мы наблюдаем гораздо меньшее количество таких звезд). Зная приблизительное число звезд в галактиках и возраст последних, легко подсчитать, что за  $10^9$  лет должны вспыхнуть все звезды нашей Галактики. Однако предположение, что некоторые звезды вспыхивают повторно, позволяет нам надеяться, что Солнце не принадлежит к классу Новых звезд.

Зависимость Кукаркина — Паренаго означает, что в промежутках между вспышками идет накопление энергии, и чем дольше она накапливается, тем мощнее вспышка.

Вспышки Новых звезд, возможно, связаны с тем, что одна из компонент является белым карликом, горячей плотной звездой. Газовые потоки, существующие в тесных двойных системах, постепенно переносят на поверхность карлика вещество, богатое водородом. В оболочке белого карлика начинается бурное горение водорода, что и приводит к вспышке звезды. По возвращении системы в исходное состояние процесс повторяется снова; скорость выделения энергии при горении водорода может быть очень большой, и происходит срыв внешних слоев звезды.

Таким образом, переменность Новых, повторных Новых и звезд типа *U* Близнецов неразрывно связана с их двойственностью и возникает на поздних стадиях эволюции тесных двойных систем. Ничего страшного с самой звездой (но не для ее ближайших соседей!) при этом не происходит. Новые звезды теряют при вспышке всего около  $10^{-4}$  масс Солнца, и небольшое «кровопускание» идет им на пользу, так как обеспечивает устойчивость звезды в двойной системе. Другое дело — Сверхновые звезды. Феноменологически взрыв Сверхновой похож на вспышку Новой звезды, только масштабы побольше, недаром же двадцать лет их путали друг с другом. В максимуме блеска Сверхновая часто светит как целая галактика — ярче миллиарда солнц... Строго говоря, мы не знаем, какие звезды вспыхивают как Сверхновые, никто не видел Сверхновую перед вспышкой. По-видимому, катастрофа происходит со звездой, в которой исчерпаны термоядерные источники энергии и начался гравитационный коллапс. Возможно, что у некоторых массивных звезд ядро после выгорания гелия быстро сжимается, нагревается, и начинается бурное горение углерода и кислорода; детонационная волна, пронесшаяся по ядру, воспламеняет все новое ядерное горючее, и ударная волна сбрасывает внешние слои звезды. Оболочка сбрасывается за несколько секунд, в течение которых в условиях высоких плотностей и температур образуются тяжелые элементы, рассеивающиеся затем в пространстве. Это, видимо, основной источник тяжелых элементов во Вселенной. И можно сказать, что если бы

не Сверхновые, то не из чего было бы образоваться Земле и жизни на ней.

Но вот что остается от звезды после вспышки ее как Сверхновой, мы знаем очень хорошо. Остается ее сверхплотное ядро — нейтронная звезда, «бешено» вращающаяся, чтобы сохранить угловой момент исходного сверхгиганта, и обладающая сильным магнитным полем. Эта гигантская динамо-машина ускоряет заряженные частицы до энергий космических лучей, и энергия вращения постепенно расходуется на это; вращение замедляется, и период импульсов пульсаров — а это и есть нейтронные звезды, «огарки» Сверхновых — постепенно увеличивается. Самый короткий период (0,033 с) у пульсара в Крабовидной туманности, остатке Сверхновой 1054 г., о которой уже была речь. Излучение идет через магнитные полюса и узким пучком, а так как ось вращения не совпадает с магнитной осью и каждый период пучок чиркает по Земле, то мы наблюдаем всплеск радиоизлучения, а в случае пульсара в Крабовидной туманности — и в оптическом диапазоне. Вероятно, узкая направленность излучения объясняет отсутствие пульсаров на местах вспышек звезд Тихо в 1572 г. и Кеплера в 1604 г., которые, судя по их яркости и кривой блеска, скорее всего были Сверхновыми, а не Новыми звездами.

По-видимому, вспыхивать как Сверхновые могут и звезды с массой в 1—2 солнечных, иначе трудно объяснить вспышки Сверхновых в эллиптических галактиках, где более массивные звезды должны уже проэволюционировать.

Служба Сверхновых, созданная Ф. Цвикки, зарегистрировала более 400 звезд, вспыхнувших в других галактиках; их изучение ведется очень активно, и скоро мы будем знать гораздо больше об этих грандиозных «фейерверках», которыми звезды оканчивают свою активную жизнь.

