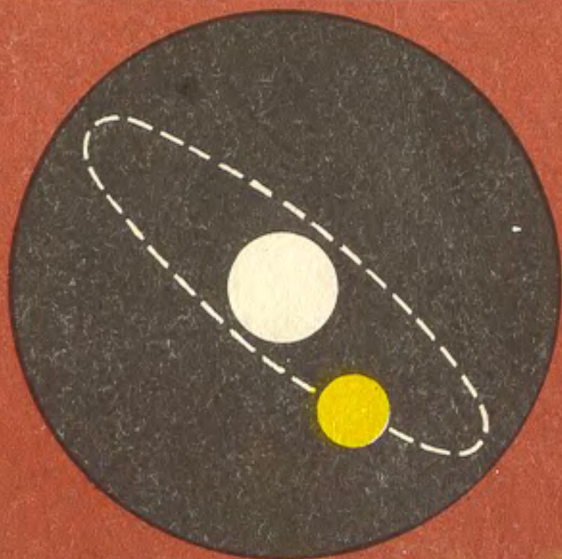


2.66
Ц 49
БИБЛИОТЕКА ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ



В. П. ЦЕСЕВИЧ

ПЕРЕМЕННЫЕ
ЗВЕЗДЫ
И ИХ
НАБЛЮДЕНИЕ

88
БИБЛИОТЕКА ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ



В. П. ЦЕСЕВИЧ

9063

ПЕРЕМЕННЫЕ
ЗВЕЗДЫ
И ИХ
НАБЛЮДЕНИЕ



МОСКВА «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
1980

Лытвинская Районная
объединенная библиотека
Московской области

22.66
Ц 49
УДК 523.84

РЕДАКЦИОННАЯ КОЛЛЕГИЯ
Председатель Д. Я. МАРТЫНОВ

Цесевич В. П.

Ц49. Переменные звезды и их наблюдение.— М.: Наука. Главная редакция физико-математической литературы, 1980.— 176 с., ил.— Библиотека любителя астрономии: 30 к.

В книге описаны в доступной форме разнообразные свойства переменных звезд, в том числе открытых в последние годы уникальных объектов. Этому посвящены первые пять глав книги. Шестая глава содержит подробное описание визуальных и фотографических способов наблюдений и методов их обработки. Приведены также необходимые вспомогательные сведения: списки ярких переменных звезд и звезд сравнения, карты окрестностей переменных звезд и таблицы, необходимые для обработки наблюдений.

Книга предназначена для любителей астрономии, учителей, студентов астрономических специальностей университетов и педагогических институтов. Может служить пособием для практических работ и для занятий астрономических кружков.

Ц $\frac{20605 - 064}{053(02)-80}$ 206-80. 1705060000 ББК 22.66
527

Ц $\frac{20605 - 064}{053(02)-80}$ 206-80. 1705060000 © Издательство «Наука».
Главная редакция
физико-математической
литературы, 1980.

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие	5
-----------------------	---

ГЛАВА I ВВЕДЕНИЕ

§ 1. Звездные величины и показатели цвета	7
§ 2. Светимости и радиусы звезд	10
§ 3. Спектральная классификация и лучевые скорости	12
§ 4. Диаграмма Герцшпрунга — Рассела	16
§ 5. Типы звездного населения	21

ГЛАВА II ЗАТМЕННЫЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

§ 6. Классификация затменных переменных звезд	24
§ 7. Что дает изучение кривой блеска звезды типа Алголя?	27
§ 8. Эволюция тесной двойной звезды	35
§ 9. Изменение периодов затменных переменных звезд	33

ГЛАВА III ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

§ 10. Цефеиды, или звезды типа δ Цефея	43
§ 11. Звезды типа RR Лиры	48
§ 12. Карликовые цефеиды	52
§ 13. Мириды	53
§ 14. Звезды типа RV Тельца	56
§ 15. Полууравильные и неправильные переменные звезды	58
§ 16. Переменные звезды, обладающие малыми амплитудами	60
§ 17. Пульсационная теория	62

ГЛАВА IV
ПЕРЕМЕННОСТЬ МОЛОДЫХ ЗВЕЗД

§	18. Звезды типа UV Кита	67
§	19. Вспышечные звезды	68
§	20. Звезды типа RW Возничего — Т Тельца	69
§	21. Фуоры и антифуоры	75

ГЛАВА V
ВЗРЫВАЮЩИЕСЯ ЗВЕЗДЫ

§	22. Типы взрывающихся звезд	76
§	23. Явления, происходящие при вспышке новой звезды	78
§	24. Загадка DQ Геркулеса	79
§	25. «Звезда-гостья» в созвездии Тельца	81
§	26. U Близнецов и ей подобные	84
§	27. Тихие взрывы	87
§	28. Рентгеновские пульсары в двойных звездных системах	89
§	29. Звезды типа Z Андромеды	92

ГЛАВА VI
ОПРЕДЕЛЕНИЯ БЛЕСКА ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД
И СПОСОБЫ ИХ ОБРАБОТКИ

§	30. Глазомерные оценки блеска	94
§	31. Степенная шкала блеска звезд сравнения	98
§	32. Редукция шкал	100
§	33. Систематические ошибки наблюдений блеска	103
§	34. Звездные величины звезд сравнения	106
§	35. Первичная обработка моментов наблюдений	108
§	36. Кривая изменения блеска	111
§	37. Исследование мирид	113
§	38. Средняя кривая блеска	116
§	39. Исследование короткопериодических звезд. Поиск периода	121
§	40. Ускоренное вычисление возрастов	124
§	41. Изменение периодов и эффект Блажко	126
§	42. Организация наблюдений	128
§	43. Рекомендации наблюдателям	133

ДОПОЛНЕНИЯ

Дополнение 1. Способ наименьших квадратов	139
Дополнение 2. Приведение моментов времени к центру Солнца	141
Приложения	145
Карты окрестностей переменных звезд	159

ПРЕДИСЛОВИЕ

У звезд, как и у Солнца, в процессе эволюции постепенно меняются физические характеристики, в том числе и блеск. Однако эволюционные изменения происходят настолько медленно, что непосредственно заметить их невозможно. Вместе с тем существуют звезды, которые по тем или иным причинам изменяют свой блеск достаточно быстро. Они называются переменными звездами. Их изучение приносит ценнейшую информацию о свойствах звезд.

Один из классов переменных звезд — затменно-двойные. Изменение их блеска вызвано периодически повторяющимися затмениями, когда одна из звезд, входящих в двойную систему, закрывает от нас вторую. Их исследование дает сведения о размерах, массах, плотностях вещества и температуре поверхностных слоев звезд — информацию, на основе которой в значительной степени базируется наука о звездах.

Второй класс переменных звезд — это нестационарные звезды, находящиеся в состоянии неустойчивости. Их изучение дает ценные данные о тех внутренних силах, которые господствуют в недрах звезд и ведут их по эволюционному пути. Причины изменения блеска нестационарных звезд разнообразны. Одна из причин — взрывные явления в недрах и оболочках звезд. Взрыв происходит очень быстро, и блеск такой звезды внезапно возрастает. Это бывает у так называемых новых звезд, появления которых отмечались еще в глубокой древности. Другая причина — пульсационные колебания объема звезд, возникающие при нарушении равновесия сил, действующих в их недрах.

Наконец, еще одной причиной колебания блеска, обнаруженной в самое последнее время, является осевое

вращение звезды, покрытой пятнами, напоминающими солнечные пятна, но гораздо большими по своим размерам.

Исследование каждой переменной звезды начинается с построения кривой изменения ее блеска. Чтобы построить эту кривую, надо выполнить ряд определений блеска, отметив с необходимой точностью моменты наблюдений. Затем наблюдения наносятся на график.

Первый способ относительных оценок блеска был разработан в прошлом столетии немецким астрономом Ф. Аргеландером. В конце прошлого столетия несколько иной способ предложил американский астроном Э. Пикеринг. Оба метода были объединены и усовершенствованы в начале нашего столетия московским астрономом проф. С. Н. Блажко и голландским ученым А. Нейландом. Любителю астрономии всеми этими методами придется овладеть.

Систематические наблюдения переменных звезд, которые выполняют любители, имеют большую научную ценность и способствуют решению ряда важных задач.

Роль советских астрономов в развитии науки о переменных звездах значительна. Она получила международное признание. Вместе с тем ведущие советские исследователи переменных звезд: чл.-корр. АН СССР П. И. Паренаго, проф. Б. В. Кукаркин, Н. Ф. Флоря, Г. А. Ланге, А. В. Соловьев вышли из среды любителей астрономии — наблюдателей переменных звезд. Любителем астрономии начал свой многолетний ряд наблюдений и автор этой книги.

Конечно, при изучении переменных звезд одними определениями блеска не ограничиваются. К их исследованию привлекается весь арсенал современной практической астрофизики. И все же в основе лежит кривая изменения блеска.

В этой книге достаточно строго, но в доступной форме описаны современные данные науки о переменных звездах, чтобы любитель астрономии знал, что и почему ему наблюдать. Однако наибольшее внимание уделено описанию способов наблюдений и их обработки.

Автор надеется, что книга будет способствовать организации систематических исследований переменных звезд.

ВВЕДЕНИЕ

Первая глава посвящена описанию некоторых основных понятий, которые понадобятся в дальнейшем.

§ 1. ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ И ПОКАЗАТЕЛИ ЦВЕТА

Звездная величина небесного светила — это принятая в астрономии мера его блеска. Блеском же называется интенсивность света звезды, достигающего до наблюдателя, или освещенность, создаваемая им на приемнике излучения (глаз, фотопластинка, фотоумножитель и т. п.). Блеск обратно пропорционален квадрату расстояния, отделяющего источник света от наблюдателя.

Звездная величина m и блеск E связаны между собой формулой

$$\frac{E_i}{E_k} = 2,512^{m_k - m_i}. \quad (1)$$

В этой формуле через E_i обозначен блеск звезды m_i -й звездной величины, а через E_k блеск звезды m_k -й звездной величины.

Логарифмируя и принимая во внимание, что $\lg 2,512 = 0,4$, получим

$$\lg \frac{E_i}{E_k} = 0,4 (m_k - m_i), \quad (2)$$

откуда

$$m_k - m_i = -2,5 \lg \frac{E_k}{E_i}, \quad (3)$$

т. е. разность звездных величин пропорциональна логарифму отношения блеска.

Формула (3) дает возможность вычислить разность звездных величин, если с помощью фотометра определено отношение блеска двух небесных светил. Разность звездных величин может выражаться не только целыми числами, но и содержать дробную часть. Наиболее точные фотометры позволяют определять разность звездных величин с точностью до $0^m,005$ (буква m есть обозначение звездной величины). Точность визуальных глазомерных оценок опытного наблюдателя в 10 раз ниже; он оценивает разность звездных величин с точностью до $0^m,05$.

Итак, формула (3) позволяет вычислить не звездные величины, а их разности. Нужно было установить некоторый нуль-пункт шкалы звездных величин. Его выбрали условно. Не вдаваясь в подробности, примем (с небольшой неточностью), что Вега (α Лиры) — звезда нулевой звездной величины. Звездные величины более ярких звезд отрицательны.

Звездная величина возрастает при ослаблении блеска. Чем слабее звезда, тем больше ее звездная величина. Считается, что зоркий глаз видит на пределе звезды шестой звездной величины. В телескоп с диаметром объектива 200 мм на пределе видны звезды 14-й звездной величины.

В действительности понятие о блеске звезды гораздо сложнее: он зависит от свойств приемника излучения и ряда других причин.

Блеск звезды, оцениваемый глазом, называется визуальным. Ему соответствует визуальная звездная величина, обозначаемая m_v или $m_{\text{виз}}$.

Фотографический снимок области звездного неба усеян почти точечными изображениями звезд. Их диаметры и почернения (фотографический эффект) зависят от интенсивности попавшего на фотопластинку излучения. Этот фотографический эффект можно условно назвать фотографическим блеском, а соответствующую ему звездную величину — фотографической звездной величиной m_{pg} или $m_{\text{фот}}$.

Условились считать, что у белых звезд m_{pg} равна m_v . Поскольку обычные фотопластинки не чувствительны к красным лучам, у красных звезд фотографический эффект меньше и потому у них m_{pg} больше, чем m_v . Разность $C = m_{pg} - m_v$, зависящая от цвета звезды, называется показателем цвета.

Фотографические наблюдения обладают рядом преимуществ по сравнению с визуальными. Одно из них состоит в следующем. На снимке одновременно получается много изображений звезд, что позволяет определять звездные величины не одной звезды, а многих. Поэтому в практику вошел фотографический способ определения так называемых фотовизуальных звездных величин, которые обозначаются m_{pv} или $m_{фвиз}$. Подобран желтый светофильтр и соответствующий сорт фотографической эмульсии (изоортохроматические пластинки), которые в комбинации друг с другом дают фотографический эффект, сходный с визуальным. Это позволяет выполнять массовые определения как звездных величин, так и показателей цвета.

Развитие звездной фотометрии привело к созданию особой, тщательно обоснованной и получившей теперь широкое распространение системы звездных величин U , B и V . Буквой U обозначаются ультрафиолетовые звездные величины, B — синие, а V — желтые. Синие величины близки к фотографическим; желтые — к визуальным. Соответственно определяются два показателя цвета: $U - B$ и $B - V$, которые для чисто белых звезд равны нулю. Используются также и другие

Т а б л и ц а 1

Системы звездных величин	Обозначение	Эффективная длина волны	Приемник излучения
Визуальная	$m_v, m_{виз}$	0,550 мк	Глаз
Фотографическая	$m_{pg}, m_{фот}$	0,420	Пластинка, чувствительная к синим и фиолетовым лучам
Фотовизуальная	m_{pv}	0,550	Пластинка изоортохроматическая и желтый светофильтр
Ультрафиолетовая	U	0,350	Фотоумножитель со светофильтрами
Синяя	B	0,435	
Желтая	V	0,555	
Красная	R	0,700	
Ближняя инфракрасная	I	0,880	

звездные величины: красные R , ближние инфракрасные I и ряд других, которые мы рассматривать не будем.

Каждую звездную величину можно характеризовать эффективной длиной волны тех лучей, к которым наиболее чувствителен приемник излучения. Сводные данные о системах звездных величин приведены в таблице 1.

Цвет звезды зависит от температуры ее излучающей поверхности — фотосферы. Зная показатель цвета, можно вычислить так называемую цветовую температуру. Показатель цвета $B - V$ связан с цветовой температурой $T_{\text{цв}}$ формулой

$$T_{\text{цв}} = \frac{7920^\circ}{(B - V) + 0,72}. \quad (4)$$

В теоретических расчетах используются еще болометрические звездные величины m_b или $m_{\text{бол}}$, которые характеризуют полную энергию, излучаемую звездой.

§ 2. СВЕТИМОСТИ И РАДИУСЫ ЗВЕЗД

Блеск E звезды, определяемый видимой звездной величиной m , обратно пропорционален квадрату расстояния до нее. Чтобы узнать действительное излучение звезды, необходимо исключить влияние ее расстояния. Условимся называть абсолютным блеском $E_{\text{абс}}$ тот, который имела бы звезда, если бы она находилась на расстоянии 10 парсеков от наблюдателя (1 парсек = = 3,26 световых года = 30,86 · 10¹² км). Тогда справедлива формула

$$\frac{E}{E_{\text{абс}}} = \left(\frac{10}{r}\right)^2, \quad (5)$$

в которой расстояние r выражено в парсеках.

От расстояния зависит также и видимая звездная величина m . Звездная величина, которую имела бы звезда, находясь на расстоянии 10 парсеков от наблюдателя, называется абсолютной звездной величиной и обозначается буквой M . Применяя формулы (1) и (5), получим

$$\frac{E}{E_{\text{абс}}} = 2,512^{M-m} = \left(\frac{10}{r}\right)^2,$$

откуда, логарифмируя и преобразуя, найдем

$$M = m + 5 - 5 \lg r. \quad (6)$$

По этой формуле, зная видимую звездную величину m и расстояние r , вычисляют абсолютную звездную величину M .

Светимостью звезды называется отношение силы ее света к силе света Солнца, которая таким образом принята за единицу. Если обозначить абсолютную звездную величину Солнца M_{\odot} , то светимость звезды L вычисляется по формуле

$$L = 2,512^{M_{\odot} - M}.$$

Так как в лучах V абсолютная звездная величина Солнца равна $M_{\odot} = 4^m, 78$, то последняя формула получает численное выражение

$$\lg L = 1,912 - 0,4 M.$$

Зная светимость звезды, можно вычислить ее радиус, считая, что она имеет шаровую форму и что диск звезды имеет одинаковую яркость как в центре, так и на краю. Площадь диска равна πR^2 . Обозначив яркость диска через I , т. е. считая, что каждый квадратный метр испускает в секунду I джоулей лучистой энергии, получим энергию $\pi R^2 I$, излучаемую диском звезды. Аналогично энергия, излучаемая диском Солнца, равна $\pi R_{\odot}^2 I_{\odot}$. Разделив первое выражение на второе, получим светимость звезды

$$L = \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 \frac{I}{I_{\odot}}.$$

Из теории теплового излучения известно, что

$$\frac{I}{I_{\odot}} = \left(\frac{T}{T_{\odot}}\right)^4$$

и, следовательно,

$$L = \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 \left(\frac{T}{T_{\odot}}\right)^4.$$

Входящая в эту формулу температура T несколько отличается от температуры, определяемой по показателю цвета, но этим можно пренебречь и тогда радиус звезды будет

$$R = \left(\frac{T_{\odot}}{T}\right)^2 \sqrt{L}, \quad (7)$$

где радиус Солнца $R_{\odot} = 1$, а его температура $T_{\odot} = 6000^{\circ}$.

Формулу (6) часто используют для определения расстояний. Если по каким-то соображениям известна абсолютная звездная величина M звезды, то расстояние до нее определится по формуле

$$\lg r = 1 + 0,2(m - M),$$

если, конечно, пренебречь поглощением света на пути лучей.

§ 3. СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ И ЛУЧЕВЫЕ СКОРОСТИ

Важнейшую информацию о внешних слоях звезды дает спектральный анализ ее излучения. Спектр звезды очень сложен. Он состоит из непрерывной радужной полосы, пересеченной темными линиями поглощения; в некоторых случаях наблюдаются и яркие (эмиссионные) линии, выделяющиеся своей повышенной интенсивностью по сравнению с непрерывным спектром.

Непрерывный спектр создается в максимально излучающем (более глубоком) слое звезды, в ее фотосфере, которая может быть протяженной. Идущее от фотосферы к наблюдателю излучение проходит сквозь более холодный слой разреженного газа, и находящиеся в нем атомы и ионы (а в ряде случаев молекулы) поглощают свойственные им лучи: образуется линейчатый спектр поглощения. Сравнение этого спектра с лабораторными спектрами атомов, ионов и молекул дает возможность установить химический состав звездной оболочки (атмосферы).

Очень часто в спектре звезды одновременно видны спектральные линии нейтральных атомов и их ионов. Степень же ионизации зависит от температуры, так что, оценивая долю ионов, можно определить температуру звездной оболочки. Линии поглощения имеют некоторую ширину; у одних звезд спектральные линии очень узкие, в то время как у других они более широкие. Оказывается, что это зависит от давления. Таким образом, можно определить и давление в звездных атмосферах. На виде некоторых спектральных линий сказывается действие магнитного поля. Можно также определить скорости турбулентного движения газов.

Изучение звездных спектров привело к созданию спектральной классификации, основные данные о кото-

рой приведены в табл. 2. В ее первом столбце приведены обозначения спектральных классов, с которыми мы встретимся далее. Там же указаны цвета звезд. Во втором столбце указаны символы тех химических элементов, спектральные линии которых характерны для данного спектрального класса: Н — водород, He — гелий, N — азот, C — углерод, O — кислород и т. д. Некоторые из символов сопровождаются знаком +, обозначающим ионы. Одним плюсом обозначен однократный ион, двумя плюсами — двукратный и т. д. В третьем столбце указаны оценки температуры (в некоторых случаях их пределы). В последних столбцах приведены показатели цвета.

Нетрудно видеть, что различие звездных спектров определяется не только химическим составом звездных оболочек, но и температурой. Наиболее горячие звезды, спектры которых обозначены символами WN и WC, называются звездами типа Вольфа — Райе, по имени тех астрономов, которые их впервые исследовали. В спектрах этих звезд видны эмиссионные линии, появление которых свидетельствует о бурных движениях в атмосферах звезд; эти линии принадлежат ионам с высокой степенью ионизации, которая вызвана очень высокой температурой оболочки. Кстати, в данном случае видно влияние химического состава. Символ N означает, что оболочка звезды содержит много азота, а символ C — углерода. Звезды спектрального класса B часто называют гелиевыми, так как в их спектрах преобладают линии атома гелия (и его однократного иона). Звезды спектрального класса A можно назвать водородными. В их спектрах наиболее интенсивна серия линий поглощения Бальмера, создаваемая атомами водорода.