Вернемся, однако, к двойным звездам, к которым Сверхновые не имеют никакого отношения — хотя они могут вспыхивать и в двойных системах, которые при этом скорее всего разрушаются.

Если плоскость орбиты двойной звезды проходит через луч зрения земного наблюдателя, в течение каждого орбитального периода происходит затмение одной компоненты другой, и суммарный блеск системы ненадолго и быстро уменьшается. Двойная система  $\beta$  Персея стала

первой переменной звездой, причина изменения блеска которой достоверно известна. По-видимому, ещё арабы в древние времена знали о переменности этой звезды, недаром они назвали ее Алголем — Дьяволом. Джон Гудрайк установил в 1783 г., что ослабление блеска Алголя происходит строго периодически, каждые 2 дня 20 часов и 49 минут, и он же предположил, что мы имеем дело с затмением одной компоненты двойной системы другой. В 1880 г. Э. Пикеринг детально обосновал эту гипотезу, а в 1889 г. Г. Фогель обнаружил периодические изменения лучевой скорости Алголя, блестяще подтвердившие догадку Гудрайка и гипотезу Пикеринга. Лучевые скорости дают скорость движения яркой компоненты по орбите, и, зная период, можно найти длину орбиты и ее радиус. Используя кривую блеска (рис. 17) и третий

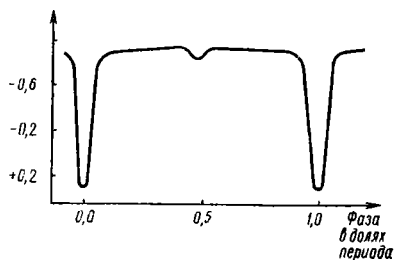


Рис. 17 Кривая блеска  $\beta$  Персея.

закон Кеплера, можно определить размеры и массы обеих компонент. Они оказались близки к солнечным. Небольшое возрастание блеска к моменту вторичного затмения, когда более слабая компонента проходит за ярким, объясняется эффектом отражения света яркой звезды от поверхности более слабой. Иногда, как в случае *HZ* Геркулеса, это добавочное свечение вызвано нагревом поверхности холодной звезды излучением горячей соседки.

Тот же Гудрайк в 1784 г. открыл переменность блеска  $\beta$  Лиры (рис. 18). У этой системы блеск изменяется и вне затмений — компоненты настолько близки друг к другу, что приливное взаимодействие вытянуло их в эллипсоиды. Почти соприкасающиеся и одинаковые компоненты у систем типа *W* Большой Медведицы; периоды их обычно меньше суток. У эллипсоидных звезд из-за изменения площади обращенной к нам светящейся

поверхности блеск изменяется и при отсутствии собственно затмений. Периоды звезд типа  $\beta$  Лиры — дни и десятки дней, а у «алголей» — от долей дня до десятков тысяч дней.

Затмённые переменные дают ценнейшие сведения о размерах, температурах и массах звезд. Они позволяют

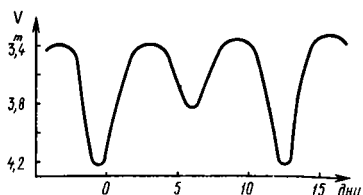


Рис. 18 Кривая блеска  $\beta$  Лиры.

проверять теорию внутреннего строения звезд, так как для некоторых из них можно определить степень концентрации вещества в звезде. Это системы, у которых наблюдается поворот «линии апсид» (большой оси эллиптической орбиты). Он вызван тем, что в тесной системе звезды нельзя рассматривать как материальные точки, и скорость вращения линии апсид определяется распределением плотности вещества по радиусу. На кривой блеска поворот линии апсид сказывается непрерывным перемещением вторичного минимума. Классический пример такой системы — *RU* Единорога, исследованная Д. Я. Мартыновым. Разгадать ее было очень трудно, так как вторичный минимум звезды имеет почти такую же глубину, как и главный.

Затмённые звезды с компонентами-сверхгигантами позволяют исследовать строение атмосфер сверхгигантов. Например, в случае  $\zeta$  Возничего спутник — звезда *B8* — в 27 раз меньше компоненты, сверхгиганта *K4*. Заходя за атмосферу холодной звезды, горячая компонента как бы просвечивает ее, и в спектре появляются линии поглощения, возникающие во внешних областях сверхгиганта: можно изучить и химический состав, и характер движения вещества в них. Очень интересен случай  $\epsilon$  Возничего, период которой составляет 9883 дня. Полная фаза затмения длится 330 дней, и в это время должен наблюдаться спектр более слабого спутника, за которым находится теперь яркая звезда класса *F0*. Однако никаких изменений в спектре системы в дни полной фазы не наблюдается. Предложено несколько моде-



лей системы для объяснения этой странности, но исчерпывающего ответа нет до сих пор.