Означает ли это, что в оболочках этих звезд нет других химических элементов? Отнюдь нет. Так, например, у холодных звезд линии гелия и водорода не выделяются на фоне многих линий поглощения, производимых атомами металлов. Для появления линий гелия или водорода температура должна быть более высокой. Точно так же у горячих звезд в спектрах не видны линии металлов. Высокая температура вызывает ионизацию атомов металлов, а их ионы, как правило, дают линейчатые спектры, расположенные в далекой ультрафиолетовой области, которые наблюдать с Земли нельзя, так как это излучение поглощается земной

Т а б л и ц а 2. Спектральная классификация

Обозначение и цвет	Характерные спектральные линии	Температура. К	Показатели цвета	
			h-V	U-R
WN (от WN5 до WN8) голубоватые	Эмиссионные линии He, He ⁻ , N ⁺⁺ , N ⁺⁺⁺	10 ⁶	—	—
WC (от WC6 до WC8) голубоватые	Эмиссионные линии He, He ⁺ , C ⁺ , C ⁺⁺ , C ⁺⁺⁺ , O ⁺ , O ⁺⁺ , O ⁺⁺⁺ , O ⁺⁺⁺⁺	10 ⁶	—	—
O (от O5 до O9) голубоватые	Линии поглощения He ⁺ , N ⁺ , He, Mg ⁺ , Si ⁺⁺ , Si ⁺⁺⁺	25·10 ³ 50·10 ³	-0,33	-1,16
B (от B0 до B9) белые	Линии поглощения He, He ⁺ , H, O ⁺ , Si ⁺⁺ , Si ⁺⁺⁺	15·10 ³ 25·10 ³	-0,30 -0,12	-1,08 -0,34
A (от A0 до A9) белые	Линии поглощения H, Ca ⁺	11·10 ³	-0,02 +0,19	-0,02 +0,09
F (от F0 до F9) желтоватые	Линии поглощения Ca ⁺ , H, Fe ⁺	7,5·10 ³	+0,29 +0,42	+0,02 -0,01
G (от G0 до G9) желтые	Линии поглощения Ca ⁺ и различных ионов металлов	6·10 ³	+0,58 +0,68	+0,05 +0,21
K (от K0 до K9) оранжевые	Линии поглощения Ca ⁺ , многих металлов.	5·10 ³	+0,81 +1,15	+0,43 +1,08
R (от R0 до R3) оранжевые	Полосы поглощения окиси титана	5·10 ³		
M (от M0 до M9) красные	Линии поглощения Ca ⁺ , многих металлов и полосы поглощения молекул углерода	2—3,5·10 ³	+1,40 +1,60 +1,60	+1,23 +1,24 4
S красные	Мощные полосы поглощения молекулы окиси титана (TiO)	»		
N красные	Мощные полосы поглощения молекулы окиси циркония (ZrO)	»		
N красные	Полосы поглощения молекул углерода	»		
			Порядка 3—5m	

атмосферой (его можно наблюдать вне земной атмосферы с космических кораблей).

Конечно, разные типы звезд обладают несколько различным химическим составом. Так, например, были обнаружены звезды с усиленными линиями поглощения металлов; такие звезды называют металлическими. Наиболее резко заметно различие химического состава у холодных звезд. Звезды спектрального класса М обогащены титаном, класса S — цирконием, а класса N — углеродом. Температуры звезд классов M, S и N почти одинаковы. Кстати, теперь углеродные звезды (спектральных классов R и N) часто объединяют в спектральный класс C.

Каждый спектральный класс разбит на подклассы, что обозначается приписываемой к символу справа от него цифрой, например, A5, B8, K2 и т. д. Некоторые спектральные классы поделены на 10 подклассов.

Основные обозначения спектральных классов иногда, в случае необходимости, сопровождаются дополнительными значками. Если в спектре звезды видны эмиссионные линии, то справа приписывается значок e, например, Ae или Me.

По некоторым признакам можно отличить спектры звезд-гигантов от спектров звезд-карликов. В таком случае перед символом спектрального класса помещается значок g — гигант или d — карлик. Например: gM5 или dK2.

Иногда встречаются сложные спектры; по некоторым признакам звезда должна принадлежать, например, к спектральному классу A, а по другим — к классу M! Такие звезды называются симбиотическими, и к символу спектрального класса приписывается справа значок p, что означает «перкулярный», особенный. Этим значком отмечается любая необычность спектра.

По традиции, которая не нашла подтверждения в современной теории звездной эволюции, звезды спектральных классов B, A, F часто называют ранними, а звезды классов K, M, S, N — поздними.

В обозначение спектрального класса теперь вводят еще класс светимости (см. § 4).

Тщательное исследование звездных спектров дает возможность определить скорость движения звезды вдоль луча зрения — лучевую скорость. Согласно принципу Доплера при движении источника света (или са-

мого наблюдателя) вдоль луча зрения спектральные линии смещаются пропорционально лучевой скорости в соответствии с формулой

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v_r}{c}. \quad (8)$$

В этой формуле v_r — лучевая скорость, c — скорость света, λ — длина волны спектральной линии и $\Delta\lambda$ — смещение этой линии. При удалении источника света спектральные линии смещаются в красную сторону спектра, а при приближении — в фиолетовую. Эти смещения измеряются и дают информацию о движении звезды, что, как мы увидим, крайне важно.

§ 4. ДИАГРАММА ГЕРЦШПРУНГА — РЕССЕЛА

Основой для изучения звездной эволюции является диаграмма Герцшпрунга — Рессела (диаграмма Г — Р), впервые построенная этими учеными в первой четверти нашего столетия. На ее горизонтальной оси откладываются спектральные классы звезд или показатели цвета. На вертикальной оси — абсолютные звездные величины или логарифмы светимости. Зная спектральный класс (или показатель цвета) звезды и ее абсолютную звездную величину (или светимость), можно нанести на диаграмму точку, представляющую данную звезду.

Оказалось, что диаграмма Г — Р (рис. 1) заполняется точками неравномерно и на ней выделяются некоторые последовательности, обозначаемые теперь римскими цифрами — классами светимости. Наиболее густо усеяна точками область, прилегающая к линии V, которая названа главной последовательностью. Параллельно ей, несколько ниже, идет последовательность VI ярких субкарликов. В верхней части диаграммы расположились: Ia — яркие сверхгиганты ($L \sim 10\,000$), Iab — промежуточные сверхгиганты, Ib — слабые сверхгиганты ($L \sim 5000$), II — яркие гиганты, III — слабые гиганты. Ниже, около линии IV, расположены субгиганты. Наконец, в нижней части диаграммы находятся помеченные цифрами VIIa и VIIb белые карлики, которые лучше было бы назвать лилипутами.

Эти цифры — классы светимости — приписываются также к символу спектрального класса звезды, после него.

Смысл этих названий становится ясным, если вспомнить формулу (4). Пользуясь ею, можно по показателю цвета вычислить температуру звезды, а зная светимость, определить с помощью формулы (7) ее радиус. Подсчеты показывают, что радиусы гигантов

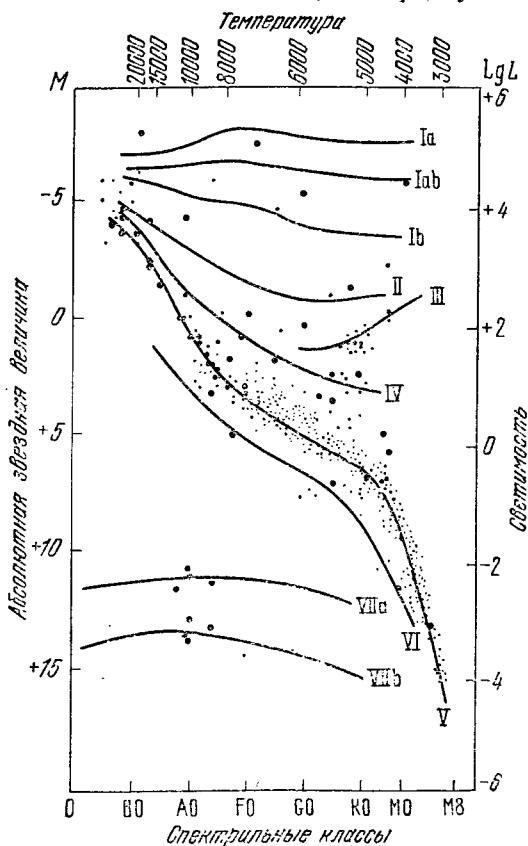


Рис. 1. Диаграмма «спектральный класс — светимость», или диаграмма Г — Р.

и сверхгигантов превосходят радиус Солнца в 50—1000 раз, почему они и получили свои названия. Радиусы звезд главной последовательности примерно такие же, как у Солнца, в то время как белые карлики во много раз меньше нашего дневного светила и сравнимы по размерам с Землей.

Вместе с тем массы звезд не столь различны, как их радиусы. Разделив массу на объем звезды, можно вычислить среднюю плотность вещества. Так, было установлено, что у сверхгигантов плотность очень мала; в некоторых случаях она доходит до 10^{-9} г/см³. У звезд-карликов, принадлежащих главной последовательности, она порядка 1—10 г/см³, а у белых карликов доходит до 10^6 г/см³.

Сравнительно недавно открыты так называемые нейтронные звезды, светимость которых мала, радиусы порядка 30 км, а плотность вещества порядка 10^{14} г/см³.

Диаграмма Г — Р получила эволюционное истолкование. Вполне понятно, что если вблизи какой-то из последовательностей скапливается много точек, то можно предполагать, что эти стадии развития более длительные. Не вызывает сомнений, что звезда в процессе своего развития изменяет и температуру, и светимость. Следовательно, звезда должна изменять свой спектральный класс, и представляющая звезду точка должна описывать на диаграмме Г — Р во время эволюции некоторую кривую, называемую эволюционным треком. Теперь эти треки рассчитываются теоретически на основе теории внутреннего строения звезд.

Выяснено, что существенную роль играют начальная масса звезды и начальный химический состав ее вещества.

Опишем вкратце основные этапы звездной эволюции. Современная теория эволюции звезд предполагает, что звезда образуется при конденсации холодного диффузного вещества, рассеянного в виде газо-пылевых облаков в космическом пространстве (правда, существует и иная точка зрения на природу протозвезд).

Начальный этап эволюции состоит в следующем. Протозвезда — диффузное облако с центральным уплотнением — принимает сферическую форму. Под влиянием взаимного тяготения вещество начинает сжиматься; при сжатии выделяется теплота и недра звезды разогреваются все сильнее и сильнее. Поверхность звезды начинает излучать, и в начале «темная» протозвезда теперь становится видимой. Звезда вступает на диаграмму Г — Р в правой ее части, как это показано на рис. 2, на котором изображены эволюционные треки звезд различной начальной массы от 0,5 до 15 масс Солнца.

Звезда по эволюционному треку движется справа налево, как это видно из логарифмов температуры, отложенных на горизонтальной оси графика. В процессе сжатия звезды разогреваются. Звезды большей начальной массы эволюционируют быстрее.

Для первого этапа звездной эволюции характерна большая конвективность — интенсивное перемешивание

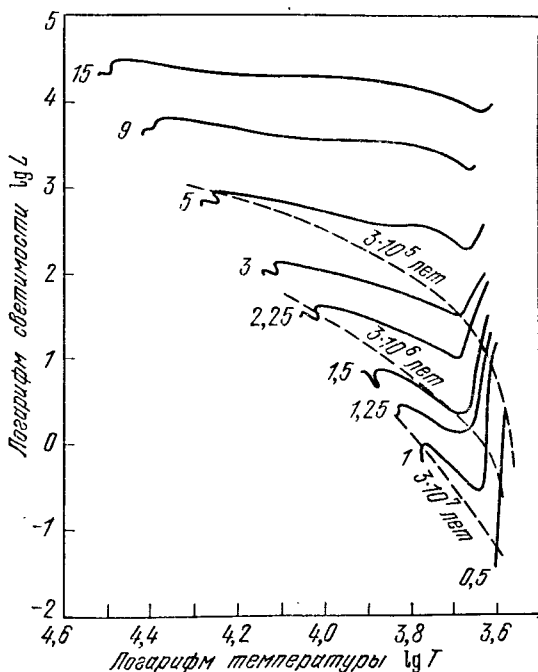


Рис. 2. Эволюционные треки звезд различных масс в стадии гравитационного сжатия. Перемещение происходит от правого конца трека к левому, где звезда выходит на начальную главную последовательность. Прерывистые линии указывают продолжительность стадии гравитационного сжатия звезд различных начальных масс.

вещества, что, в частности, является причиной неустойчивости звезды и переменности ее блеска, нерегулярной и часто вспышечной. Такова переменность молодых звезд и ее причина.

Этот этап звездной эволюции заканчивается конечной точкой трека, выходом звезды на начальную главную последовательность. Теперь температура недр зве-

зды становится столь высокой, что в них начинаются ядерные реакции — звезда превращается в «ядерный котел»; наступает второй, очень длительный этап эволюции звезды. Положение точки на главной последовательности диаграммы Г — Р изменяется очень мало, до тех пор, пока водород, превращающийся в гелий, в значительной степени не израсходуется.

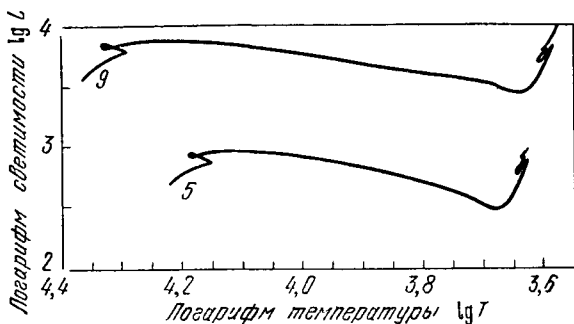


Рис. 3. Эволюционные треки звезд с малым содержанием тяжелых элементов в стадии образования гиганта.

Отметим три особенности этого этапа эволюции звезды. Так как звезда может оставаться на главной последовательности миллиарды лет, то эта часть диаграммы Г — Р наиболее густо усеяна точками. Звезды, обладающие большими массами и светимостями, расходуют энергию излучения более щедро и, следовательно, эволюционируют быстрее. Во время нахождения на главной последовательности звезда более устойчива и потому физическая переменность почти не проявляется.

Когда «выгорит» значительный процент водородного содержания недр звезды, начинается третий этап эволюции: звезда увеличивает свои размеры (и светимость), постепенно охлаждаясь (на поверхности) и превращаясь в гигант; при этом средняя плотность ее вещества существенно уменьшается. На рис. 3 изображены эволюционные треки двух звезд, обладающих массами в 5 и 9 масс Солнца, в процессе превращения их в гиганты; перемещение происходит от главной последовательности слева направо.

Для этого этапа эволюции характерны нарушения равновесия внутренних сил (тяготения и газового, в том числе и лучистого, давлений), что сопровождается

пульсационными движениями во внешних частях звезды. Это приводит к переменности блеска звезды, как периодической, так и иррегулярной.

Что ждет звезду дальше? У нее образуется плотное ядро и протяженная диффузная оболочка. Рассеяв свою оболочку в пространство, звезда оголяет сверхплотное ядро и превращается в белого карлика. Если это сопровождается мощным взрывом, то мы наблюдаем появление «новой» звезды. А после взрыва сверхновых звезд оголяется еще более плотное ядро — нейтронная звезда. Такая звезда имеет массу, сравнимую с массой Солнца, ее радиус порядка 30 км, а плотность доходит до 10^{14} г/см³!

§ 5. ТИПЫ ЗВЕЗДНОГО НАСЕЛЕНИЯ

Все ли звезды возникли одновременно или наряду со старыми звездами существуют и молодые, недавно образовавшиеся?

Чтобы ответить на этот вопрос, надо вспомнить, какова та огромная звездная система, Галактика, в состав которой входит и наше Солнце. Она состоит из многих миллиардов звезд и газо-пылевых облаков. В ее центре находится ядро, отстоящее от Солнца примерно на 30 тысяч световых лет. Мы могли бы его видеть в направлении созвездия Стрельца, если бы оно не было скрыто от нас облаками темного, поглощающего свет вещества. От ядра отходят ветви, имеющие спиральную форму, которые простираются на расстояние, примерно равное 50 тыс. световых лет. Одной из звезд, входящих в одну из спиральных ветвей, является Солнце.

Галактика вращается вокруг своего ядра; скорость этого вращательного движения зависит от расстояния объекта от ядра. На том расстоянии, на котором находится Солнце, она примерно равна 250 км/с. Закон изменения скорости в зависимости от расстояния очень сложен. Вообще же можно говорить о том, что каждая звезда описывает под влиянием общего притяжения Галактики свою галактическую орбиту.

Через ядро и спиральные ветви перпендикулярно к оси вращения проходит плоскость симметрии, называемая плоскостью Галактики. Так как Солнце находится почти в этой плоскости, мы наблюдаем светлую полосу Млечного Пути, охватывающую всю небесную сферу.

Галактика окружена системой шаровых звездных скоплений, которые образуют вокруг нее как бы слегка сплюснутую «корону». В экваториальной плоскости Галактики содержатся огромные массы газо-пылевых облаков, производящих межзвездное поглощение света. Такова в общих чертах структура Галактики.

Мы изучаем Галактику, находясь внутри нее. Это имеет свои недостатки, а также и преимущества. Недостаток состоит в том, что для воссоздания общей картины строения Галактики надо знать расстояния, отделяющие звезды от Земли, а мы их не всегда можем определить. Преимущества же состоят в том, что мы можем исследовать движения звезд в Галактике.

Поэтому было очень важно найти объект, который был бы похож на Галактику и который мы наблюдали бы извне. Таким объектом оказалась одна из наиболее близких к нам внегалактических звездных систем, часто называемая туманностью Андромеды. У нее есть эллипсоидальное ядро и отходящие от него протяженные спиральные ветви — рукава. На снимках, полученных с помощью самых крупных телескопов, было обнаружено, что рукава состоят главным образом из звезд. Состав же ядра долгое время оставался неизученным. Только в середине нашего столетия было обнаружено, что ядро состоит из звезд пониженной светимости. Они были названы звездами второго типа населения. Звезды же, входящие в состав спиральных рукавов, получили название звезд первого типа звездного населения.

Вполне естественно было искать такое разделение на типы населения и в Галактике. Оно было обнаружено. Оказалось, что Галактика состоит из совокупности взаимопроникающих подсистем. Опишем свойства двух из них, образующих как бы крайние типы.

Подсистемы, состоящие из звезд первого типа звездного населения, концентрируются к плоскости Галактики, располагаясь по обе стороны этой плоскости сравнительно тонким слоем. Здесь же расположены газовые и пылевые облака. В эту подсистему входят наиболее массивные звезды и звезды высокой светимости. Их пространственные скорости упорядочены, т. е. они участвуют во вращательном движении Галактики как бы единым строем. Остаточные скорости, если вычесть скорость общего движения, невелики.

Подсистема, состоящая из звезд второго типа населения, обладает иными свойствами. Во-первых, у входящих в нее звезд нет концентрации к экваториальной плоскости Галактики; их число возрастает по мере приближения к ядру, они как бы одевают ядро протяженной сферической оболочкой. Поэтому эту составляющую Галактики часто называют сферической. Во-вторых, остаточные скорости этих звезд после вычета скорости галактического вращения оказываются очень большими и распределенными хаотически. К сферической составляющей принадлежат и шаровые звездные скопления — компактные звездные группы.

Выяснилось также, что звезды I типа существенно отличаются от звезд II типа и составом атмосфер. В атмосферах звезд II типа гораздо меньше металлов, а преобладает водород.

Теперь общепризнано, что звезды II типа населения гораздо старше звезд I типа. Последние образовались сравнительно недавно из диффузного вещества, которое в процессе эволюции Галактики собралось вблизи ее плоскости. Более того, как мы увидим дальше, звезды продолжают формироваться и теперь.

ЗАТМЕННЫЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

§ 6. КЛАССИФИКАЦИЯ ЗАТМЕННЫХ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

Первая затменная переменная звезда Алголь (β Персея) была открыта в 1669 г. итальянским математиком и астрономом Монтанари. Впервые ее исследовал в конце XVIII в. английский любитель астрономии Джон Гудрайк. Оказалось, что там, где невооруженный глаз видит одиночную звезду β Персея, в действительности расположена кратная звездная система, не разделяющаяся даже при телескопических наблюдениях. Две из входящих в систему звезд образуют тесную пару, которая совершает один орбитальный оборот вокруг центра масс за 2 суток 20 часов и 49 минут. В определенные моменты времени одна из компонент закрывает от земного наблюдателя другую, происходит затмение, что вызывает временное ослабление суммарного блеска системы.

На рис. 4 изображена кривая изменения разности звездных величин Алголя и звезды сравнения постоянного блеска по точным фотоэлектрическим наблюдениям. Видны два ослабления блеска: глубокий первичный минимум — главное затмение и небольшое ослабление блеска — вторичный минимум; в последнем случае более яркая компонента затмевает более слабую. Эти явления повторяются через 2,8674 суток (что соответствует 2 суткам 20 часам и 49 минутам). Заметим, что у Алголя сразу же после достижения наименьшего блеска начинается его подъем. Это означает, что происходит частное затмение. Если же происходит полное затмение, то в середине минимума наблюдается полная фаза, и блеск в течение некоторого промежутка времени сохраняет свое наименьшее значение.

На первый взгляд кажется, что вне затмения блеск системы должен оставаться постоянным: ведь в это

время до нас доходит свет от обеих компонент. Однако это не совсем так. Обе компоненты близки друг к другу. Поэтому более слабая компонента (часто бóльшая

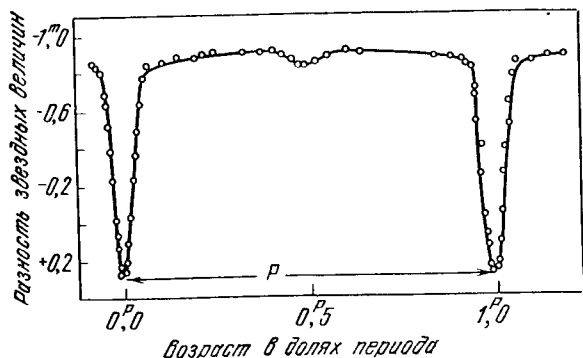


Рис. 4. Кривая изменения блеска Алголя по фотоэлектрическим наблюдениям. Возраст наблюдений (время) выражен в долях периода. P — период переменности. Затмение частное.

по размерам), освещаемая яркой компонентой, рассеивает падающее на нее излучение. Очевидно, что наибольшее количество рассеянного излучения будет направляться к земному наблюдателю, когда эта компонента расположена за яркой, т. е. вблизи вторичного затмения. Это явление и прослеживается на рис. 4. Общий блеск системы немного увеличивается по мере приближения ко вторичному минимуму и симметрично убывает после него. Это так называемый эффект отражения, хотя его следовало бы назвать эффектом переизлучения.

К настоящему времени открыто и исследовано много сотен подобных затменных звезд. Они классифицируются как звезды типа Алголя.

В 1784 г. Гудрайк открыл вторую затменную звезду — β Лиры. Она меняет блеск сравнительно медленно с периодом, равным 12 суткам 21 часу 56 минутам (12,914 суток). В отличие от Алголя, она меняет блеск плавно (рис. 5). Это объясняется близостью компонент друг к другу. Возникающие в системе приливные силы заставляют обе звезды вытянуться вдоль линии, соединяющей их центры. Компоненты уже не шаровые, а эллипсоидальные. При орбитальном движении диски

компонент, имеющие эллиптическую форму, плавно изменяют свою площадь, что и приводит к непрерывному изменению блеска системы даже вне затмения. Изучение закона этого изменения позволяет сделать выводы относительно формы компонент.

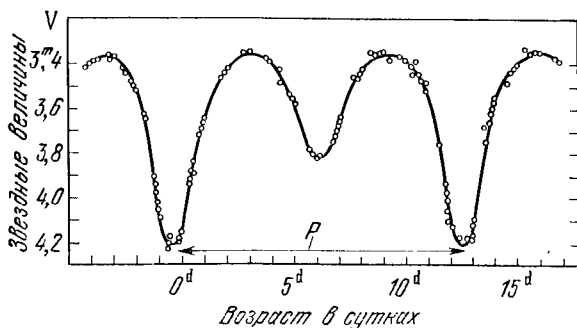


Рис. 5. Кривая изменения блеска β Лирь по фотоэлектрическим наблюдениям. Возраст наблюдений (время) дан в сутках. P — период переменности. Звездные величины — в V -лучах.

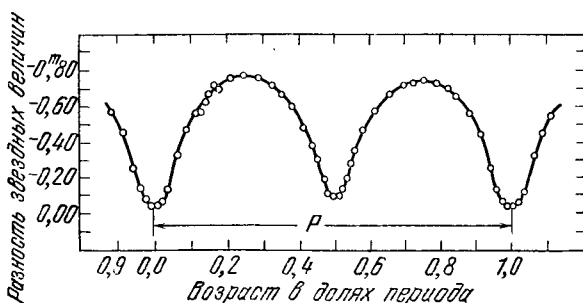


Рис. 6. Кривая изменения блеска W Большой Медведицы по фотоэлектрическим наблюдениям. Возраст наблюдений выражен в долях периода. P — период переменности. Указана разность звездных величин переменной звезды и звезды сравнения постоянного блеска.

В 1903 г. была открыта затменная переменная звезда W Большой Медведицы, у которой период обращения немногим больше 8 часов (0,3336384 суток). За это время наблюдаются два минимума равной или почти равной глубины (рис. 6). Изучение кривой блеска такой звезды показывает, что компоненты почти равны по размерам и почти соприкасаются поверхностями.

Кроме звезд типа Алголя, β Лирь и W Большой Медведицы существуют еще очень редкие объекты, которые также относят к затменным переменным звездам. Это эллипсоидальные звезды, которые вращаются вокруг оси. Изменение площади диска вызывает небольшие изменения блеска.

§ 7. ЧТО ДАЕТ ИЗУЧЕНИЕ КРИВОЙ БЛЕСКА ЗВЕЗДЫ ТИПА АЛГОЛЯ?

Математическая обработка кривой изменения блеска дает возможность получить ценную информацию о двойной системе. Приведем простейший пример, предположив, что обе компоненты шарообразны и движутся вокруг общего центра масс системы по круговым орбитам. Если обозначить через \mathfrak{M}_1 массу и через a_1 радиус орбиты первой компоненты, через \mathfrak{M}_2 — массу и a_2 — радиус орбиты второй компоненты, то из определения центра массы следует, что

$$\mathfrak{M}_1 a_1 = \mathfrak{M}_2 a_2, \quad (9)$$

так как центр масс расположен между компонентами на расстояниях от них, обратно пропорциональных их массам.

Обозначим расстояние между центрами компонент, т. е. радиус относительной орбиты, через

$$a = a_1 + a_2, \quad (10)$$

радиус первой компоненты через R_1 , а радиус второй компоненты через R_2 . Тогда отношения

$$R_1 : a = r_1 \quad \text{и} \quad R_2 : a = r_2 \quad (11)$$

являются двумя элементами системы, подлежащими определению.

Если E_1 — блеск первой, а E_2 — блеск второй компоненты, то суммарный блеск системы вне затмения

$$E = E_1 + E_2.$$

Разделим последнее равенство на E и введем обозначения $l_1 = E_1 : E$ и $l_2 = E_2 : E$. Это — третий и четвертый элементы системы. Они связаны, очевидно, соотношением

$$l_1 + l_2 = 1.$$

Есть еще и пятый элемент системы. Плоскость, перпендикулярная к лучу зрения, называется картинной плоскостью. Плоскость относительной орбиты двойной звезды пересекает картинную плоскость по прямой линии, называемой линией узлов. Сама плоскость орбиты наклонена к картинной плоскости под углом i , который называется наклоном орбиты. Это и есть пятый элемент орбиты. У затменных переменных звезд наклонение i мало отличается от 90° , иначе не происходило бы затмений.

Из кривой изменения блеска можно найти все пять элементов. Особенно надежно они определяются при полном затмении. Начнем с вычисления l_1 и l_2 . Допустим, что первая компонента имеет больший радиус (R_1) и во время главного минимума полностью закрывает от нас меньшую (но более яркую) компоненту, обладающую радиусом R_2 .

Вне затмения мы воспринимаем полный блеск E системы; пусть звездная величина в максимуме блеска равна m_0 . Во время полной фазы затмения мы воспринимаем свет только от большой звезды, блеск которой равен E_1 . Тогда, если звездная величина во время полной фазы затмения равна m_1 , то по формуле (2)

$$\lg l_1 = \lg \frac{E_1}{E} = 0,4 (m_0 - m_1).$$

Найдя по логарифму число, получим l_1 , а затем и $l_2 = 1 - l_1$.

Приведем численный пример. У звезды типа Алголя U Цефея наблюдается полное затмение (рис. 7). Звездная величина в максимуме $m_0 = 6,63$, а во время полной фазы затмения $m_1 = 9,79$. Поэтому

$$\lg l_1 = 0,4(6,63 - 9,79) = -0,4 \times 3,16 = -1,264 = \bar{2},736.$$

Отсюда $l_1 = 0,0545$ и $l_2 = 1 - 0,0545 = 0,9455$.

Определить r_1 и r_2 значительно труднее, так как для этого надо отыскать наклонение орбиты. Такой метод существует, но мы упростим задачу, положив (с некоторой погрешностью) $i = 90^\circ$, т. е. примем, что затмение не только полное, но и центральное. На рис. 8 изображены обстоятельства затмения при двух положениях дисков компонент: в начале затмения (рис. 8, а) и в момент начала его полной фазы (рис. 8, б). Диск большой

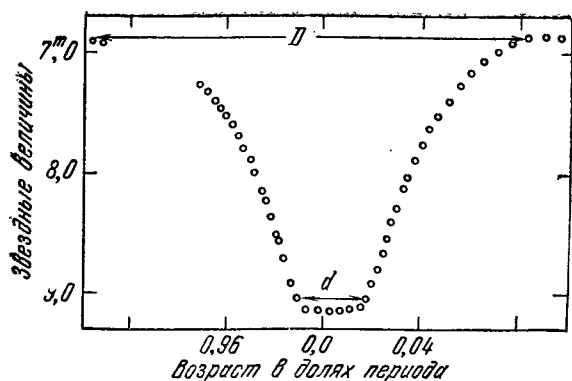


Рис. 7. Часть кривой изменения блеска U Цефея. Затмение полное; D — продолжительность затмения; d — продолжительность полной фазы, в течение которой блеск звезды сохраняет постоянное минимальное значение.

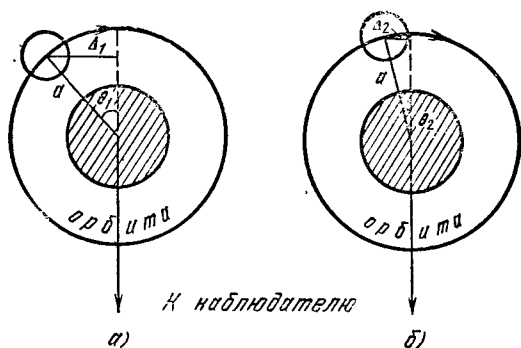
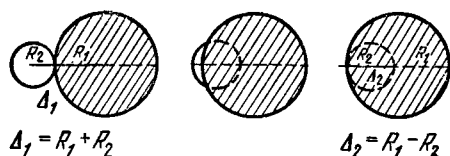


Рис. 8. Положения компонент: a — в начале затмения; b — в начале полной фазы. Внизу изображены расположения малой компоненты на относительной орбите.

звезды покрыт штриховкой; во время затмения малая компонента заходит за большую.

В начале затмения диски компонент паходятся во внешнем касании. Поэтому расстояние между центрами дисков $\Delta_1 = R_1 + R_2$, а угол в орбите равен θ_1 .

При начале полной фазы затмения диски находятся во внутреннем касании и расстояние между их центрами равно $\Delta_2 = R_1 - R_2$, а соответствующий угол в орбите равен θ_2 .

Обозначив радиус относительной орбиты через a , из треугольников находим

$$\begin{aligned} R_1 + R_2 &= a \sin \theta_1, \\ R_1 - R_2 &= a \sin \theta_2. \end{aligned}$$

Разделив равенства на a и учитывая формулы (11), получим

$$\left. \begin{aligned} r_1 + r_2 &= \sin \theta_1, \\ r_1 - r_2 &= \sin \theta_2. \end{aligned} \right\} \quad (12)$$

Чтобы решить эти уравнения относительно r_1 и r_2 , надо знать углы θ_1 и θ_2 ; их находят из кривой изменения блеска.

Если орбита круговая, то орбитальная скорость постоянна и угол θ растет пропорционально времени, увеличиваясь на 360° за период P . Выразив в долях периода продолжительность затмения D и продолжительность полной фазы d , найдем

$$2\theta_1 = 360^\circ D, \quad 2\theta_2 = 360^\circ d. \quad (13)$$

Теперь можно решить уравнения (12) и получить значения r_1 и r_2 .

Применим формулы (12) и (13) к звезде U Цефея, кривая блеска которой изображена на рис. 7. Период $P = 2,493$ суток. Из кривой блеска следует, что $D = 0,160$ и $d = 0,039$, откуда $\theta_1 = 28^\circ,80$ и $\theta_2 = 7^\circ,02$, $\sin \theta_1 = 0,48175$ и $\sin \theta_2 = 0,12222$. Решая уравнения, получаем $r_1 = 0,302$ и $r_2 = 0,180$.

Все элементы системы найдены, но это еще не все. Обратим внимание на некоторые особенности этой двойной звезды. Сумма радиусов звезд r_1 и r_2 равна 0,482, а расстояние между центрами принято за единицу. На долю расстояния между поверхностями звезд остается

0,518. Мы имеем основание назвать такую двойную систему «тесной».

Далее, радиус большой звезды $r_1 = 0,302$, а на долю ее излучения приходится всего $l_1 = 0,0545$ общего излучения системы. Малая же звезда обладает гораздо большей светимостью. Такое распределение излучения между компонентами вызвано различием их температур. Попробуем их оценить.

Примем простейшее предположение о распределении яркости по дискам звезд: будем считать, что яркость в центре и на краях диска одинакова (это так называемая «гипотеза U »). Обозначим яркость первой компоненты I_1 , а второй I_2 . Тогда светимость первой компоненты $L_1 = \pi R_1^2 I_1$, а второй $L_2 = \pi R_2^2 I_2$ и их отношение

$$\frac{L_1}{L_2} = \frac{l_1}{l_2} = \left(\frac{R_1}{R_2}\right)^2 \frac{I_1}{I_2} = \left(\frac{r_1}{r_2}\right)^2 \frac{I_1}{I_2},$$

откуда имеем

$$\frac{I_1}{I_2} = \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^2 \frac{l_1}{l_2} = \left(\frac{0,180}{0,302}\right)^2 \cdot \frac{0,0545}{0,9455} = 0,0205.$$

Принимая приближенно, что яркость пропорциональна четвертой степени температуры (что строго только для болометрических звездных величин), находим $T_1:T_2 = = 0,378$. Так как в максимуме блеска спектральный класс U Цефея $B8V$, то мы можем принять $T_2 = 12\,000^\circ$. Тогда $T_1 = 4540^\circ$, что хорошо согласуется с ее спектральным классом $G8III$ в первичном минимуме блеска, когда к нам доходит свет только от большей компоненты — субгиганта.

К сожалению, из кривой изменения блеска нельзя определить ни абсолютные размеры системы, ни массы компонент. Для этого надо иметь еще и спектральные наблюдения — определения лучевых скоростей звезд. В § 3 было сказано, что по смещениям спектральных линий можно определить скорость движения источника излучения вдоль луча зрения. Как это видно из рис. 9, при орбитальных движениях компонент проекции их скоростей на луч зрения периодически изменяются в зависимости от положения на орбите. На рис. 10 изображены изменения лучевых скоростей в системе U Цефея.

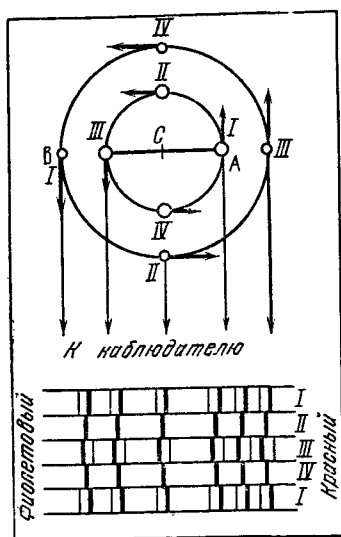


Рис. 9. Изменение лучевых скоростей компонент при их движении вокруг центра масс C системы. Положения компонент обозначены римскими цифрами. Внизу изображен суммарный спектр системы для тех же положений. Для наглядности спектральные линии более яркой компоненты A утолщены.

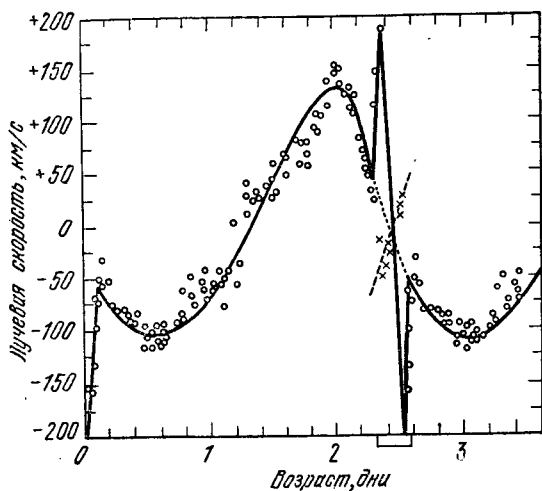


Рис. 10. Изменение лучевых скоростей в системе U Цефея. Точки и сплошная кривая — скорость яркой компоненты; крестики и прерывистая линия — скорость другой компоненты — субгиганта. «Усы», искажающие плавный ход кривой, — следствие осевого вращения яркой компоненты.

Точками изображены полученные из наблюдений значения лучевой скорости яркой компоненты, а сплошной линией — кривая изменения этой скорости. Наибольшая скорость удаления (+135 км/с) наблюдается при возрасте (считая от момента минимума блеска) около двух суток. Наибольшая же скорость приближения (−110 км/с) — около возраста, равного трем суткам. Часть непрерывной кривой отсутствует: она проведена пунктиром. Этот разрыв соответствует затмению яркой компоненты, когда ее спектр не виден. Следовательно, полуамплитуда изменения лучевых скоростей малой яркой компоненты равна $\frac{135 + 110}{2} = 122 \sim 120$ км/с. Это значение можно принять за орбитальную скорость v_2 .

Во время затмения становятся видимыми спектральные линии, принадлежащие более слабой компоненте. Наблюденные значения ее лучевой скорости изображены крестиками, а наклонная прерывистая линия представляет отрезок кривой этой лучевой скорости. По этому маленькому отрезку можно оценить и орбитальную скорость движения второй компоненты v_1 , близкую к 200 км/с. Такие звезды, двойственность которых обнаруживается по периодическим смещениям линий, называются спектрально-двойными.

Нетрудно видеть, что в момент минимума блеска обе компоненты движутся по орбитам в направлениях, перпендикулярных к лучу зрения. Поэтому в момент минимума лучевые скорости равны нулю. При угле θ , близком к 90° и 270° , лучевые скорости достигают наибольших по абсолютной величине значений. Учитывая наклонение плоскости орбиты, можно определить скорость движения каждой из компонент на ее орбите. Принимая орбиты компонент круговыми с радиусами a_1 и a_2 , выражая период P в секундах, а орбитальные скорости v_1 и v_2 — в км/с, пайдем

$$a_1 = P \cdot v_1 : 2\pi \quad \text{и} \quad a_2 = P \cdot v_2 : 2\pi.$$

Из рис. 10 следует, что $v_1 = 200$ км/с и $v_2 = 120$ км/с. Период $P = 2,493$ сут = 215 395 с. Следовательно, $a_1 = 6,856 \cdot 10^6$ км и $a_2 = 4,114 \cdot 10^6$ км. Поэтому, согласно формуле (10), большая полуось относительной орбиты $a = a_1 + a_2 = 10,97 \cdot 10^6$ км.

Теперь по формулам (11) можно вычислить радиусы компонент

$$\begin{aligned} R_1 &= ar_1 = 3,31 \cdot 10^6 \text{ км} \\ \text{и} \\ R_2 &= ar_2 = 1,97 \cdot 10^6 \text{ км.} \end{aligned}$$

Так как у Солнца радиус $R_{\odot} = 0,696 \cdot 10^6$ км, то радиусы компонент

$$R_1 = 4,76R_{\odot} \quad \text{и} \quad R_2 = 2,84R_{\odot}.$$

По третьему закону Кеплера сумма масс компонент

$$\mathfrak{M}_1 + \mathfrak{M}_2 = \frac{4\pi^2 a^3}{GP^2}, \quad (14)$$

где G — гравитационная постоянная, зависящая от системы единиц измерения. Если выражать расстояния в миллионах км, массы — в массах Солнца, а периоды — в сутках, то общая масса системы

$$\mathfrak{M}_1 + \mathfrak{M}_2 = 0,00398 a^3 P^2.$$

Подставляя сюда $a = 10,97$, $P = 2^d, 493$ *), находим сумму масс компонент $\mathfrak{M}_1 + \mathfrak{M}_2 = 8,45$, а по формуле (9) — отношение этих масс

$$\mathfrak{M}_2 : \mathfrak{M}_1 = a_1 : a_2 = 1,665,$$

откуда $\mathfrak{M}_1 = 3,17$ и $\mathfrak{M}_2 = 5,28$ (в массах Солнца).