Особое внимание вызывают короткопериодические системы, такие, как *UX* Большой Медведицы, у которых кривые блеска и спектральные особенности очень похожи на наблюдаемые у Новых звезд. Вполне может быть, что им еще предстоит вспыхнуть. Резко усилился интерес к тесным двойным за последние два года, когда некоторые из них были отождествлены с рентгеновскими источниками.

Земная атмосфера защищает нас от губительного ультрафиолетового и рентгеновского излучений Солнца. До недавних пор эта броня заодно и лишала астрономов возможности изучать жесткое излучение небесных светил. Новый, неожиданный мир открылся после 1962 г., когда приборы, установленные на ракетах, впервые обнаружили первый источник рентгеновского излучения среди звезд. В 1966 г. один из таких источников, Скорпион X-1, был отождествлен с горячей звездой 12-й величины. Молодая наука — рентгеновская астрономия — развивалась медленно, пока рентгеновское излучение регистрировалось во время кратковременных запусков ракет, но в 1970 г. был запущен американский спутник «Ухуру» («Свобода»), специально предназначенный для поисков и исследования рентгеновских источников. Запуск оказался необычайно успешным, спутник продолжает работать и сейчас. Число обнаруженных им рентгеновских источников достигло уже 161. Многие из них, особенно расположенные в высоких галактических широтах, отождествляются с галактиками и скоплениями галактик, другие же — с туманностями — остатками вспышек Сверхновых в нашей Галактике. Отождествление рентгеновских источников с оптическими объектами — очень трудная задача, потому что техника регистрации рентгеновских лучей пока не позволяет определять координаты с достаточной точностью. В пределы квадрата, соответствующего ошибке определения «рентгеновских» координат, попадают иногда десятки звезд. И все-таки есть дюжина рентгеновских источников, уверенно отождествляющихся со звездами — и все эти звезды переменные!

Лебедь X-1 (*V* 1357), источник рентгеновского излучения с быстро изменяющейся интенсивностью, известен с 1966 г., но долго оставалось неясным, с какой звездой

его можно отождествить: ничего примечательного вокруг не было. Но в 1971 г. в этой области неба был обнаружен переменный радиоисточник, и оказалось, что когда он становится слабее, рентгеновский источник становится ярче: очевидно, это был один и тот же объект. Координаты радиоисточников определяются с очень большой точностью, и положение Лебеда X-1 стало известно с точностью до 1". Ему соответствовала звезда 9-й величины, сверхгигант спектрального класса В0. Фотометрические исследования, проведенные у нас и за рубежом, показали, что блеск ее периодически изменяется с амплитудой около  $0^m,1$ . Как переменная, она получила обозначение V1357 Лебеда. Звезда оказалась спектрально-двойной с периодом 5,6 дня; изменения блеска ее вызваны эллиптической формой сверхгиганта В0. Следов второй компоненты в спектре не видно; это, а также быстрые флуктуации интенсивности рентгеновского излучения говорит о том, что она весьма компактное тело. Так как масса сверхгиганта В0 приблизительно равна 30 солнечным, то можно утверждать, что масса невидимой компоненты превышает 6 солнечных. Итак, рентгеновским источником является компактное слабо-светящееся тело с массой, большей трех солнечных — таким телом может быть только сколлапсировавшая звезда, «черная дыра». В высшей степени вероятно, что давнее предсказание теории о том, что звезды с массой, большей 2—3 солнечных, после истощения источников энергии должны неудержимо сжиматься за гравитационный радиус  $r_g$  ( $r_g = 2GM/c^2$ , где  $M$  — масса объекта, а  $c$  — скорость света), подтверждается в случае Лебеда X-1. Рентгеновское излучение, в духе предположения И. С. Шкловского, развитого Р. А. Сюняевым и другими советскими теоретиками, объясняется столкновением с поверхностью компактного объекта «звездного ветра» или газовых струй, исходящих от оптической компоненты. Эта гипотеза требует, чтобы все рентгеновские источники, отождествляемые со звездами, входили в состав тесных двойных систем, одна из которых теряет вещество, падающее на поверхность второй. Накапливается все больше наблюдательных данных в пользу этого предположения; во всяком случае, все надежно отождествленные рентгеновские источники действительно входят в состав двойных систем. Даже у Скорпиона X-1, надежно отождествленного с горячей звездой, с полностью

хаотичными, казалось бы, изменениями блеска, некоторые исследователи находят признаки периодических изменений среднего блеска, объясняющиеся двойственностью.