Из полученных данных нетрудно найти среднюю плотность ρ вещества обеих звезд.

Поскольку известны массы \mathfrak{M} звезд в массах Солнца и их радиусы R в радиусах Солнца, имеем

$$\rho = \rho_{\odot} \frac{\mathfrak{M}}{R^3},$$

где средняя плотность солнечного вещества $\rho_{\odot} = 1,41$ г/см³. Тогда у малой яркой компоненты $\rho_2 = 0,32$ г/см³, а у большой, но слабой $\rho_1 = 0,04$ г/см³.

Итак, мы определили главные параметры тесной двойной системы звезды U Цефея. Вернемся к рис. 10. На его горизонтальной оси выделен отрезок, концами которого отмечены моменты начала и конца затмения. В этом месте кривая изменения лучевой скорости яр-

*) Здесь и в дальнейшем латинской надстрочной буквой d обозначаются сутки.

кой компоненты имеет весьма странный вид: она разрывается, резко поднимается вверх, далее скачком переходит вниз (в область отрицательных скоростей) и по окончании полной фазы затмения снова круто поднимается вверх. Чем вызвано столь странное ее поведение? Оказывается, осевым вращением затмевающейся яркой компоненты. Когда часть ее диска находится в затмении, мы воспринимаем свет от незакрытой части диска, имеющей вид серпа. Вращение компоненты смещает спектральные линии, согласно тому же эффекту Доплера, тем больше, чем более узким является серп. Разрыв кривой вызван тем, что после полной фазы свет идет от противоположной части диска — она первой появляется по окончании полной фазы затмения. Это позволяет определить скорость вращения яркой компоненты.

И, наконец, последнее. Известный американский исследователь затменно-двойных звезд О. Струве обнаружил, что во время полной фазы затмения на короткое время вспыхивают эмиссионные спектральные линии. Это означает, что яркая компонента окружена газовым кольцом, которое вращается вокруг нее подобно тому, как вращаются вокруг Сатурна, Урана и Юпитера их кольца.

§ 8. ЭВОЛЮЦИЯ ТЕСНОЙ ДВОЙНОЙ ЗВЕЗДЫ

Открыто и исследовано несколько тысяч затменных переменных звезд. Они обладают самыми разнообразными периодами обращения — от нескольких часов до нескольких тысяч суток. Из третьего закона Кеплера, представленного формулой (14), можно определить большую полуось относительной орбиты a (или радиус, если орбита круговая), которая зависит от периода P и массы системы:

$$a = \sqrt[3]{\frac{G(M_1 + M_2)}{4\pi^2} P^2}.$$

Эта формула показывает, что чем продолжительнее период P , тем больше величина a . У затменных переменных звезд с продолжительными периодами расстояния между компонентами настолько велики, что их весьма условно можно назвать тесными звездными парами. Такие звездные пары встречаются редко; большинство затменных переменных звезд имеет короткие периоды.

Самые короткие периоды у звезд типа W Большой Медведицы, более продолжительные — у звезд типа β Лиры. Среди затменных звезд с продолжительными периодами звезды типа β Лиры встречаются редко; среди них преобладают звезды типа Алголя. Это вполне естественно: ведь если расстояние между компонентами

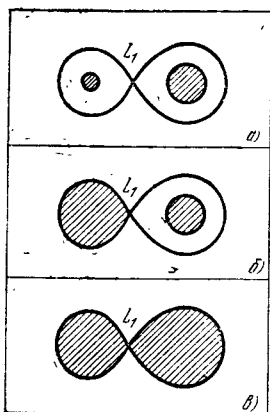


Рис. 11. Полости Роша и три типа тесных двойных систем: *a* — разделенная, *б* — полуразделенная, *в* — контактная. L_1 — первая точка Лагранжа.

значительно превосходит размеры каждой из них, то при изучении их орбитальных движений можно с достаточной точностью заменить каждую из компонент гравитирующей точкой, помещенной в центре компоненты, наделенной ее массой и притягивающей вторую «точку» по закону Ньютона. Так, например, поступают, изучая движение планет вокруг Солнца. Но этого сделать нельзя, если расстояние между компонентами сравнимо с их размерами. В такой системе возникают приливные силы, искажающие фигуры звезд. Компоненты вытягиваются по направлению друг к другу. Вот почему у очень тесных звездных пар, имеющих короткие периоды обращения, фигуры сильно отличаются от шаровых; такие затменные звезды принадлежат к типу W Большой Медведицы и β Лиры.

Была решена следующая небесно-механическая задача: как будет двигаться частица, имеющая очень малую массу в общем поле тяготения двух звезд, обращающихся вокруг общего центра масс по круговым орбитам. Расчеты показали, что каждая из компонент обладает охватывающей ее овальной полостью, которая называется полостью Роша (рис. 11). Относительные размеры этих полостей зависят от отношения масс компонент. Полости ограничены поверхностями, соприкасающимися в паходящейся между звездами точке L_1 , называемой первой точкой Лагранжа.

Частица, движущаяся внутри овальной полости, описывает орбиту вокруг своей «центральной» компоненты,

не выходя за пределы ограничивающей полость поверхности. В точке Лагранжа обе компоненты могут обмениваться веществом.

Если же частица движется вне полостей, то она обегает вокруг обеих компонент и ее траектория вокруг общего центра массы системы очень сложна. Но есть две точки, L_2 и L_3 (не показанные на рис. 11), через которые частица может уйти по спиралевидной траектории в пространство: через них система теряет свою массу.

Модель Роша положена в основу классификации тесных двойных систем (см. рис. 11). Если обе компоненты глубоко погружены внутрь своих полостей, то система называется разделенной. Если одна компонента погружена в полость, а вторая полностью заполняет свою полость, то система называется полуразделенной. К таким системам принадлежит рассмотренная нами U Цефея. Если же обе компоненты полностью заполняют свои полости Роша, то система называется контактной. К таким системам относятся звезды типа β Лиры и W Большой Медведицы.

Обмен веществом через точку L_1 , происходящий в контактных системах, подтвержден спектральными наблюдениями β Лиры. В ее спектре обнаружены аномальные смещения спектральных линий, объясняемые движением потоков вещества, которыми обмениваются компоненты. Кроме того, установлено, что система β Лиры довольно быстро теряет массу. Часть ее вещества уходит от нее в мировое пространство. Это сказывается на ослаблении взаимного притяжения компонент, что приводит к прогрессивному увеличению периода обращения, которое тоже обнаружено из наблюдений.

При исследовании двойных систем, особенно полуразделенных, столкнулись с парадоксальным фактом. Глубоко погруженная внутрь своей полости Роша компонента, обладающая большей плотностью вещества, является более яркой. По своим свойствам она почти не отличается от звезд главной последовательности диаграммы Г — Р. Менее плотная компонента, будучи субгигантом, имеет меньшую светимость и меньшую массу.

Напомним, что происходит со звездой на втором и третьем этапах ее эволюции, при отходе от главной последовательности в область гигантов. По выходе на главную последовательность диаграммы Г — Р звезда надолго на ней «застревает». Чем больше масса звезды, тем

выше расположена точка ее выхода на главную последовательность, и, следовательно, тем больше ее светимость. Звезды, обладающие более высокой светимостью, эволюционируют быстрее, и отход в сторону звезд-гигантов у них начинается раньше.

Рассмотрим с этой точки зрения тесную двойную систему. Вряд ли можно сомневаться в том, что ее компоненты одного возраста. Поэтому более яркая компонента должна была бы раньше слабой отойти от главной последовательности и превратиться в гиганта. Между тем субгигантом в такой системе стала не яркая компонента, а более слабая. В этом и заключается противоречие наблюдений тесных двойных систем с теорией эволюции одиночных звезд.

Было найдено правдоподобное объяснение этого парадокса, которое состоит в следующем. Предполагается, что в прошлом более слабая звезда была главной и более массивной звездой системы. Она начала превращаться в гиганта раньше. Когда ее вещество заполнило всю полость Роша, оно начало перетекать через точку L_1 к звезде-спутнику, в то время второстепенной компоненте. Постепенно спутник становился более массивным, собирая притекавшее к нему вещество. Так обе компоненты в процессе эволюции поменялись ролями.

Естественно, что этот процесс продолжается, и эти изменения должны, как показывают расчеты, сопровождаться изменениями периода обращения. А их можно обнаружить, пакапливая определения моментов минимумов блеска. Эта задача вполне доступна любителям астрономии.

§ 9. ИЗМЕНЕНИЕ ПЕРИОДОВ ЗАТМЕННЫХ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

Известно, что период изменения блеска Алголя равен 2,86732 суток. Как можно было определить его с такой большой точностью? Для этого сравнивают между собой достаточно удаленные по времени моменты минимума блеска. Каждое определение момента минимума редко бывает точнее 1—2 минут, т. е. порядка $0^d,001$. Но если разделить разность моментов минимума на количество протекших между ними периодов обращения, то точность определения среднего значения периода значительно повышается.

Если период остается постоянным, то моменты минимумов должны представляться формулой

$$M_E = M_0 + P \cdot E, \quad (15)$$

где через M_0 обозначен начальный момент минимума, P — период переменности и E — целое число, представляющее собой порядковый номер минимума M_E .

Эта формула используется как для представления уже наблюдавшихся минимумов, так и для предсказания моментов будущих минимумов блеска — вычисления эфемериды. Мы будем называть ее линейной формулой периода. Вычисленные по ней моменты минимумов обозначают буквой C , наблюдаемые моменты — буквой O . Их разность обозначают $O - C$.

Сопоставление значений $O - C$ с номерами E дает возможность судить о постоянстве или переменности периода. Для этого строится график « $O - C$ ». На его горизонтальной оси откладывают значения E , а на вертикальной — значения $O - C$. Если период P найден правильно и оставался постоянным, то все точки расположатся около горизонтальной оси, с небольшими случайными отклонениями.

Если же период плавно изменялся, то точки расположатся около некоторой кривой линии. При внезапном, скачкообразном изменении периода на графике образуются отрезки прямых линий (рис. 12). Так, например, было обнаружено скачкообразное изменение периода Алголя.

Причины наблюдающихся изменений периодов весьма разнообразны. Об одной из них уже было сказано: переменная звезда β Лиры увеличивает свой период из-за непрерывной потери вещества. Наблюдался случай внезапного увеличения периода W Большой Медведицы после сильной вспышки ее блеска, вызванной, по видимому, извержением огромного протуберанца. Это реальные изменения периода, вызванные физическими причинами.

Однако могут происходить и кажущиеся изменения периода. Может оказаться, что затменная пара входит в состав тройной звездной системы. Обычно третья звезда находится на большом расстоянии от затменной пары. Тогда затменная пара описывает орбитальное движение вокруг ее центра масс, который, в свою очередь движется по орбите (конечно, с более длительным

периодом обращения) вокруг общего центра масс тройной системы. Так, в частности, происходит в системе Алголя, который имеет третью компоненту. Она настолько удалена от затменной пары, что период ее орбитального движения равен 1,873 года.

Если плоскость долгопериодической орбиты не перпендикулярна к лучу зрения, то расстояние от центра

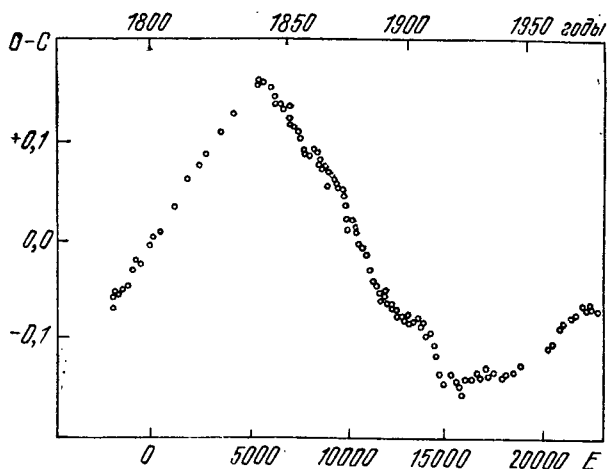


Рис. 12. График $O-C$, характеризующий скачкообразное изменение периода Алголя.

масс затменной системы до наблюдателя будет периодически изменяться, и остатки $O-C$ расположатся на графике вблизи периодической кривой линии, так как свету нужны будут различные промежутки времени для преодоления избытков расстояния. Конечно, такое изменение периода только кажущееся.

Кажущиеся периодические изменения периода могут возникать и в том случае, если компоненты тесной двойной системы обращаются вокруг общего центра масс по эллиптическим орбитам, которые медленно поворачиваются в своей плоскости. Таких систем известно несколько. К ним принадлежит давно известная затменная переменная звезда Υ Лебедя: она видна в бинокль и доступна для наблюдений любителям астрономии.

У звездной пары RU Единорога это явление хорошо изучено Д. Я. Мартыновым, из статьи которого заимст-

вована наглядная иллюстрация эффекта поворота орбитальной орбиты (рис. 13). Так как при движении по эллиптической орбите скорость тела периодически меняется (второй закон Кеплера), то и минимумы блеска, первичный и вторичный, расположены несимметрично. При повороте эллипса эта асимметрия изменяется, как

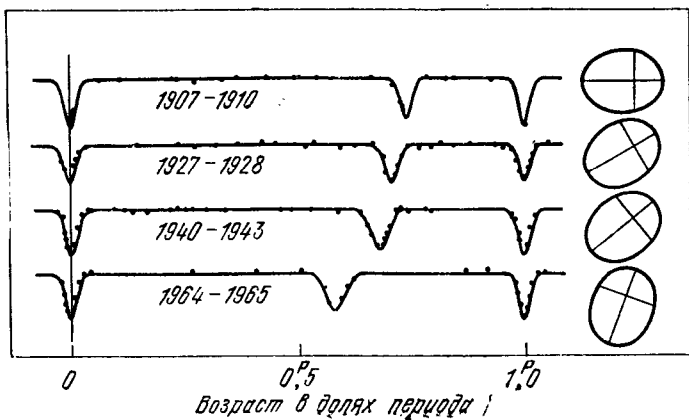


Рис. 13. Четыре кривые изменения блеска RU Единорога, форма которых меняется в зависимости от прогрессирующего поворота эллиптической орбиты в пространстве.

это видно из рис. 13, где одновременно с различными видами кривой блеска показаны соответствующие расположения относительной орбиты. Исследовать это явление очень важно, так как, определив скорость вращения эллиптической орбиты, можно оценить распределение плотности в недрах компонент.

ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Эволюционное превращение звезды в гиганта сопровождается увеличением ее объема и уменьшением средней плотности вещества. В это время происходят коренные изменения внутреннего строения звезды, а оно может сопровождаться нарушениями равновесия между главными силами — гравитационного притяжения и давления. Это приводит к переменности звезды.

Часто периодически, в некоторых же случаях иррегулярно, колеблется объем звезды. Звезда то вспухает, то опадает. Такие колебания называются пульсационными. При увеличении радиуса звезды увеличивается и площадь ее светящегося слоя — фотосферы. При этом синхронно изменяется и ее температура, о чем мы можем судить по изменениям показателя цвета. Изменяется и светимость звезды, а следовательно, и ее блеск.

Радиальные пульсации фотосферы и расположенной над ней оболочки — атмосферы приводят к изменениям радиуса; внешние слои звезды движутся то от наблюдателя (при сжатии), то к нему (при расширении). Это вызывает изменение лучевой скорости, которая, как мы знаем, определяется из измерения смещений спектральных линий.

Первая пульсирующая переменная звезда была открыта в 1596 г. в созвездии Кита сотрудником Тихо Браге Фабрициусом. Он назвал ее Мирой, что означает «чудесная». В максимуме блеска она хорошо видна невооруженным глазом, а в минимуме для ее наблюдений надо пользоваться сильным биноклем. Впоследствии было установлено, что она меняет свой блеск периодически, с периодом в 331,6 суток. Подобные ей звезды называются мириадами или звездами типа о Кита. Их известно теперь несколько тысяч.

В 1783 г. Э. Пиготт обнаружил переменность блеска звезды η Орла, а через год Гудрайк — δ Цефея. Обе эти звезды принадлежат к другому типу пульсирующих звезд — к цефеидам (названным по имени δ Цефея). Амплитуды изменения их блеска гораздо меньше, чем у мирид, а периоды равны $7^d,1766$ и $5^d,3663$ соответственно.

Впоследствии были открыты и иные типы пульсирующих переменных звезд, к описанию которых мы переходим.

§ 10. ЦЕФЕИДЫ, ИЛИ ЗВЕЗДЫ ТИПА δ ЦЕФЕЯ

Цефеиды — пульсирующие гиганты. Их периоды ключевы в пределах от 1,5 до 50 суток. Цефеиды присутствуют как в Галактике, так и во внегалактических звездных системах — Магеллановых Облаках и туманности Андромеды. Кстати сказать, там изредка наблюдаются цефеиды с периодами более 50 суток.

Амплитуды колебаний блеска цефеид разнообразны. Так, например, Полярная звезда (α Малой Медведицы) — цефеида с периодом, равным $3^d,969754$, и малой амплитудой колебания блеска: от $2^m,64$ в минимуме до $2^m,50$ в максимуме. У других цефеид амплитуды могут достигать полутора звездных величин.

Синхронно с блеском изменяются температура фотосферы, показатели цвета и лучевые скорости, а следовательно, и радиусы фотосферы и атмосферы, в которой возникают спектральные линии. На рис. 14 изображены по данным Б. В. Кукаркипа кривые изменения характеристик цефеиды RT Возничего. Период колебания блеска у этой звезды равен $3^d,728$.

К настоящему времени в Галактике известно свыше 700 цефеид. Их изучение и статистическое сопоставление их свойств показало, что совокупность цефеид не однородна по своему составу. Пришлось разделить ее на группы — подклассы.

Наиболее многочисленна группа звезд, получивших название дельта-цефеиды (кратко С δ); их часто называют классическими цефеидами. Для этих цефеид (к числу которых принадлежит и сама δ Цефея) характерна зависимость между периодом и формой кривой блеска, открытая и изученная Э. Герцшпрунгом (рис. 15). У цефеид с периодами в пределах от 1,5 до 5 суток кривая изменения блеска гладкая. При более продол-

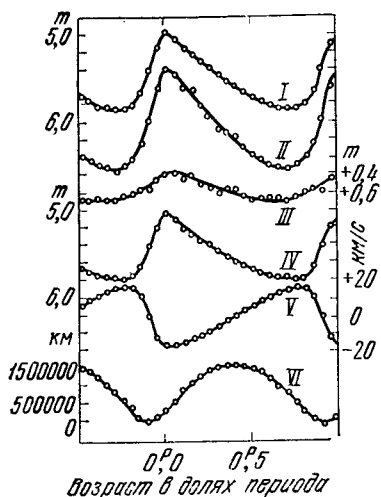


Рис. 14. Цефеида RT Возничего. Кривые изменения визуальной звездной величины (I), фотографической звездной величины (II), показателя цвета (III), болометрической звездной величины (IV), лучевой скорости (V) и радиуса (VI).

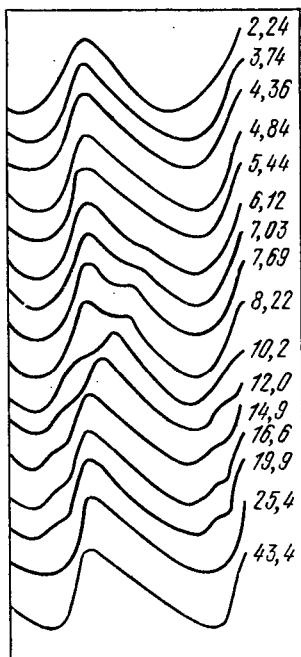


Рис. 15. Зависимость формы кривой блеска от периода у дельта-цефеид. Числа указывают значения периода в сутках.

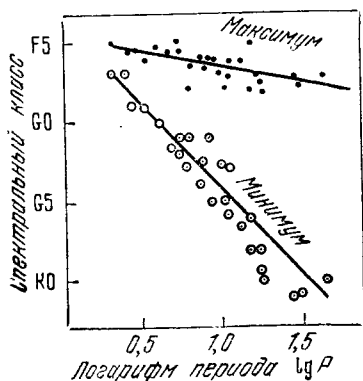


Рис. 16. Связь между продолжительностью периода и спектральным классом дельта-цефеид.

жительных значениях периода появляется «горбик» на нисходящей ветви кривой блеска, который постепенно перемещается к максимуму, при периоде около 10 суток совмещается с максимумом, а затем проявляется

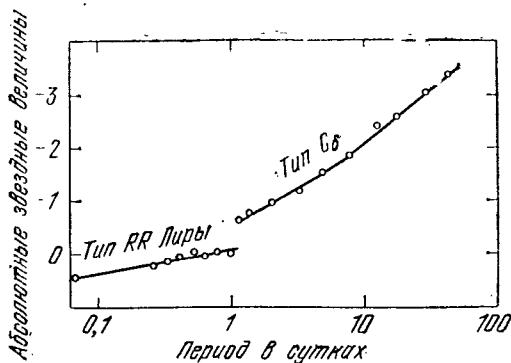


Рис. 17. Зависимость между абсолютной звездной величиной и продолжительностью периода у звезд типа RR Лиры и дельта-цефеид.

на восходящей ветви кривой в виде задержки подъема блеска. Таким образом, по величине периода и форме кривой блеска легко отличить дельта-цефеиду от других объектов.

У цефеид меняются показатель цвета и спектральный класс. На рис. 16 изображена зависимость спектрального класса в максимуме и минимуме блеска цефеид от продолжительности их периода. На рис. 17 приведена зависимость между абсолютной звездной величиной M (следовательно, светимостью) и периодом у дельта-цефеид и звезд типа RR Лиры (см. § 11). Мы видим, что светимости дельта-цефеид велики, а их спектральные классы F, G и K. Это свидетельствует о том, что на диаграмме Г—Р они относятся к желтым сверхгигантам.

Дельта-цефеиды принадлежат к плоской составляющей Галактики и принимают участие в ее вращении.

Уже давно вызвала некоторое недоумение цефеида W Девы, нарушающая все описанные выше закономерности. Она расположена далеко от плоскости Галактики, её период близок к 17^д,28, форма кривой блеска необычна, с широкой максимальной частью и узким глубоким минимумом, как необычно и изменение ее пока-

зателей цвета: звезда горячее всего не в максимуме, а на середине подъема блеска (рис. 18).

Чтобы лучше выявить свойства W Девы, на этом же рисунке приведены для сравнения кривые блеска и показателей цвета дельта-цефеиды SZ Орла, которая

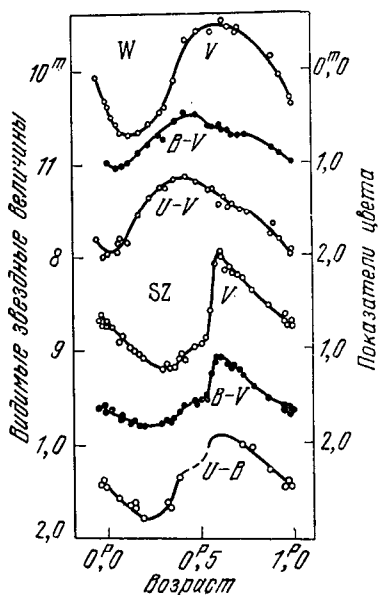


Рис. 18. Кривые изменения блеска в лучах V и показателей цвета B — V и U — B у W Девы (вверху) и дельта-цефеиды SZ Орла (внизу).

имеет почти такой же период, как и W Девы.

Были открыты и исследованы другие цефеиды, сходные по своим свойствам с W Девы. Их объединили в подкласс «цефеид-дубльве» (CW). Оказалось, что подобные объекты встречаются в некоторых шаровых звездных скоплениях, как известно, наиболее старых системах, входящих в Галактику. Итак, цефеиды-дубльве принадлежат сферической составляющей Галактики, и введенное разделение на подклассы получило глубокий космогонический смысл.

Кроме этих двух групп, можно выделить (что сделано Е. Н. Макаренко) третью группу

малоамплитудных цефеид, которые были названы цефеидами-дзета (Cζ), по имени яркой звезды ζ Блинецов. Они обладают симметричными кривыми блеска и расположены в пространстве вблизи центральных областей спиральных ветвей Галактики.

Цефеиды находятся в стадии неустойчивости не вечно. Выведена формула, позволяющая вычислить возраст T цефеиды в зависимости от продолжительности периода:

$$\lg T = -0,714 \lg P + 2,57.$$

В этой формуле T — возраст, выраженный в миллионах

лет, начиная с того момента, когда звезда впервые вышла в своем развитии на начальную главную последовательность.

Поскольку звезда во время эволюции меняет свое положение на диаграмме $\Gamma-R$, должна изменяться и средняя плотность ее вещества. Из теории пульсаций

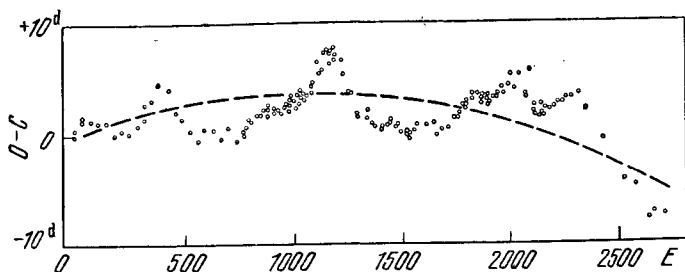


Рис. 19. График изменения $O-C$ у цефеиды-дублье AP Геркулеса, характеризующий изменение ее периода. Периодические изменения сопровождаются вековым сокращением периода.

следует, что между периодом P и средней плотностью ρ вещества существует зависимость вида

$$P \sqrt{\rho} = \text{постоянной величине,} \quad (16)$$

и при изменении средней плотности должен изменяться период. Эти эволюционные изменения периода происходят очень медленно, и чтобы их обнаружить, нужны очень продолжительные ряды наблюдений.

На основе длительных наблюдений применением метода графиков $O-C$ (см. § 9) изучено изменение периодов многих цефеид. Обнаружено, что у разных подклассов цефеид эти изменения протекают по-разному. Цефеиды-дублье оказались менее стабильными, чем дельта-цефеиды. Особенно интересны изменения у цефеиды-дублье AP Геркулеса, которые были изучены автором этой книги. Период этой звезды равен $10^d,397$. Отклонения $O-C$ (от формулы (15); стр. 39) у нее достигают величины самого периода, причем их ход со временем довольно сложен: на медленное, по-видимому, эволюционное колебание наложено периодическое с периодом около 8 тыс. суток. Причина периодического колебания пока не ясна.

§ 11. ЗВЕЗДЫ ТИПА RR ЛИРЫ

Эти пульсирующие звезды быстро меняют блеск. У большинства из них периоды заключены в пределах от 0,2 до 0,8 суток, а амплитуды составляют в среднем около одной звездной величины. Последнее обстоятельство

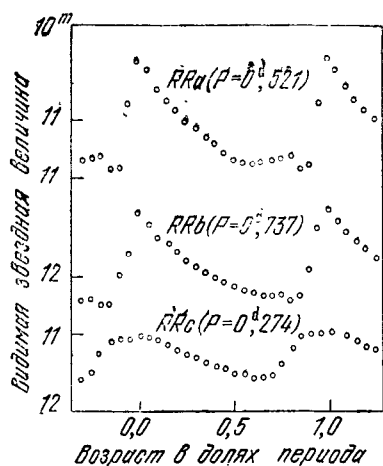


Рис. 20. Кривые блеска звезд типа RR Лиры.

позволяет уверенно наблюдать эти объекты, используя простейшие способы оценки блеска. Многие интересные и важные факты были открыты на основе плотных рядов визуальных наблюдений.

Эти звезды, в соответствии с формой кривой изменения блеска (и продолжительностью периода), объединены в три группы (рис. 20). При этом принимают во внимание так называемую асимметрию кривой блеска — отношение продолжительности вос-

ходящей ветви к продолжительности периода: $\varepsilon = \frac{\text{Max} - \text{min}}{P}$, где Max — момент максимума блеска, а min — момент предшествовавшего ему минимума.

Первая группа звезд, RRA, характеризуется сильной асимметрией; индекс ε у них порядка 0,1. Это значит, что подъем блеска длится одну десятую часть периода, т. е. час-полтора. Самая «быстрая» звезда этой группы TV Весов имеет период 0^d,269624, так что подъем блеска происходит за 40 минут. Чаще всего встречаются звезды с периодами около 0^d,4. Амплитуды их изменения блеска, как правило, больше звездной величины; в редких случаях они достигают двух звездных величин.

Вторая группа, RRb, состоит из звезд, имеющих несколько меньшие амплитуды и более продолжительные периоды (от 0^d,5 до 0^d,8) и несколько менее асимметричную форму кривой блеска.

Третья группа RRc характеризуется короткими периодами (от $0^d,25$ до $0^d,45$), малыми амплитудами, редко превышающими $0^m,6$, и почти симметричной кривой блеска ($\epsilon \sim 0,4-0,5$).

У всех звезд этого типа изменяются и лучевые скорости, что свидетельствует о пульсационных изменениях радиуса. Момент максимума скорости приближения

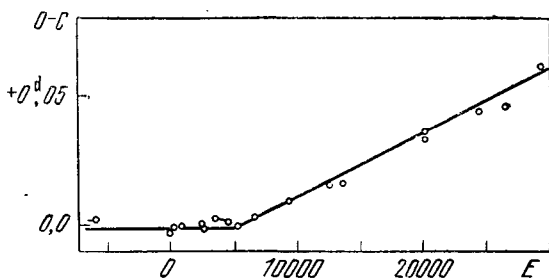


Рис. 21. График изменения $O-C$ у звезды типа RR Лиры VZ Геркулеса. Видно внезапное изменение периода около $E = 5000$.

совпадает с моментом максимума блеска. Во время быстрого роста блеска в водородной оболочке звезды возникает ударная волна и появляются яркие эмиссионные линии в спектре. Они раздваиваются, и разрыв скоростей может достигать 200 км/с.

Синхронно с блеском изменяются и показатели цвета, что вызвано изменением температуры фотосферы. В максимуме блеска звезда становится горячее, а следовательно, белеет.

Систематическое слежение за звездами типа RR Лиры, особенно интенсивно проводимое советскими наблюдателями, обнаружило ряд особенно интересных свойств этих объектов. Благодаря короткому периоду у такой звезды за один год происходит несколько сотен полных циклов колебаний, а это дает возможность за сравнительно короткий срок исследовать, остается ли постоянным ритм колебаний или он испытывает изменения.

При этом исследовании используется способ построения графиков $O-C$, только определяют моменты не минимумов, а максимумов блеска. На рис. 21 приведен график $O-C$, полученный при исследовании звезды

VZ Геркулеса. Первоначально ее период был равен $0^d,440\ 323\ 94$. С этим значением периода вычислена эфемерида. Точки в левой части рисунка расположены вблизи горизонтальной линии. Затем следует излом, и точки поднимаются вверх, также вдоль отрезка прямой линии. Теперь период иной: он равен $0^d,440\ 326\ 31$, т. е. внезапно увеличился на $0^d,000\ 002\ 37$ или на 0,2 с.

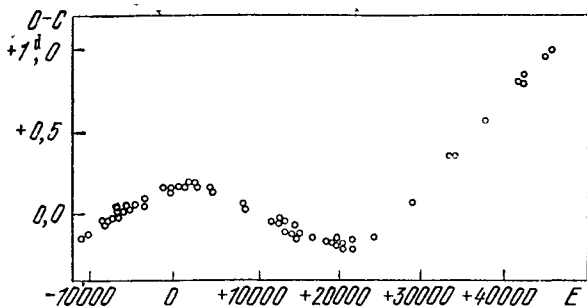


Рис. 22. График $O - C$ у звезды типа RR Лиры RR Близнецов. Видно их плавное изменение.

В некоторых случаях происходят плавные изменения периода, как показано на рис. 22, где изображен график $O - C$ для звезды RR Близнецов, у которой период $0^d,397\ 315\ 8$. Отклонения достигают суток, т. е. больше, чем на два полных периода! Такие изменения периода называются вековыми. Они связаны, по-видимому, с перестройкой внутреннего строения звезды.

Профессор С. Н. Блажко, много лет наблюдавший визуально на Московской обсерватории, обнаружил еще в начале столетия у двух звезд, XZ Лебеда и RW Дракона, периодические изменения формы кривой блеска и периода. Впоследствии эффект Блажко был обнаружен и у других звезд. Объясняется он сложением двух колебаний, обладающих различными, но близкими друг к другу периодами.

Пусть P_1 — период основного колебания, P_2 — период вторичного, а Π — период биения, которое и вызывает эффект Блажко. Предположим, что P_2 меньше P_1 . Если за Π суток происходит n основных колебаний, т. е. $\Pi = nP_1$, то за это же время должно произойти $n + 1$ вторичное колебание, и $\Pi = (n + 1)P_2$. Исключая

из этих двух равенств n , получим

$$\frac{1}{\Pi} = \frac{1}{P_2} - \frac{1}{P_1}. \quad (17)$$

У переменной звезды XZ Лебедя $P_1 = 0^d,4665$, $\Pi = 57^d,24$. Из формулы (17) следует, что

$$\frac{1}{57,24} = \frac{1}{P_2} - \frac{1}{0,4665},$$

откуда и $P_2 = 0^d,46275$.

Особенно интересен эффект Блажко у тех звезд, период P_1 которых испытывает вековые колебания.

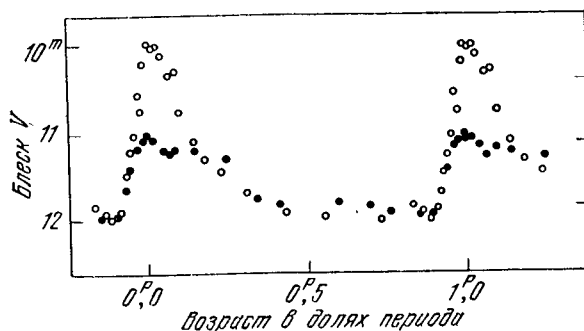


Рис. 23. Две предельные формы кривой блеска RZ Лиры как результат действия эффекта Блажко.

В таких случаях, в соответствии с формулой (17), изменяется и период Π .

Рисунок 23 иллюстрирует эффект Блажко: на нем изображены две крайние формы изменяющейся кривой блеска. Обращает на себя внимание различие амплитуд.

Далеко не все звезды типа RR Лиры обладают вековыми изменениями периода и эффектом Блажко. Некоторые из них сохраняют ритм колебаний блеска на протяжении нескольких десятилетий, «работая» как лучшие хронометры. Чем объяснить такое различие звезд между собой? Чтобы это понять, надо несколько отвлечься в сторону.

Исследование спектров звезд типа RR Лиры показало, что хотя они и принадлежат к спектральным классам A — F, в них имеются тонкие различия, и вся

совокупность звезд неоднородна по содержанию металлов и водорода в атмосферах.

Звезды с нормальным содержанием металлов имеют почти стабильные периоды и подобно дельта-цефеидам участвуют в галактическом вращении «единым фронтом». Поэтому их можно отнести к звездному населению I типа.

Звезды, у которых атмосферы обеднены металлами, а преобладает водород, имеют переменные периоды, с сильно выраженным эффектом Блажко, а скорости их пространственных движений направлены хаотично, как у цефеид-дубльве. Это заставляет подозревать, что они принадлежат к старому населению Галактики, к звездам II типа населения.

Заканчивая описание свойств звезд типа RR Лиры, укажем еще на три обстоятельства. Во-первых, звезд этого типа особенно много в шаровых звездных скоплениях, причем среди них многие обладают переменными периодами. Во-вторых, еще Герцшпрунг обнаружил в области спектральных классов A и F своей диаграммы провал между главной последовательностью и ветвью гигантов. Этот «герцшпрунговский провал» заполняется звездами типа RR Лиры. В-третьих, существует зависимость между периодом и светимостью, изображенная в левой части рис. 17.

§ 12. КАРЛИКОВЫЕ ЦЕФЕИДЫ

В тридцатых годах нашего века вызвало сепсацию открытие довольно яркой переменной звезды ζ Водолея, у которой период оказался равным 88 минутам. За одну ночь наблюдений можно было проследить несколько циклов ее колебаний. В 1952 г. была открыта звезда SX Феникса (созвездия южного полушария неба) с еще более коротким периодом, равным 79 минутам.

Сначала эти звезды отнесли к типу RR Лиры, но когда было найдено около 50 таких звезд и можно было произвести статистические сопоставления, их выделили в особую группу, которую теперь называют карликовыми цефеидами. Их периоды заключены в пределах от $0^d,055$ до $0^d,2$, т. е. короче, чем у звезд типа RR Лиры. Амплитуды изменения блеска также невелики, от $0^m,2$ до $0^m,7$. Асимметрия кривой блеска $\epsilon \sim 0,3$, что также отличает их от звезд типа RR Лиры, и они ско-

рее напоминают цефеиды. Это видно из кривой блеска АЕ Большой Медведицы, изображенной на рис. 24, на котором заметны периодические изменения амплитуды — эффект Блажко. Однако, если у звезд типа RR Лиры период биений Π измеряется десятками суток, то у карликовых цефеид отношение $\Pi : P_1$ заключено в пре-

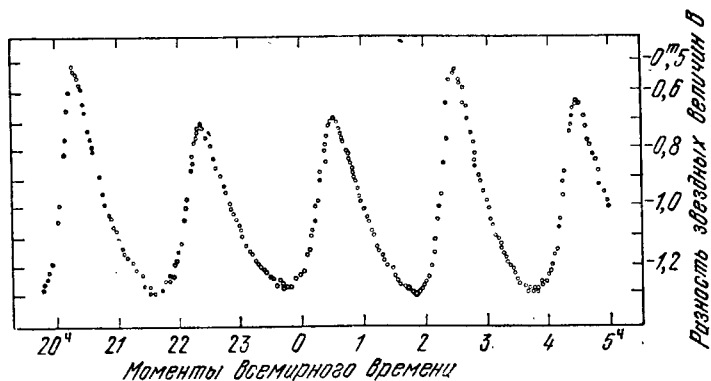


Рис. 24. Изменение блеска карликовой цефеиды АЕ Большой Медведицы на протяжении 9 часов одной ночи с 20 на 21 января 1974 г. На вертикальной оси отложены разности звездных величин переменной и звезды сравнения. Видно постепенное изменение кривой (эффект Блажко).

делах от 3,36 до 4,32. Этим они отличаются от звезд типа RR Лиры. Главное же их отличие от звезд типа RR Лиры состоит в том, что хотя их спектры, как правило, класса А, их светимости гораздо меньше: абсолютные звездные величины заключены в пределах от $+4^m$ до $+2^m$.

Две из карликовых цефеид, VZ Рака ($P_1 = 0^d,178$, $\Pi = 0^d,718$) и СУ Водолея, достаточно ярки для того, чтобы их наблюдать в бинокль или небольшой телескоп и представляют большой интерес для любительских наблюдений.

§ 13. МИРИДЫ

Напомним, что миридами называются долгопериодические переменные звезды типа звезды омикрон Кита. Благодаря огромным амплитудам изменения блеска, которые могут достигать до 10 звездных величин, они яв-

ляются легкими объектами для любительских наблюдений.

Периоды мирид весьма разнообразны — от 90 до 730 суток. Это красные звезды спектральных классов M, S и N (по современной классификации C). Их светимости велики, они принадлежат последовательностям сверхгигантов. Поскольку эти звезды пульсирующие, можно считать, что их пульсации подчиняются формуле (16). В таком случае средние плотности мирид порядка 10^{-6} — 10^{-9} г/см³.

Во время изменения блеска изменяется и температура излучающих слоев — протяженной фотосферы от 1790° в минимуме до 2270° в максимуме. Это также вызывает значительные колебания показателей цвета. Кстати, визуальные наблюдения мирид выгоднее фотографических, так как красные звезды дают на обычных фотографических пластинках ослабленные изображения.

Хотя основная причина изменения блеска мирид — радиальная пульсация, протекает она несколько иначе, чем у ранее рассмотренных звезд. При низких температурах фотосферы и оболочки звезды основную роль играет поглощение света образующимися и распадающимися молекулами химических соединений. По своим спектральным классам мириды разделяются на три группы. У мирид спектрального класса M основную роль играют молекулы окиси титана. В случае спектрального класса S — молекулы окиси циркония, а у звезд класса N (C) — соединения углерода. Оболочки этих звезд отличаются по своему химическому составу.

Переменность блеска мирид вызвана изменением физических условий во внешних слоях звезды, являющимся следствием колебания температуры. При понижении температуры атомы объединяются в молекулы. Последние гораздо активнее поглощают излучение, чем свободные атомы, и прозрачность внешних слоев звезды понижается, что приводит к ослаблению ее блеска. Энергия задерживается во внутренних слоях и постепенно накапливается, что приводит к разогреванию. При повышении температуры молекулы распадаются на атомы, и среда становится прозрачнее. Излучение теперь беспрепятственно уходит в пространство, блеск звезды повышается, расход энер-

гии увеличивается и снова начинается охлаждение. Таков своеобразный клапанный механизм переменного излучения.