Но наибольшей популярностью среди всех переменных звезд пользуется теперь *HZ* Геркулеса, отождествленная с рентгеновским источником Геркулес X-1.

До 1972 г. это была одна из многих тысяч слабо изученных переменных, слабая звездочка, блеск которой изменялся в пределах  $13^m,0$ — $14^m,5$ , и, как казалось, неправильным образом. За два года звезда сделала «голововокружительную карьеру», количество работ о ней сейчас исчисляется десятками, и скоро она обгонит в этом отношении нынешнюю чемпионку, *DQ* Геркулеса — Новую Геркулеса 1934 г., свою соседку на небе.

Началось с того, что в 1972 г. в излучении рентгеновского источника Геркулес X-1 были обнаружены замечательные периодические изменения. Во-первых, оказалось, что это излучение импульсное, с периодом 1,24 секунды. Во-вторых, каждые 1,70 дня в течение 5,6 часа средняя интенсивность рентгеновского излучения резко падает до нескольких отсчетов в секунду (рис. 19). И наконец,

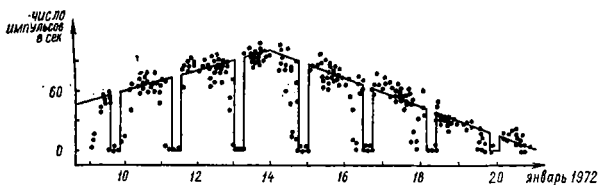


Рис. 19. Кривая «блеска» в рентгеновских лучах Геркулеса X-1 в январе 1972 г. Затмения повторяются каждые 1,7 дня; 12 дней из каждых 36 источник слабее предела обнаружимости.

рентгеновское излучение вообще отсутствует 24 дня из каждых 35—36 суток. Затем источник резко «включается», за 5 дней становится максимально ярким и за 7 дней гаснет. Период 1,70 дня естественно объяснить тем, что рентгеновский источник входит в состав двойной системы с таким орбитальным периодом и затмевается при каждом обращении. Оказалось, далее, что главный период 1,24 секунды подвержен периодическим колебаниям с периодом 1,70 дня, и эти изменения объясняются

эффектом Доплера — изменением воспринимаемой нами частоты колебаний при движении их источника. До сих пор в астрономии эффект Доплера мог быть использован лишь при определении скорости движения вдоль луча зрения (по доплеровскому сдвигу линий в спектре, т. е. изменению частоты излучаемого света). Впервые частота (и точность регистрации) колебаний интенсивности излучения была столь высока, что изменения частоты могли быть объяснены эффектом Доплера. Таким образом, было доказано, что Геркулес X-1 — двойная система с периодом 1,70 дня, рентгеновский источник в которой затмевается с каждым оборотом вокруг главной компоненты.

Летом 1972 г. выяснилось, что координаты Геркулеса X-1 довольно близки к координатам неправильной переменной *HZ* Геркулеса. Но «неправильной» она лишь казалась — наблюдений ее блеска было мало, они были разрознены во времени, и предыдущим исследователям просто не удалось найти период. Одновременно и независимо от американских астрономов Н. Е. Курочкин оценил блеск *HZ* Геркулеса по пластинкам из коллекции Астрономического института им. Штернберга в Москве и обнаружил, что блеск ее изменяется в точности с тем же периодом 1,70 дня, как и рентгеновское излучение. Оказалось, что момент минимума блеска *HZ* Геркулеса точно совпадает с минимумом рентгеновского излучения Геркулеса X-1. Сомнений в правильности отождествления больше не могло быть. В максимуме блеска звезда намного горячее, чем в минимуме, — амплитуда изменения блеска в ультрафиолетовых лучах существенно больше, чем в синих (рис. 20).

Несколько групп астрономов, в Москве и в США сразу же объяснили переменность блеска *HZ* Геркулеса тем, что рентгеновский источник нагревает поверхность обращенной к нему оптической компоненты системы (примерно от 7000 до 14 000°). Когда рентгеновский источник между нами и оптической звездой, нагретая поверхность обращена к нам, и мы видим *HZ* Геркулеса яркой и горячей; когда он заходит за оптическую компоненту, мы наблюдаем затмение в рентгеновских лучах и ослабление блеска системы в видимой области спектра.

Чем же объясняется период 1,24 секунды? Сама малость его указывает на компактность источника рентгеновских лучей; масса его оценивается между 0,15 и

1,8 массы Солнца. Период в одну секунду типичен для нейтронных звезд — пульсаров, излучающих в радиодиапазоне.

Электромагнитное излучение пульсаров формируется в области магнитных полюсов и является направленным (угол раствора конуса с вершиной в полюсе — градусы

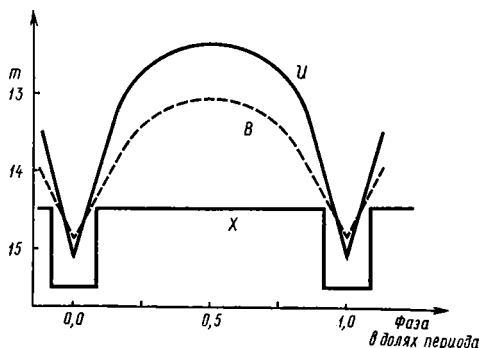


Рис. 20. Средние кривые блеска в лучах  $U$ ,  $B$  и рентгеновских лучах для Геркулеса  $X-1 = HZ$  Геркулеса, построенные с периодом 1,7 дня.

или несколько десятков градусов). Магнитная ось не совпадает с осью вращения, и при каждом обороте пульсара Земля попадает в конус его излучения — и наблюдается всплеск излучения. Аналогичная модель быстро вращающейся нейтронной звезды предложена и для компактного компонента  $HZ$  Геркулеса; эта компонента излучает не в радиодиапазоне, а в рентгеновском скорее всего именно потому, что входит в состав тесной пары. Интенсивное падение на нее вещества от нормальной звезды может подавить механизм, рождающий радиоимпульсы, но нагревает поверхность соседа настолько (до  $10^7^\circ$ ), что он излучает уже в рентгеновском диапазоне длин волн.

36-дневный цикл большинство астрономов объясняют прецессией — ось вращения нейтронной звезды описывает в пространстве конус с периодом в 36 дней, и большую долю этого периода рентгеновское излучение, исходящее из магнитных полюсов звезды, не попадает на Землю. Блеск звезды в оптическом диапазоне изменяется в эти дни почти так же; это объясняется тем, что на оптическую компоненту рентгеновское излучение по-прежнему попадает.

И еще одна удивительная особенность известна у  $HZ$

Геркулеса. Просмотр старых пластинок на Гарвардской и Зонненбергской обсерваториях показал, что время от времени (например, в 1949—1956 гг.) переменность звезды практически исчезает — амплитуда уменьшается до  $0^m,3$ . По-видимому, в эти эпохи нейтронная звезда почему-то перестает испускать рентгеновское излучение или же оно не достигает оптической компоненты, которая поэтому и остается близ минимального блеска. Астрономы с нетерпением поджидают, не повторится ли снова это явление; тогда система *HZ* Геркулеса будет, наверное, полностью расшифрована.

Вот такая картина скрывалась за скромной «неправильной» переменной. Пример *HZ* Геркулеса показывает, как важно тщательное исследование *всех* переменных звезд — но здесь не обойтись без помощи любителей астрономии.