Измерения показали, что полная энергия излучения мириды изменяется мало — всего в 2—3 раза. Наблюдающиеся же огромные амплитуды колебаний блеска вызваны тем, что молекулярные полосы поглощения расположены главным образом в видимой части спектра. В инфракрасной же области расположены главным образом полосы поглощения водяного пара, который обнаружен в атмосферах некоторых мирид. Наблюдения радиоизлучения мирид показали, что в их атмосферах присутствуют и другие соединения, например, гидроксил.

В спектрах мирид появляются яркие эмиссионные линии, в основном водорода. Наиболее интенсивны они вблизи максимума блеска, а в минимуме они исчезают. В это время на смену им появляются линии железа. Доказано, что линии водорода возникают во внутренних слоях звезды, под молекулярной оболочкой.

В последнее время у некоторых мирид обнаружено пока не объясненное явление: происходят кратковременные вспышки блеска, особенно вблизи максимума. Правда, они наблюдаются редко.

Мириды — сверхгиганты. На диаграмме Г—Р они располагаются справа вверху. У них существует зависимость между светимостью и периодом: светимость тем выше, чем продолжительнее период.

Совокупность мирид неоднородна по своему составу. Изучались их пространственные скорости движения, и если у звезд, имеющих длительные периоды, скорости движения упорядочены, то у тех, периоды которых заключены в пределах от 150 до 200 суток, распределение скоростей хаотическое. По-видимому, совокупность мирид состоит из различных подсистем.

Одна из мирид, R Водолея, окружена протяженной туманностью, которая также переменна: с течением времени она изменяет свою интенсивность.

В заключение отметим, что к миридам причисляют только те долгопериодические переменные, у которых в спектрах появляются эмиссионные линии. Однако существуют подобные им звезды, также регулярно изменяющие блеск с большими амплитудами

и определенными периодами, но не имеющие эмиссионных линий в спектрах. Их называют просто долгопериодическими переменными.

Периоды как мирид, так и долгопериодических переменных не остаются постоянными. Поэтому за ними надо регулярно следить, определяя из наблюдений моменты их максимумов блеска.

§ 14. ЗВЕЗДЫ ТИПА RV ТЕЛЬЦА

Переменные звезды этого типа встречаются не часто. Это пульсирующие желтые сверхгиганты высокой светимости. По продолжительности их периодов они занимают промежуточное положение между классическими цефеидами и миридами. Их периоды заключены в пределах от 30 до 150 суток. Среди них есть две звезды достаточно яркие, чтобы их можно было наблюдать в бинокль; это АС Геркулеса ($P = 75^d, 4619$) и R Щита ($P = 144^d$): обе они заслуживают регулярных наблюдений.

Весьма характерна кривая изменения блеска этих звезд (рис. 25). Она имеет два минимума различной глубины, первичный и вторичный, и два максимума разной высоты, главный и вторичный. Как видно из того же рисунка, лучевая скорость также переменна. При этом ход кривой лучевой скорости, определенной по линиям поглощения металлов, существенно отличается от хода кривой, выведенной из смещений эмиссионных спектральных линий водорода, что говорит о многослойности оболочки звезды. На рисунке также изображена кривая изменения радиуса звезды (в радиусах Солнца) и кривая изменения показателя цвета. Таково поведение звезды АС Геркулеса, наиболее стабильной из звезд этого типа. Дело в том, что у многих звезд типа RV Тельца наблюдаются сильные неправильности, почему весь тип часто относят к полуправильным звездам.

Одна из неправильностей состоит в переменности периодов, которые часто изменяются скачком. Вторая неправильность состоит во внезапном изменении формы кривой блеска: после нескольких вполне регулярных колебаний блеска первичный минимум становится менее глубоким, а вторичный углубляется. Их глубины выравниваются и на некоторое время насту-

пает такая пора, в течение которой полный такт колебаний становится состоящим из двух полутактов, подобных друг другу. Через некоторое время происходит новое изменение, и кривая блеска восстанавливает свою прежнюю форму. Бывает и так, что первичный и вторичный минимумы меняются ролями и

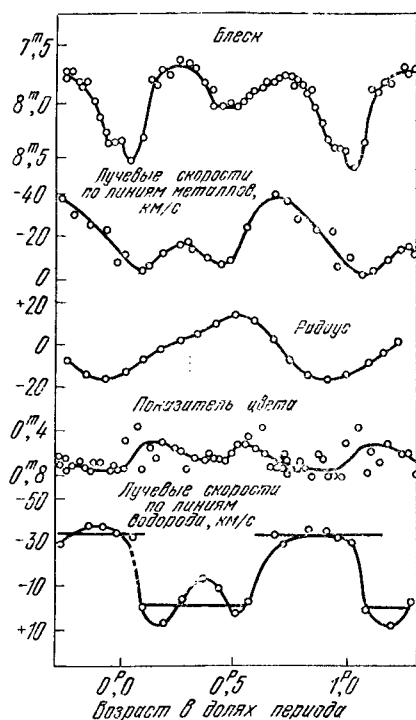


Рис. 25. Изменение характеристик AC Геркулеса.

вся переменность как бы смещается на половину периода. Иногда два различных отмеченных состояния звезды отделены промежутком времени, в течение которого звезда изменяет свой блеск совершенно неправильно.

Среди звезд типа RV Тельца особо выделяется группа, наиболее характерным представителем которой является звезда DF Лебеда. Ее кривая блеска изображена на рис. 26. Из него видно, что быстрые колебания, имеющие период $49^d,808$, наложены на

медленные, происходящие с периодом $780^d,2$, которые характерны для мирид. Эти два колебания взаимосвязаны, так как амплитуда быстрого колебания зависит от среднего блеска звезды. Амплитуда быстрого колебания, как это видно из рис. 26, уменьшается при уменьшении среднего блеска.

Подобное же явление наблюдалось у трех других звезд, из которых одна, У Единорога, доступна наб-

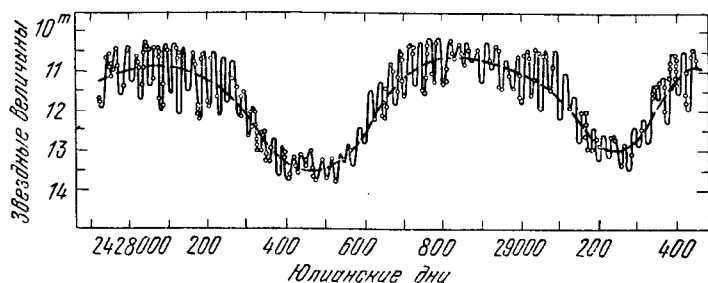


Рис. 26. Кривая изменения блеска DF Лебедя. Видно наложение быстрых колебаний на медленные.

людениям в бинокль. Две другие звезды — R Стрелы и RV Тельца. У всех трех звезд обнаружено сложное изменение лучевых скоростей. Быстрые изменения наложены на медленные. Если интерпретировать эти медленные изменения как пульсационные, то придется допустить, что внешняя граница оболочки звезды отстоит от ее центра на расстояние, сравнимое с радиусом орбиты Юпитера!

§ 15. ПОЛУПРАВИЛЬНЫЕ И НЕПРАВИЛЬНЫЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Помимо описанных выше регулярных переменных звезд существует значительное количество таких, у которых происходят очень сложные, часто непредсказуемые изменения блеска. Тем труднее эти объекты исследовать, так как для этого необходимы длительные ряды однородных наблюдений.

Само название полуправильных звезд подразумевает наличие определенных закономерностей, которые могут нарушаться. С этой точки зрения звезды типа RV Тельца могут быть названы полуправильными,

Опишем одну из наиболее изученных полуправильных звезд — «гранатовую» звезду Гершеля, μ Цефея. На рис. 27 изображена кривая изменения ее блеска, построенная автором этой книги на основании многолетних наблюдений советских профессионалов

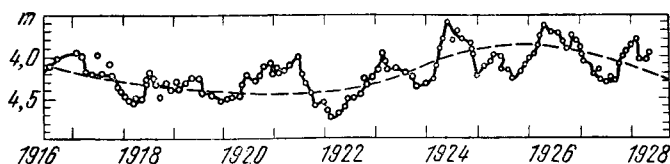


Рис. 27. Кривая изменения блеска μ Цефея с 1916 по 1928 гг.

и любителей. На этом рисунке видны два типа колебаний блеска. Это плавные колебания с амплитудой до одной звездной величины. Моменты максимумов нельзя представить единой формулой с точным значением периода. Приходится заменять период циклом — средней продолжительностью промежутка времени, отделяющего два соседних момента максимума (или минимума). Отдельные циклы изменений блеска μ Цефея колеблются от 730 до 904 суток.

На том же рисунке проведена пунктирная линия — кривая изменения среднего блеска. Это колебание также циклично, а может быть, как показали новые наблюдения, и периодически, с периодом около 4500 суток! Кроме этих основных колебаний отмечается еще одна цикличность с малой амплитудой порядка $0^m,1$ и 90-суточным циклом. У этой звезды также обнаружено циклическое изменение поляризации света, которое можно объяснить возникновением облаков частиц, рассеивающих свет.

Похожа на μ Цефея и яркая звезда α Ориона. Недавно с помощью нового астрофизического метода наблюдений удалось установить вид диска этой звезды; он оказался покрытым огромными светлыми и более темными пятнами. Не является ли вращение сверхгигантов, какими являются μ Цефея и α Ориона, причиной переменной их блеска?

Обширная группа красных звезд, обладающих малыми амплитудами изменений блеска, еще мало изучена, хотя и заслуживает пристального внимания. Как правило, это красные гиганты. В их спектрах иногда

видны эмиссионные линии, но они гораздо менее интенсивны, чем линии, наблюдаемые в спектрах мирид. Быть может, главное отличие многих из этих звезд от мирид в этом и состоит.

В тех случаях, когда удается вывести некоторое среднее значение цикла, мы вправе назвать звезду полуправильной. Если же среднее значение цикла найти нельзя, то такую звезду называют неправильной.

Трудно сказать, как надо назвать такие звезды, у которых было обнаружено следующее явление. В один из интервалов времени у них наблюдается цикл с одним значением, который через некоторое время сменяется другим, хорошо выраженным циклом иной продолжительности. Такие звезды встречаются и среди красных и среди желтых гигантов. Например, у звезды UU Геркулеса наблюдалось два сменявшихся попеременно цикла продолжительностью в 40 и 70 суток.

§ 16. ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ, ОБЛАДАЮЩИЕ МАЛЫМИ АМПЛИТУДАМИ

Описание пульсирующих переменных звезд будет неполным, если оставить в стороне те звезды, которые обладают малыми амплитудами изменения блеска. До сих пор мы касались тех типов переменных звезд, которые обладают большими амплитудами и потому доступны любительским наблюдениям. Звезды, о которых пойдет речь ниже, могут исследоваться теми любителями, которые владеют техникой точных фотозлектрических наблюдений блеска.

Среди малоамплитудных переменных звезд, пожалуй, наиболее изучены звезды типа β Большого Пса; их также называют звездами типа β Цефея. Это звезды спектрального класса В, обладающие высокой светимостью. Их периоды заключены в пределах от трех часов до 14,6 часа. Амплитуды изменения блеска измеряются сотыми долями звездной величины. В исключительных случаях амплитуда может достигать $0^m,25$. С тем же периодом изменяется и лучевая скорость, что свидетельствует в пользу гипотезы о быстрых пульсациях звезды. У некоторых из звезд этого типа пульсационные движения в оболочках настолько мощны, что возникают ударные волны. Наблюдается также эффект Блажко.

Одна из наиболее интересных звезд этого типа — ν Эридаана. При ее изучении сначала были использованы определения лучевой скорости. Переменность была обнаружена канадским астрономом Анрото, но периода он определить не смог, не удавалось найти формулу, аналогичную формуле (15). Почти через 20 лет после опубликования работы Анрото автор этой книги предположил, что у звезды проявляется эффект Блажко, но не в блеске, а в лучевой скорости. В 1941 г. ему удалось найти значение основного периода, который оказался равным $4^{\text{д}}10^{\text{м}}$; форма кривой лучевой скорости и смещение момента максимума регулярно изменялись с периодом 6,98 суток. Впоследствии аналогичные изменения были найдены и в блеске. Так было обнаружено, что звезды типа β Большого Пса обладают эффектом Блажко. Период основного колебания у ν Эридаана $P_1 = 0^{\text{д}}1,17790$, период же возмущающего, вторичного колебания $P_2 = 0^{\text{д}}1,17348$. Это и приводит к биению с периодом $6^{\text{д}}98$ суток.

Другой тип малоамплитудных пульсирующих звезд — звезды типа δ Щита. Они отличаются от звезд типа β Большого Пса спектральным классом. Это звезды, отходящие в своем эволюционном пути от главной последовательности в области спектрального класса F. У них также наблюдаются накладывающиеся колебания блеска. Так, например, у δ Щита складываются колебания с периодами $P_1 = 0^{\text{д}}1,193775$ и $P_2 = 0^{\text{д}}1,18687$, приводящие к биениям с периодом $\Pi = 5^{\text{д}}2,48$ суток. Амплитуды изменения блеска этих звезд также очень малы.

В заключение остановимся еще на одном типе малоамплитудных переменных звезд, которых можно отнести к пульсирующим условно.

Особо тонкие методы спектральных наблюдений выявили существование у некоторых звезд сильных магнитных полей. У ряда звезд напряженность магнитного поля оказалась переменной. Так, например, AX Жирафа регулярно, с периодом $8^{\text{д}}0,15$, изменяет свое магнитное поле в пределах от -5390 до $+3750$ Гс. С тем же периодом изменяется и ее блеск, но амплитудой всего $0^{\text{м}}13$.

Возможное объяснение этого явления таково: общее магнитное поле звезды — это поле диполя, ось которого не совпадает с осью вращения звезды. Период

осевого вращения AX Жирафа равен $8^{\text{д}},015$, причем в течение четырех суток к нам обращен, скажем, северный полюс диполя, а в остальные четверо суток — южный. Возможны и иные объяснения.

Среди магнитных переменных звезд мы находим и звезду α Гончих Псов. Напряженность ее магнитного поля изменяется от -1400 до $+1600$ Гс; с таким же периодом изменяется и блеск звезды, правда, с очень небольшой амплитудой. Есть определенное соответствие между блеском звезды и ее магнитным полем. В минимуме блеска напряженность поля положительна и максимальна. В максимуме блеска она отрицательна и по абсолютной величине достигает наибольшего значения.

Еще задолго до открытия X. Бэбкоком магнитной переменности α Гончих Псов академик А. А. Белопольский в 1913 г. в Пулкове не только обнаружил спектральную переменность этой звезды, но и определил период изменения интенсивности спектральных линий, равный $5^{\text{д}},46939$. Это дает нам право называть магнитные переменные звезды звездами типа α Гончих Псов.

§ 17. ПУЛЬСАЦИОННАЯ ТЕОРИЯ

Подведем некоторые итоги. Мы описали свойства более десяти типов переменных звезд и отнесли их к пульсирующим. Предлагаем читателю сводную табл. 3,

Т а б л и ц а 3. Типы регулярных (правильных) пульсирующих звезд

Тип	Границы значений периода		Спектральный класс		Амплитуды	
	от	до	от	до	от	до
β Большого Пса	0д,140	0д,285	B0,5	B2,0	0 ^m ,02	0 ^m ,23
δ Щита	0,042	0,290	A5	F3	0,03	0,37
α Гончих Псов	0,580	18,497	B7	A3	0,01	0,18
Карликовые цефеиды	0,055	0,207	A2	F2	0,3	1,0
RR Лиры	0,270	0,9	A	F	0,7	1,8
Дельта-цефеиды	3	50	F	K	0,2	2,0
Цефеиды-дублье	1,3	17	F	G	1,0	1,8
RV Тельца	38	140	F	K—M	1,0	4,0
Мириды	90	730	M, S	N (C)	3	10

в которой указаны основные характеристики этих типов. Из таблицы очевидно, что пульсации проявляются у различных звезд по-разному, в зависимости от реальных физических условий и химического состава внешних слоев звезды.

Впервые пульсационная теория была предложена в конце прошлого столетия немецким физиком Риттером в одной из его статей, посвященных исследованию равновесия гравитирующих газовых шаров. Позднее, при защите А. А. Белопольским диссертации, посвященной изучению лучевой скорости цефеиды η Орла, эту же гипотезу высказал оппонент проф. Н. А. Умов.

Однако математическая теория пульсации была разработана английским астрономом А. Эддингтоном значительно позже, в первой четверти нашего столетия. Эта теория предполагает, что вследствие нарушения равновесия гравитации и давления начинаются свободные, постепенно затухающие пульсационные колебания. Звезда периодически увеличивает и уменьшает свой объем, колеблясь около равновесного состояния. При вздутии звезды ее радиус растет и ее фотосфера (и расположенная над ней оболочка) в центре диска приближается к нам; в это время лучевая скорость должна быть отрицательной. При сжатии звезды, которое следует за расширением, поверхность звезды удаляется, и лучевая скорость положительна.

При этих колебаниях неизбежны и периодически повторяющиеся нагревания и охлаждения, т. е. должна изменяться и температура. Колебание же размеров светящейся поверхности и ее температуры вызывает периодические изменения светимости. В математической теории пульсации выводится формула (16), связывающая период и среднюю плотность вещества пульсирующей звезды. Она дает возможность вывести зависимость светимости от периода пульсации и температуры фотосферы. Покажем, как это сделать. Перепишем формулу (16) в виде $\rho = CP^{-2}$, где C — постоянная пульсации. Так как масса \mathfrak{M} звезды равна произведению объема на среднюю плотность, то $\mathfrak{M} = \frac{4}{3} \pi R^3 \rho$. Используя предыдущую формулу для замены ρ на P , получим

$$\mathfrak{M} = \frac{4}{3} \pi CR^3 P^{-2} = AR^3 P^{-2}. \quad (18)$$

Здесь мы для краткости ввели новую постоянную $A = \frac{4}{3} \pi C$. Из статистического сопоставления масс \mathcal{M} и светимостей L звезд было найдено эмпирическое соотношение $L = \alpha \mathcal{M}^3$, где α — некоторый коэффициент. Используя формулу (18), находим

$$L = \alpha A^3 R^9 P^{-6}. \quad (19)$$

С другой стороны, светимость равна произведению площади диска звезды πR^2 на поверхностную яркость I , которая в свою очередь пропорциональна четвертой степени температуры, т. е. $I = aT^4$, где a — известная постоянная. Таким образом,

$$L = \pi a R^2 T^4. \quad (20)$$

Находим логарифм светимости:
из формулы (19)

$$\lg L = \lg(\alpha A^3) + 9 \lg R - 6 \lg P = B + 9 \lg R - 6 \lg P,$$

из формулы (20)

$$\lg L = \lg(\pi a) + 2 \lg R + 4 \lg T = K + 2 \lg R + 4 \lg T.$$

Исключив из этих уравнений $\lg R$, получим

$$\lg L = F + \frac{12}{7} \lg P + \frac{36}{7} \lg T.$$

Это и есть зависимость светимости от периода и температуры. Используя данные таблиц 2 и 3, можно вычислить теоретические значения светимости для всех пульсирующих звезд. Оказывается, что единая зависимость подтверждается наблюдениями. Это, в частности, дает возможность разместить пульсирующие звезды на диаграмме $\Gamma - P$.

Однако теория Эддингтона не полностью объясняла наблюдающиеся явления. Одно из разногласий заключается в следующем. Зная светимость и температуру, можно вычислить радиус фотосферы. Поэтому можно было вычислить кривую изменения фотосферного радиуса из кривой блеска. С другой стороны, суммируя изменения радиуса по кривой изменения лучевой скорости, можно построить вторую кривую изменения радиуса того слоя, в котором образуются спектральные линии поглощения, а он должен прилегать к фотосфере. Оказывается, что эти кривые расходятся по фазе; они сдвинуты во времени.

Второй недостаток теории Эддингтона состоит в том, что она не указывает источника энергии, который способен поддерживать колебания. Свободные же колебания должны были бы скоро затухать.

Эддингтон предполагал, что звезда пульсирует целиком, а оказалось, что пульсируют только внешние слои, а глубокие недра звезды в пульсации не участвуют. На это впервые обратил внимание советский ученый С. А. Жевакин и произвел соответствующие расчеты. Надо было учесть химический состав внешних слоев звезды.

В недрах звезды атомы всех химических элементов благодаря высокой температуре полностью ионизованы, так сказать, обезличены. По мере приближения к поверхности звезды температура понижается и атомные ядра присоединяют к себе электроны, становясь сначала ионами, а затем, при более низких температурах, нейтральными атомами. Звездная переменность обусловлена особыми свойствами атома гелия. Оказалось, что гелиевая зона, расположенная во внешних слоях звезды, способна аккумулировать энергию.

Рассмотрим, что происходит в гелиевой зоне, через которую из недр звезды распространяется излучение. Оно поглощается, понижая нейтральные атомы гелия. При этом температура повышается. Так как среда, состоящая из ионизованных атомов гелия, более прозрачна для излучения, то накопленная энергия выходит наружу, а среда при этом охлаждается.