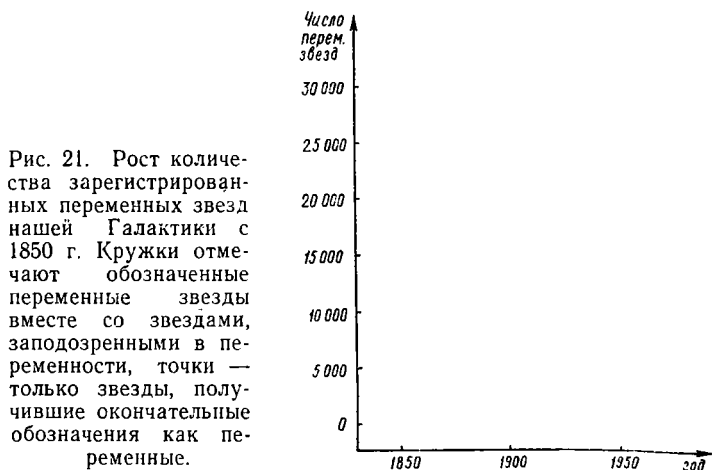
Лебедь X-1 и Геркулес X-1 являются представителями двух типов звездных рентгеновских источников. Одни из них связаны с молодыми горячими сверхгигантами класса O или B, звездами с массой в 20—40 солнечных, их известно по крайней мере пять; рентгеновская компонента в некоторых случаях вполне может быть «черной дырой». Три-четыре источника связаны со старыми звездами класса A или F, масса которых незначительно превышает солнечную. Большая пространственная скорость и большое расстояние от плоскости Галактики говорят о принадлежности таких систем к населению II. Примечательно отсутствие рентгеновских источников в двойных системах с промежуточными характеристиками. Поскольку появление рентгеновского излучения связано с захватом вещества, надо думать, что оно соответствует тем фазам эволюции тесных двойных, когда оптический компонент интенсивно теряет вещество.

## Наблюдайте переменные звезды!

---

Подведем теперь некоторые итоги. Далеко не обо всем можно рассказать на 64 страницах. Некоторые типы переменных звезд были только упомянуты (например, магнитные звезды), другие обойдены полным молчанием (например, звезды типа *R* Северной Короны, у которых

происходят как бы антивысшики, резкие ослабления блеска, вызванные внезапным выбросом в атмосферу звезды частиц углерода). Описание всех типов переменных звезд не входило в нашу задачу, хотелось только заинтересовать читателя, убедить его, что это — самые интересные звезды. Дело в том, что без помощи любителей астрономии специалистам не справиться со все возрастающим количеством вновь открываемых переменных звезд. На рис. 21 показаны темпы роста числа закаталогиз-



ированных переменных звезд нашей Галактики. А ведь еще около 4000 переменных звезд известно в других галактиках, около 2000 — в шаровых скоплениях нашей Галактики. Даже в «Общем каталоге переменных звезд» (третье издание, его было выпущено в 1969—1971 гг. Б. В. Кукаркиным, П. Н. Холоповым и их сотрудниками) осталось 803 неисследованные переменные звезды, обозначенные много лет назад. Теперь неизученные переменные звезды держат в Каталоге звезд, «заподозренных» в переменности, и таких накопилось уже свыше 10 000. Нельзя остановить открытия новых переменных и нельзя оставлять их неизученными. Но нельзя оставлять без надзора и хорошо изученные переменные, даже самые правильные, периодические. Во-первых, неизвестно, чем они нас могут удивить. Цефеида *RU* Жирафа в 1964 г. взяла да прекратила пульсацию, точнее, умень-

шила амплитуду в десять раз. Понятно, что переход от переменности к постоянству блеска в высшей степени важно уловить и изучить. Во-вторых, очень важно следить за изменяемостью периодов. Уже говорилось о том, что при эволюционном движении цефеиды направо по диаграмме Г — Р ее период должен расти, а налево — уменьшаться. Согласно теории некоторые пересечения полосы нестабильности длятся около 1000 лет и не исключено, что быстрые монотонные изменения периода, наблюдаемые у некоторых цефеид, являются эволюционными; во всяком случае, изменения, обусловленные эволюцией, можно будет выявить если не через двадцать, то через сто лет.

Какие же звезды наблюдать? Прежде всего надо научиться глазомерным оценкам блеска<sup>1</sup>. Надо поместить звезду в интервале между двумя звездами сравнения, ярче и слабее переменной. Минимально различимое отличие в яркости между переменной и звездой сравнения называют степенью. Различие в одну степень — такое, когда еще остается сомнение, действительно ли оно есть. Две степени — едва заметное отличие, три степени — заметное сразу. Сначала оценивается меньший интервал блеска, а далее, помня, что данный интервал блеска мы оценили во столько-то степеней, оцениваем разность блеска между переменной и более далекой от нее по блеску звездой сравнения. Вообще стараются выбрать звезды сравнения возможно более близкие к переменной по блеску. При всей субъективности понятия степени оказывается, что с приобретением опыта ее значение становится близким к  $0^m,1$ . Степенные оценки можно перевести в звездные величины, если для звезд сравнения они известны, но это не обязательно. Главное, к чему надо стремиться — определению момента максимума или минимума блеска. Начинать надо с ярких периодических переменных, непрерывно изменяющих блеск, —  $\beta$  Лиры,  $\delta$  Цефея,  $\zeta$  Орла.