Понижение температуры сопровождается рекомбинацией ионов гелия с электронами, и атомы гелия становятся нейтральными, способными поглощать энергию. Цикл замыкается, чтобы повторяться периодически.

Идеи С. А. Жевакина были впоследствии развиты американским ученым Р. Кристи, который, пользуясь быстродействующими вычислительными машинами, рассчитал всевозможные варианты и добился удовлетворительного согласия теории с наблюдениями. Его теорией объясняется, в частности, появление «горбов» на кривых блеска, возникающих в результате отражения пульсационных волн от границы, отделяющей стабильное ядро звезды от пульсирующей оболочки.

Однако и эта теория еще далеко не совершенна. Она не может объяснить эффекта Блажко. Кроме того,

пока невозможно объяснить поведение одной из цефеид-дублье RU Жирафа. С 1908 по 1961 гг. она изменяла свой блеск с периодом $22^d,187$ и амплитудой, немного большей одной звездной величины. В 1964 г. амплитуда стала быстро уменьшаться и в августе 1966 г. звезда практически прекратила изменения блеска. Через несколько лет она их возобновила, но уже с очень небольшой амплитудой и несколько иным периодом, равным $21^d,517$. Случай, бесспорно, исключительный. Правда, и звезда по своим свойствам исключительная: в отличие от других цефеид ее атмосфера обогащена углеродом.

ПЕРЕМЕННОСТЬ МОЛОДЫХ ЗВЕЗД

Напомним, что современная теория звездной эволюции утверждает, что начальная стадия развития звезды проходит под действием гравитационного сжатия вплоть до выхода на начальную главную последовательность. Объекты, еще не вышедшие на начальную главную последовательность, называются молодыми. Их переменность будет описана в этой главе.

Хотя переменность ряда таких объектов была открыта давно, в частности, на Московской обсерватории Л. П. Цераской, тогда не было и мысли считать их молодыми. На это обстоятельство было обращено внимание только в середине нашего столетия.

§ 18. ЗВЕЗДЫ ТИПА UV КИТА

Вспыхивающую переменную звезду-карлик UV Кита открыл в декабре 1948 г. американский астроном В. Лютен. Она является компонентой близкой к Земле двойной звезды, находящейся на расстоянии 8,5 световых лет от Солнца. Обе компоненты — красные карлики спектрального класса M5e; в их спектрах видны эмиссионные линии водорода, гелия и кальция.

Эта звезда была исследована В. Оскампьном, который обнаружил, что блеск одной из компонент возрастает в течение нескольких секунд в несколько раз, чтобы затем, на протяжении темных минут, вернуться в нормальное минимальное состояние. Иногда, во время большой вспышки, блеск возрастает в 100 раз! Одна вспышка происходит в среднем за 30 часов. Периодичности в появлении вспышек нет.

Затем радиоастрономы обнаружили переменное вспышечное радионизлучение этой звезды; его вспышки

совпадают по времени со вспышками блеска, но в «радиолучах» они продолжительнее.

Были организованы систематические наблюдения не только UV Кита, но и других подобных ей звезд. Они привели к следующим заключениям. Во-первых, можно считать доказанным, что вспышки звезд типа UV Кита возникают по той же причине, что и вспышки в солнечной фотосфере, т. е. являются следствием мощных магнитных возмущений. Во-вторых, в оболочках звезд типа UV Кита происходят гораздо более радикальные изменения, чем в оболочке Солнца. Об этом говорят бурные изменения в их спектрах, усиление ультрафиолетового участка спектра и появление эмиссионных линий. Их короны гораздо мощнее солнечной. В-третьих, вспышечная активность у этих звезд имеет, по-видимому, длительные периоды усиления и ослабления подобно 11-летнему циклу солнечной активности.

Весьма вероятно, что причина вспышек имеет не тепловой характер. Из недр звезды вырываются потоки быстро движущихся заряженных элементарных частиц, вызывающих мощные изменения в ее оболочке.

Звезд этого типа, вероятно, очень много. Их светимости малы и поэтому их обнаруживают только в ближайших окрестностях Солнца, т. е. в небольшом объеме пространства. Несмотря на это, уже открыто свыше 75 подобных звезд.

Итак, переменность красных карликов поздних спектральных классов имеет взрывной характер, и любитель астрономии может в этом убедиться, если проследит на протяжении нескольких часов, не стывая в зора, за самой UV Кита — одной из самых ярких звезд этого типа. Но для этих наблюдений надо располагать телескопом с объективом диаметром не менее 150 мм.

§ 19. ВСПЫШЕЧНЫЕ ЗВЕЗДЫ

Открытие звезд типа UV Кита стимулировало поиски и других аналогичных объектов. Мексиканский астроном Г. Аро и его сотрудники провели систематические обзоры неба с помощью мощного астрографа, получая на снимках цепочки последовательных изображений звезд. Они обнаружили большое количество

очень слабых звезд, которые вспыхивают, затем быстро угасают, чтобы потом вспыхнуть вновь. Их отличие от звезд типа UV Кита состоит в том, что у них вспышки длятся не минуты, а гораздо более продолжительны. Спектральные классы этих звезд заключены в пределах от K6 до M6. Подмечена следующая закономерность: чем позднее спектральный класс, тем быстрее протекают изменения блеска. Объяснить столь длительные вспышки тем же механизмом, что и вспышки звезд типа UV Кита, гораздо труднее.

К таким вспышечным звездам принадлежат и слабые звезды скопления Плеяд. Плеяды — молодое звездное скопление. Их диаграмма Г — Р состоит из звезд главной последовательности и не содержит звезд-гигантов. Так как звезды малой массы и малой светимости эволюционируют медленно, то можно было ожидать, что очень слабые звезды скопления Плеяд еще проходят первую гравитационную стадию развития, не дойдя до начальной главной последовательности. Можно было ожидать, что среди них есть вспышечные переменные звезды. Организованное акад. В. А. Амбарцумяном и его сотрудниками систематическое патрулирование Плеяд подтвердило это предположение. Фотографические снимки обнаружили, что почти каждая из слабых звезд Плеяд — вспышечная переменная звезда.

§ 20. ЗВЕЗДЫ ТИПА RW ВОЗНИЧЕГО — Т ТЕЛЬЦА

Переменная звезда RW Возничего была открыта в 1906 г. на Московской обсерватории Л. П. Цераской. Несмотря на то, что эту звезду наблюдали опытнейшие астрономы, которые установили неправильный характер изменений ее блеска, принадлежность ее к новому типу переменных звезд была открыта значительно позже известным итальянским астрономом Л. Яккиа. Он нашел еще несколько звезд (RR и RY Тельца и UX Ориона), сходных по своим свойствам с RW Возничего и объединил их в один тип. В чем особенность этих звезд?

Их блеск изменяется в широких пределах, колебания происходят циклически. В отличие от других, рассмотренных в третьей главе неправильных переменных звезд, эти звезды располагаются на диаграмме

Г — Р вблизи главной последовательности, т. е. они — звезды-карлики. В их спектрах присутствуют эмиссионные линии.

С течением времени выяснилось, что звезды этого типа располагаются на небе и в пространстве группами, ассоциируясь с темными непрозрачными облаками поглощающей свет материи. Хотя первая такая группа была обнаружена К. Гоффмейстером около газовой туманности Ориона (и была изучена П. П. Паренго), эти группы получили название Т-ассоциаций. Как возникло это название?

Академик В. А. Амбарцумян, развивая свою концепцию группового образования звезд, обратил внимание на совокупность переменных звезд вокруг темной туманности в созвездии Тельца, в которую входит и переменная звезда Т этого созвездия. По названию звезды Т Тельца им и были названы подобные звездные группы.

Обнаружению Т-ассоциаций способствовало наличие в их спектрах интенсивной эмиссионной линии водорода, обозначаемой H_{α} . На спектральных обзорах неба, которые проводились с объективной призмой, были обнаружены звезды, имеющие интенсивную линию H_{α} .

Изучая блеск этих звезд по коллекциям фотографических снимков неба, московский астроном П. Н. Холопов не только подтвердил их переменность, но и показал, что они принадлежат к звездам типа RW Возничего — Т Тельца. Далее он составил обширный список Т-ассоциаций и построил для входящих в них звезд диаграмму Г — Р. Она оказалась необычной: точки располагались в широком пространстве между последовательностями V и III. Эта полоса получила название Т-полосы. Таким образом, определяя спектральный класс той или иной звезды этого типа, мы не можем относить ее к V классу светимости. Однако по виду спектра звезда относится к карликам, что и обозначается буквой d перед символом, указывающим спектральный класс.

Для того чтобы составить представление о характере изменения блеска звезд этого типа, приводим два рисунка. На рис. 28 приведена кривая блеска RR Тельца по наблюдениям Яккиа. Она построена в крупном масштабе и охватывает около 250 суток. На ри-

сунке видны совершенно неправильные волны. На колебание с циклом около 100 суток наложены кратковременные ослабления.

На рис. 29 приведена кривая изменения блеска звезды RY Тельца. Она охватывает промежуток времени длительностью в 25 000 суток. Здесь также видна

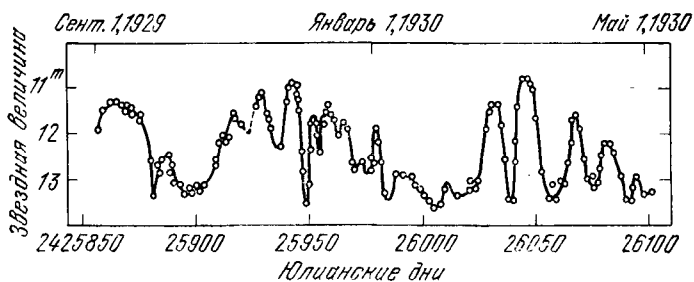


Рис. 28. Кривая изменения блеска RR Тельца.

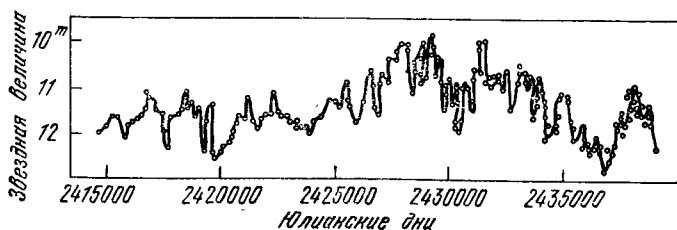


Рис. 29. Сглаженная кривая изменения блеска RY Тельца.

цикличность более быстрых колебаний, наложенных на очень медленные изменения среднего блеска. Эта кривая построена автором данной книги по измерениям, выполненным на снимках, хранящихся в Гарвардской (США), Московской и Одесской обсерваториях.

Советский астроном Б. А. Драгомирецкая изучила ряды фотографических оценок, которые были получены автором по снимкам Гарвардской коллекции, и исследовала колебания блеска еще ряда звезд. Так, оказалось, что принадлежащая орионовой ассоциации белая звезда BN Ориона, спектрального класса A + F8, на протяжении длительных промежутков времени (до 15 лет) почти не изменяет своего максимального блеска. По окончании интервала успокоения наступает эпоха бурных циклических изменений блеска, длящаяся

ся несколько лет. Затем блеск достигает того же максимального значения, и снова наступает длительная эпоха уснокоения. Аналогичными свойствами обладает и другая, принадлежащая той же ассоциации, звезда UX Ориона спектрального класса A3e; только у нее интервалы бурных колебаний наступают через 20—30 лет.

Еще более интересные явления обнаружены у звезд поздних спектральных классов. Некоторые из них циклически (почти периодически) изменяют средний блеск, с большими амплитудами. Звезда DG Тельца спектрального класса dGe изменяет средний блеск с периодом 3600 суток. Звезда DF Тельца, спектральный класс которой dM0e, одновременно обладает вспышечной активностью (вспышки длятся по несколько суток) и у нее же обнаружена цикличность в изменении среднего блеска в 16 тысяч суток. У последней звезды обнаружена еще одна особенность: ее визуальная амплитуда равна $0^m,4$, в то время как амплитуда в фотографических лучах достигает четырех звездных величин! Такое различие тепловыми эффектами объяснить нельзя.

Звезды типа RW Возничего весьма разнообразны по своим свойствам. Так, например среди белых звезд этого типа встречаются алголеподобные. Они остаются почти все время в максимуме блеска, по изредка, через нерегулярные промежутки времени, их блеск ослабляется на $0^m,5—1^m,0$. Таковы DD Змеи и WW Лисички. Немецкие астрономы Вептцель и Гетц предложили следующую классификацию кривых блеска звезд этого типа: индексом «a» обозначаются звезды, одинаково часто бывающие как яркими, так и слабыми. Они разбиваются на два подкласса: подкласс a_1 содержит объекты, в колебаниях блеска которых нет никакой периодичности; у звезд подкласса a_2 на короткое время устанавливается периодичность. Класс b содержит алголеподобные звезды. Он в свою очередь разделяется на подклассы b_1 — минимумы кратковременные и b_2 — минимумы продолжительные. В класс c включены звезды, меняющие блеск медленно и волнообразно. Класс d включает звезды типа UV Кита.

В табл. 4 приведены результаты статистических подсчетов численности звезд типа RW Возничего в

зависимости от классов переменности и спектральных классов. Из нее следует, что звезды класса *b* в основном белые или желтоватые, класса *c* — желтые и оранжевые, а класса *d* — красные.

Эта таблица, в которой сведены данные разных ассоциаций, содержит некоторый элемент случайности.

Таблица 4. Численность звезд типа RW Возничего

Класс переменности	Спектральный класс					
	B	A	F	G	K	M
<i>a</i>	0	0	1	6	0	0
<i>b</i>	1	19	3	4	3	0
<i>c</i>	8	2	0	14	13	0
<i>d</i>	0	0	0	0	8	17

Гораздо надежнее те результаты, которые можно получить из изучения одной, богатой объектами ассоциации. Это было сделано автором настоящей книги на основе многочисленных снимков звездной Т-ассоциации в созвездии Тельца; снимки получены сотрудниками Государственного астрономического института им. Штернберга и хранятся в Москве.

Так как все звезды данной ассоциации сгруппированы около темной туманности, то можно считать их находящимися на одном от нас расстоянии. Если расстояние до темной туманности известно, то по формуле (6) вычисляется абсолютная звездная величина каждой из переменных звезд. Изучение этой ассоциации показало, что наиболее яркие переменные с абсолютной звездной величиной примерно 4^m — 5^m изменяют блеск плавно, со сравнительно небольшими амплитудами. Более слабые звезды, 7-—8-й абсолютной величины имеют максимальные амплитуды и изменяют блеск быстро, часто вспышками. Что касается слабых звезд, 11-—12-й абсолютной величины, то они обладают малыми амплитудами, а характер их переменности вспышечный, причем вспышки происходят очень редко. Подавляющее большинство переменных звезд оказались двойными. Белых звезд в этой ассоциации нет.

В начале этого параграфа было указано, что одним из признаков принадлежности переменной звез-

ды к типу RW Возничего — Т Тельца является наличие в ее спектре интенсивной эмиссионной линии водорода H_{α} . Обязателен ли этот признак? Оказывается, что не всегда. В Абастуманской астрофизической обсерватории был получен спектральный снимок области Т-ассоциации в Тельце. Б. А. Драгомирецкая изучила этот снимок и получила несколько неожидан

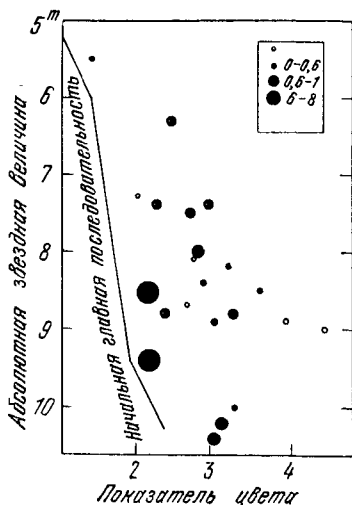


Рис. 30. Диаграмма Г—Р для Т-ассоциации в Тельце. Размеры черных кружков соответствуют интенсивности линии H_{α} в условной шкале от 0 до 8. Белые кружки — отсутствие эмиссии.

Мы видим, что все точки располагаются правее начальной главной последовательности, как и должно быть на гравитационном этапе эволюции. Размеры кружков растут по мере приближения к начальной главной последовательности.

Теперь можно высказать некоторую гипотезу о природе звезд типа RW Возничего. Это молодые звезды, находящиеся в стадии гравитационного сжатия. На их поверхности, в фотосфере, образуются пятна, подобные солнечным, только гораздо больших размеров. Кроме того, в фотосфере возникают кратковременные (но гораздо продолжительнее солнечных) вспышки. При приближении к концу первого этапа эволюции у звезды образуется мощная водородная оболоч-

ка. Возникновение и исчезновение пятен — явление в среднем периодическое, с периодами в несколько лет; в этом звезды типа RW Возничего также напоминают Солнце. Быть может, солнечная активность — это пережиток гораздо более интенсивной пятнообразовательной деятельности, имевшей место в далеком прошлом.

§ 21. ФУОРЫ И АНТИФУОРЫ

В 1936 г. произошло замечательное событие: слабая звездочка 16-й звездной величины за несколько месяцев плавно увеличила свой блеск примерно в 150 раз и с тех пор наблюдается как звезда 10^m звездной величины, не изменяя блеска. Ее спектр характерен для сверхгиганта спектрального класса F5 или G3. Такое возгорание звезды — событие само по себе важное. Однако в данном случае его значение усиливается. Одновременно со звездой появилась находящаяся от нее на некотором расстоянии диффузная светлая туманность, которая до тех пор была невидима. Своей вспышкой звезда осветила туманность. Таким образом, не может быть сомнения в том, что звезда разгорелась, а не вышла из-за туманного облака, скрывавшего ее от наблюдателя.

Звезда получила название FU Ориона, а подобные ей звезды, которых теперь открыто еще две, названы фуорами.

Автор этой книги обнаружил звезду CQ Тельца, которая в прошлом столетии и до 1925 г. была звездой 9-й величины, затем плавно ослабела в блеске на две звездные величины и с тех пор, более двух десятилетий, остается слабой, правда, изменяя свой блеск в небольших пределах. Автор склонен назвать эту звезду антифуором. Возможно, что как FU Ориона, так и CQ Тельца — некоторые разновидности звезд типа RW Возничего — Т Тельца.

Мы столь подробно описали переменность молодых звезд ввиду того, что их исследование силами любителей астрономии более чем желательно.

ВЗРЫВАЮЩИЕСЯ ЗВЕЗДЫ

Первым астрономом, обратившим внимание на вспышку яркой новой звезды, был, по-видимому, Гиппарх Родосский, живший во втором веке до нашей эры. Это побудило его создать звездный каталог, своего рода инвентарную опись неба. Сведения о появлениях новых звезд содержатся также в хрониках и летописях разных народов. Вот, например, что мы находим в китайской хронике: «В первый год периода Чи-хо, в пятую Луну, в день Чи-Чу к югу от звезды Тиен-Куан появилась звезда-гостья и погасла более, чем через год». Так описано появление в 1054 г. яркой сверхновой звезды в созвездии Тельца.

Новые, взрывающиеся звезды можно считать одним из видов переменных звезд.

§ 22. ТИПЫ ВЗРЫВАЮЩИХСЯ ЗВЕЗД

В древности и средние века появление новой звезды считалось чем-то исключительным. В наше время оно стало обыденным благодаря систематическому фотографированию звездного неба.

По мере накопления информации выяснилось, что взрывающиеся звезды могут быть нескольких типов. Наибольшими амплитудами изменения блеска обладают так называемые сверхновые звезды. В момент максимума блеск такой звезды возрастает примерно на 20 звездных величин, а это означает, что он усиливается в 10^8 раз, и звезда испускает столько же лучистой энергии, сколько все звезды Галактики. Появление сверхновой звезды в нашей галактической системе — явление редкое: оно происходит в среднем один раз за 350 лет. Однако сверхновые звезды вспы-

хивают и в других галактиках. Так как в максимуме блеск сверхновой сравним с полным блеском галактики, ее появление может быть обнаружено на снимках далекой от нас звездной системы. На этом основаны регулярно ведущиеся поиски сверхновых звезд, а их зарегистрировано к настоящему времени свыше 300.

Сверхновые звезды разделяются на два типа. Звезды I типа имеют большую амплитуду, и вскоре (в течение недели) их блеск достигает максимума, а затем довольно быстро ослабевает; через 20—30 суток после максимума темп ослабления блеска несколько замедляется. Звезды II типа имеют меньшую максимальную светимость, более растянутую максимальную часть кривой блеска и быстрее ослабевают.

Вспышка сверхновой звезды заканчивается почти полным ее распадом. На ее месте остается сверхплотная звезда — ядро сверхновой, а вещество звездной оболочки рассеивается в мировое пространство, образуя газовую диффузную туманность.