У любительских наблюдений могут быть две главные задачи: изучение неисследованных переменных звезд и определение моментов максимумов периодических звезд для слежения за изменяемостью их периодов. Первая за-

---

<sup>1</sup> Инструкции для наблюдений можно найти в книгах П. Г. Куликовского «Справочник любителя астрономии» и В. П. Цесевича «Что и как наблюдать на небе».



дача требует опыта, непрерывных наблюдений и, как правило, телескопа. Вторая задача проще, но и здесь для сколько-нибудь уверенного определения момента максимума надо получить за месяц-другой не менее полсотни наблюдений данной звезды.

Звезды типа Миры Кита наблюдает двухтысячный коллектив Американской ассоциации наблюдателей переменных звезд; переменные типа RR Лиры доступны лишь телескопу, и для любителя, вооруженного биноклем, остаются прежде всего цефеиды. Даже наблюдения  $\delta$  Цефея имеют смысл! Ведь переменная звезда — живая, нельзя изучить ее раз и навсегда.

Наблюдения периодической звезды должны быть приведены к одному циклу переменности — должна быть построена средняя кривая блеска. Для этого нужно найти фазу каждого наблюдения, т. е. время, прошедшее от него до ближайшего предшествующего минимума или максимума. Любой момент времени  $T$  можно представить в единицах периода  $P$  данной звезды:  $T = T_0 + PE + \Phi_a$ , где  $E$  — число прошедших целых периодов (число эпох, как говорят «переменщики»),  $T_0$  — момент начального максимума и  $\Phi_a$  — фаза в долях дня. Поделив обе части на  $P$ , получим  $(1/P)(T - T_0) = E + \Phi_p$ , где уже  $\Phi_p$  — фаза в долях периода. Ее-то и нужно найти. Разумеется, счет времени ведется в юлианских днях. Затем строится график «блеск (в степенях или звездных величинах) — фаза» и по нему определяют фазу максимума. Теперь решают обратную задачу — находят приближенный средний момент наблюдений и находят ближайший к нему момент, когда фаза будет равна полученной по средней кривой фазе максимума. Этот момент — нормальный максимум и есть цель наблюдений. Накопив несколько таких моментов — для цефеид надо несколько лет наблюдений, для звезд типа RR Лиры — несколько месяцев, следует прислать их в Отдел переменных звезд ГАИШ. Сопоставив эти моменты с данными других наблюдателей, которые регистрируются и накапливаются в карточном каталоге переменных звезд ГАИШ, можно изучить изменчивость периодов этих звезд. И с каждым десятилетием ценность этих наблюдений будет возрастать. Конечно, коллективам любителей вполне по силам и фотоэлектрические наблюдения переменных звезд. Каждый любитель-астроном может внести реальный и вечный вклад в науку!

## УВАЖАЕМЫЙ ЧИТАТЕЛЬ!

Журнал «Земля и Вселенная», издаваемый Академией наук СССР (индекс в Каталоге «Союзпечати» 70336) — единственный в Советском Союзе научно-популярный журнал, рассчитанный на широкий круг читателей, интересующихся астрономией, геодезией, геофизикой и космическими исследованиями.

О новейших открытиях в области исследования Солнца и звезд, Луны и планет, о далеких галактиках, о непрерывном изменении облика Земли, ее внутреннем строении, атмосфере и океанах рассказывают на страницах журнала виднейшие советские и зарубежные ученые и космонавты. Среди авторов проблемных статей академики В. А. Амбарцумян, А. А. Благонравов, А. П. Виноградов, В. П. Глушко, Я. Б. Зельдович, М. В. Келдыш, А. М. Обухов, М. А. Садовский, А. Б. Северный.

Звездное небо — это не только предмет исследования астрономов, не только фон, на котором движутся планеты и спутники. Звездное небо — это источник глубокого эстетического наслаждения. Журнал поможет вам испытать это чувство, научит вас находить яркие звезды и созвездия, самостоятельно строить телескопы и проводить с ними интереснейшие наблюдения.

Учащийся старших классов, студент, учитель, лектор, пропагандист, инженер и научный работник — каждый найдет в журнале «Земля и Вселенная» нечто интересное и важное.



11 коп.

Индекс 70101