Так закончилось появление сверхновой звезды 1054 года в Тельце. Теперь здесь видны слабая двойная звезда и окружающая ее Крабовидная туманность (см. § 25).

Значительно меньшие амплитуды присущи обычным новым звездам (см. табл. 5, помещенную ниже), зато вспыхивают они гораздо чаще. Только в Галактике их зарегистрировано свыше 150.

Вспышка новой звезды (как и сверхновой) происходит внезапно. Ее блеск очень быстро возрастает и достигает максимума. После этого начинается постепенное падение блеска, которое происходит у разных звезд по-разному. В конце концов блеск звезды снижается до «нормального», до вспышечного состояния. При этом он продолжает испытывать небольшую и неправильную переменность.

По окончании вспышки новой звезды, через несколько лет после максимума, становится видимой образованная взрывом окружающая новую звезду газовая туманность, которая постепенно расширяется. Обычно новая звезда при вспышке не разрушается, и можно думать, что при взрыве в пространство рассеивается вещество сравнительно тонкой оболочки, содержащей не более 10^{-5} массы Солнца. Обычно новую

звезду обнаруживают на старых снимках звездного неба в ее довспышечном состоянии.

Кроме сверхновых и новых звезд существуют повторные новые, которые вспыхивали несколько раз с интервалом в несколько лет. Такова, например, Т Северной Короны. Ее первая вспышка наблюдалась в 1866 г. Последующая вспышка, обнаруженная советским любителем астрономии А. С. Каменчуком, произошла в 1946 г., через 29 тысяч суток. Ее блеск возрос от 11-й до 2-й звездной величины, а затем снова ослабел. Это двойная звезда, состоящая из красного гиганта (спектрального класса М3) и горячей звезды, обладающей эмиссионным спектром. Орбитальный период обращения этой пары 227 суток.

К взрывающимся звездам относятся также переменные звезды типа U Близнецов; их часто называют новоподобными (см. § 26). Амплитуды изменения их блеска несколько меньше, чем у новых звезд.

§ 23. ЯВЛЕНИЯ, ПРОИСХОДЯЩИЕ ПРИ ВСПЫШКЕ НОВОЙ ЗВЕЗДЫ

Весь комплекс астрономических наблюдений показывает, что во время вспышки новой звезды ее объем чрезвычайно увеличивается — звезда вспухает. При этом, естественно, увеличивается и площадь излучающего слоя — фотосферы. Спектральные наблюдения показывают, что во время вспышки центр диска звезды приближается к наблюдателю со скоростью, достигающей у сверхновых звезд нескольких тысяч километров в секунду, а у обычных новых звезд — тысячи. Об этом свидетельствуют доплеровские смещения спектральных линий в фиолетовую сторону спектра.

За короткое время температура фотосферы не успевает уменьшиться, ее площадь сильно увеличивается, а значит, растут светимость и блеск. Затем раздувшаяся оболочка становится все более разреженной и прозрачной, а потом распадается на отдельные сгустки. Звезда вступает в эпоху постепенного ослабления блеска, которое часто сопровождается аperiodическими колебаниями, напоминающими пульсационные. Так, например, быстрая новая звезда в созвездии Лебедя, вспыхнувшая в 1975 г., постепенно ослабевала

с периодическими изменениями блеска, имевшими период, равный $0^d,137$, и амплитуду $0^m,2$.

Зная расстояние до новой звезды, можно определить ее начальную, L_1 , и максимальную, L_2 , светимость, а также оценить радиус R_1 до ее вспышки и максимальный радиус R_2 в радиусах Солнца. Сведения о некоторых новых звездах приведены в табл. 5.

Т а б л и ц а 5. Некоторые сведения о новых звездах

Звезда	Год открытия	m_1	m_2	L_1	L_2	R_1	R_2	P
GK Персея	1901	14,0	0,2	1,2	251 000	0,46	170	$0^d,685$
DN Близнецов	1912	15,0	3,6	3,3	100 000	0,76	186	—
V 603 Орла	1918	10,8	-1,1	8,3	479 000	1,2	320	0,138
V 476 Лебеда	1920	16,2	2,0	1,6	692 000	0,52	320	—
RR Живописца	1925	12,8	1,2	1,3	91 200	0,48	300	0,145
DQ Геркулеса	1934	15	1,3	0,06	17 400	0,10	95	0,194
CP Ящерицы	1936	15,6	2,1	2,8	525 000	0,69	280	—
CP Кормы	1942	17 *)	0,5	0,06	436 000	0,10	310	—

Обозначения: m_1 — звездная величина до вспышки; m_2 — звездная величина в момент максимума блеска; L_1 — светимость до вспышки; L_2 — светимость в момент максимума блеска; R_1 — радиус до вспышки; R_2 — радиус в момент максимума блеска (оба в радиусах Солнца); P — орбитальный период обращения.

*) Звезда была слабее 17-й величины.

Многие новые звезды (если не все) являются тесными двойными звездами, и для них в табл. 5 приведены орбитальные периоды обращения.

Из этой таблицы следует, что новые звезды весьма разнообразны. Наряду со звездами, которые до вспышки были сравнимы с Солнцем, существуют «карликовые» новые, такие как DQ Геркулеса или CP Кормы. Довспышечный радиус этих звезд составлял 0,1 радиуса Солнца, а светимость 0,06 солнечной.

§ 24. ЗАГАДКА DQ ГЕРКУЛЕСА

В декабре 1934 г. на границе созвездий Геркулеса и Лиры вспыхнула очень яркая новая звезда. Как обычно для новых звезд, появляющихся внезапно, восходящая ветвь кривой блеска не наблюдалась. Изучение старых снимков неба показало, что до вспышки звезда была 15-й звездной величины, так что ее блеск

возрос почти на 14 звездных величин. Новая звезда оказалась медленно успокаивающейся. Как видно из рис. 31, на котором изображена кривая изменения ее блеска, она ослабевала сначала медленно, а затем очень быстро. Падение блеска продолжалось до мая

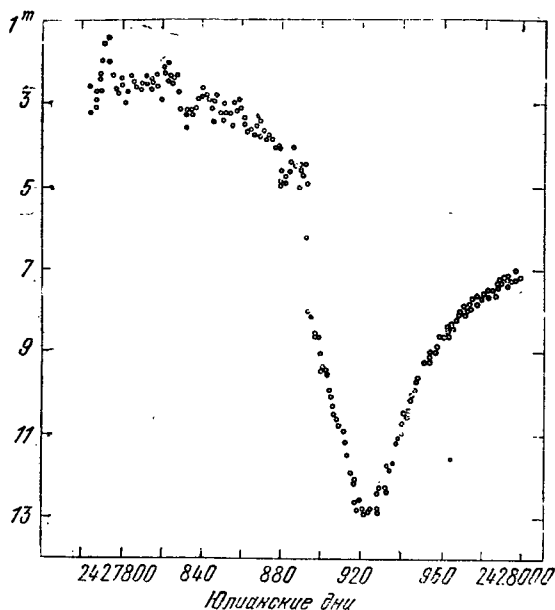


Рис. 31. Кривая изменения блеска новой звезды DQ Геркулеса.

1935 г.— блеск упал до 13^m . И вдруг он стал снова возрастать и возрастал на протяжении почти ста суток, после чего началось уже плавное падение блеска до его довысшего состояния (15^m).

В 1954 г. американский астроном М. Уокер, используя мощный телескоп Ликской обсерватории (США, Калифорния), сделал удивительное открытие, повлекшее за собой весьма важные следствия. Он обнаружил, что DQ Геркулеса — затменно-двойная звезда с очень коротким периодом обращения, равным 0,1936 суток, т. е. $4^h 39^m$. Двойственность была подтверждена спектральными наблюдениями. В спектре звезды видны главным образом эмиссионные линии водорода и иони-

зованного гелия. Спектральные линии периодически смещаются вследствие орбитального движения компонент вокруг общего центра масс. Скорость орбитального движения достигает 300 км/с. Удалось оценить массы компонент; они оказались малыми: 0,12 и 0,20 массы Солнца.

Тщательное изучение лучевых скоростей показало, что эмиссионные линии излучаются не спутником, а вращающимся вокруг него газовым кольцом или диском. Главная компонента красная, а спутник (вместе с газовым диском) голубоватый.

Кроме затмений, у DQ Геркулеса наблюдаются регулярные пульсации блеска с амплитудой $0^m,05$ и периодом 71 с. Исследование старых фотографических снимков, на которых DQ Геркулеса была в довспышечном состоянии, показало, что и тогда наблюдалась ее затменная двойственность с почти таким же периодом обращения.

Открытие Уокера привлекло внимание астрономов к забытым, находящимся в послевспышечном состоянии ранее наблюдавшимся новым звездам. Правда, было известно, что они продолжают изменять блеск, но с небольшими амплитудами, часто иррегулярно. На самом деле оказалось, что некоторые из них, так же как DQ Геркулеса, обнаруживают затменный характер переменности, т. е. являются двойными. В табл. 5 приведены значения орбитальных периодов некоторых новых звезд. В таблицу не включена повторная новая WZ Стрелы, которая оказалась наиболее «тесной» из двойных звезд: ее период обращения составляет всего 82 минуты!

Причина, приводящая к взрыву новой звезды, до сих пор надежно не установлена. Однако то обстоятельство, что многие (и вероятно, все) новые звезды оказались тесными двойными системами, имеет прямое отношение к их взрывам. Мы еще не знаем всех явлений, которые могут происходить при столь тесном сближении компонент.

§ 25. «ЗВЕЗДА-ГОСТЬЯ» В СОЗВЕЗДИИ ТЕЛЬЦА

В начале этой главы была приведена выдержка из китайской хроники, в которой сообщалось о появлении сверхновой звезды в созвездии Тельца в 1054 г. н. э.

Порожденная этим взрывом Крабовидная туманность весьма причудливой формы расширяется с большой скоростью, и нет сомнения в том, что 9 столетий назад все вещество туманности было собрано в том месте пространства, где в настоящее время видна слабая двойная звездочка, одна из компонент которой — остаток ядра разрушившейся сверхновой звезды, светило совершенно нового типа — нейтронная звезда.

С помощью радиотелескопов было обнаружено, что она посылает переменное радиоизлучение в виде коротких импульсов, повторяющихся через 33 тысячных долей секунды. Так, в августе 1967 г. был открыт первый из многих пульсаров — переменных радиоисточников.

Внутреннее строение пульсаров существенно отличается от строения других звезд. Мы видели, что в обычной звезде ее равновесие сохраняется при взаимодействии гравитационного притяжения вещества к центру звезды и давления, которое уменьшается от центра к поверхности звезды. Общее давление складывается из газового давления и давления излучения, просачивающегося из ее недр. При расчетах внутреннего строения звезд предполагают, что вещество звезды ведет себя как идеальный газ и давление пропорционально плотности и температуре. Однако при очень больших плотностях вещество подчиняется другому закону, справедливому для так называемых вырожденных газов. Именно это приводит звезду в то особое состояние, о котором мы сейчас расскажем.

Из физики элементарных частиц известно, что объединение протона и электрона порождает нейтральную элементарную частицу — нейтрон. Однако в лабораторных условиях нейтрон нестабилен: он распадается на протон и электрон в среднем за 20 минут. При очень больших плотностях вещества этот распад затруднен и нейтроны становятся устойчивыми частицами. Именно это и происходит в недрах пульсара. Оказывается, что при взрыве сверхновой звезды ее ядро сжимается, протоны и электроны объединяются в нейтроны. В результате исчезают электростатические силы отталкивания одноименных зарядов, что способствует еще более интенсивному сжатию звезды под влиянием общего притяжения к ее центру. Плотность вещества повышается и достигает в недрах пульсара

10^{14} — 10^{15} г/см³. Звезда, имеющая массу, сравнимую с массой Солнца, собирается в компактный объект радиусом 20—30 км! При этом магнитное поле возрастает до напряженности 10^{12} Гс.

Переменность излучения пульсара вызвана его осевым вращением. При наличии сильного магнитного поля движущиеся вдоль его силовых линий электроны

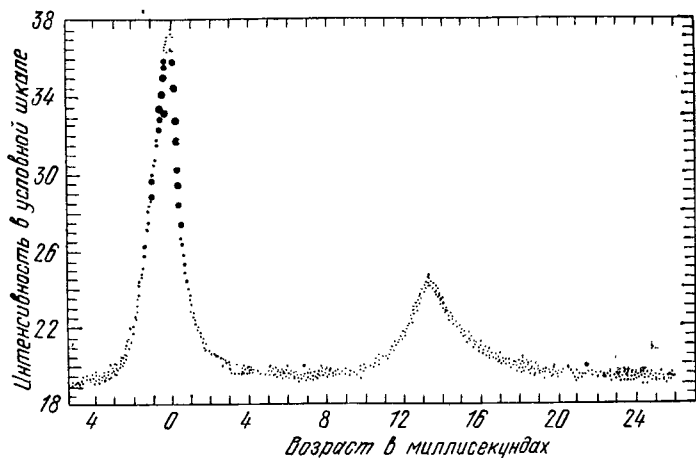


Рис. 32. Кривая изменения блеска пульсара NP 0532, расположенного вблизи центра Крабовидной туманности. На вертикальной оси отложена интенсивность в условных единицах.

испускают излучение не во все стороны, а в преимущественном направлении. Такое излучение часто называют синхротронным. Таким образом, возникает узко направленный поток излучения, который можно образно назвать «кинжальным». На поверхности звезды, вблизи ее магнитного полюса, образуется «пятно», которое излучает свет не во все стороны, а по перпендикулярному к поверхности звезды направлению. Если магнитная ось звезды не совпадает с ее осью вращения, то этот «кинжальный» луч меняет свое направление в пространстве. Когда он направлен на нас, мы видим вспышку излучения.

У пульсара Крабовидной туманности пульсирует не только радиоизлучение, но и оптическое излучение, как это видно из рис. 32, на котором изображена кривая изменения его блеска с периодом $P = 0,033$ с.

Существование нейтронных звезд было предсказано советским физиком академиком Л. Д. Ландау. В заключение заметим, что нейтронные звезды являются также источниками рентгеновского излучения, которое можно обнаружить только специальными приборами, установленными на спутниках и орбитальных заатмосферных обсерваториях. Эти приборы позволили исследовать рентгеновское излучение космоса и обнаружили большое количество рентгеновских звезд и среди них особые объекты, которые можно назвать «взрывниками». Это своего рода рентгеновские пульсары и даже рентгеновские новые звезды. Их взрывы объясняются падением на нейтронную звезду вещества с последующим его преобразованием, в том числе превращением водорода в гелий, а затем гелия в тяжелые элементы, например, в железо. Мощность этих рентгеновских вспышек оказалась настолько большой, что их светимость в 10 000 раз больше светимости Солнца.

§ 26. U БЛИЗНЕЦОВ И ЕЙ ПОДОБНЫЕ

Переменная звезда U Близнецов была открыта на Московской обсерватории Л. П. Цераской. В настоящее время известно свыше 250 подобных ей звезд. Эти звезды, как правило, сохраняют свой минимальный блеск, как бы накапливая энергию для последующей резкой вспышки, которая может длиться несколько

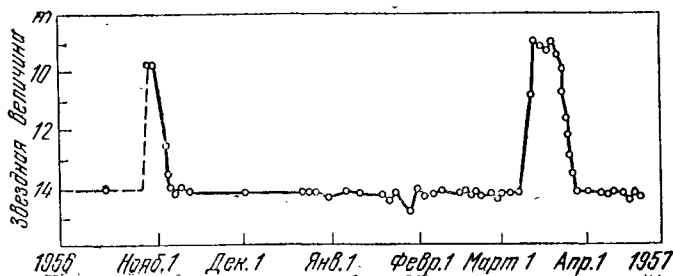


Рис. 33. Кривая изменения блеска U Близнецов.

суток. На рис. 33 приведена кривая блеска U Близнецов. Вспышки происходят не периодически, а циклически, так что предсказать, когда произойдет следующая вспышка, невозможно. Циклы очень разнообраз-

ны. Так, например, звезда YZ Рака вспыхивает в среднем через 11,3 суток, в то время как у EY Гидры средний цикл длится 558 суток. Амплитуда вспышки зависит от продолжительности цикла: она тем больше, чем продолжительнее цикл.

Теперь нет сомнения, что все звезды этого типа — тесные двойные. Впервые спектральная двойственность

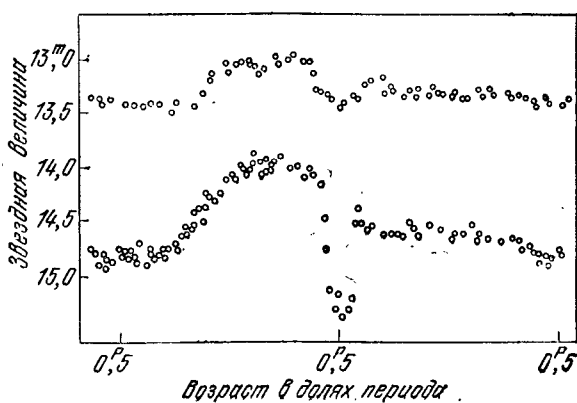


Рис. 34. Две кривые быстрого изменения блеска U Близнецов, вызванного затмениями.

звезды SS Лебеда типа U Близнецов была открыта американским астрономом А. Джоом. Орбитальный период звезды оказался равным $6^{\text{ч}} 38^{\text{м}}$.

Наиболее подробно изучена звезда U Близнецов. Польский астроном В. Кшеминский обнаружил, что она затменно-двойная с периодом обращения $4^{\text{ч}} 14^{\text{м}}$. Кривая изменения блеска имеет несколько необычный вид (нижняя на рис. 34). Вблизи возраста $0^{\text{р}},0$ наблюдается узкий минимум — результат затмения звезды-спутника главной звездой. Длится затмение очень недолго, так как диаметр спутника в 25 раз меньше диаметра затмевающей его звезды. Особенность кривой блеска состоит в том, что перед минимумом наблюдается значительное усиление блеска — высокий округлый максимум.

Анализируя кривую изменения блеска, В. Кшеминский оценил размеры двойной системы. Приводим полученные им численные данные: радиус относительной орбиты 1 240 000 км, радиус главной, желтой звезды 418 000 км = 0,69 радиуса Солнца, радиус спутника,

голубоватой звезды $18\,000 \text{ км} = 0,026$ радиуса Солнца. Масса желтой звезды равна $1,3$ массы Солнца, а голубоватой — $1,2$. Отсюда получаем средние плотности их вещества: желтой звезды $3,6 \text{ г/см}^3$, а голубоватого спутника — $96\,000 \text{ г/см}^3$, т. е. спутник — белый карлик. На рис. 35 эта двойная система изображена с соблюдением относительных размеров.

Однако, как показал проф. В. Г. Горбацкий, действительная картина гораздо сложнее. Весьма вероятно, что излучение голубоватого спутника к нам вообще не доходит, так как он скрыт от нас окружающей его оболочкой. В таком случае диаметр спутника еще меньше, а плотность значительно выше.

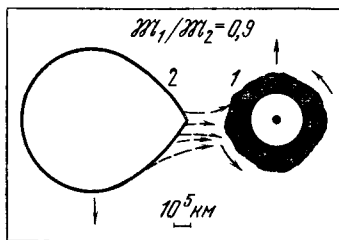


Рис. 35. Система U Близнецов.

Как образуется диск? Главная звезда полностью заполняет свою полость Роша (см. § 8). Ее вещество перетаскает к звезде-спутнику, входит в его полость Роша и образует вращающийся вокруг спутника диск. Поток вещества движется с большой скоростью, и, сталкиваясь с веществом диска, повышает температуру того места, куда он попадает. На диске образуется яркое пятно, излучение которого мы принимаем за излучение голубоватого спутника. С помощью этой гипотезы удастся объяснить форму кривой блеска.

Наблюдения U Близнецов позволили решить еще одну важную задачу: ответить на вопрос, какая из двух компонент ответственна за вспышки блеска — главную особенность звезд этого типа.

При вспышке, когда общий блеск системы увеличивается, глубина «затменного» минимума уменьшается (см. рис. 34, верхняя кривая). При достижении же при вспышке максимального блеска затменный минимум вообще не наблюдается. Это показывает, что вспышка возникает не спутник, а главная желтая звезда, температура которой повышается с 5600 до $15\,000^\circ$, но размеры поверхности почти не увеличиваются. Причина этих вспышек до сих пор не выяснена.

Таким образом, новоподобные звезды типа U Близнецов существенно отличаются от новых звезд (таких,

как, например, DQ Геркулеса), у которых увеличение блеска вызвано огромным возрастанием объема.

В заключение приводим краткие сведения о продолжительности циклов и орбитальных периодов шести хорошо изученных звезд типа U Близнецов (табл. 6).

Т а б л и ц а 6. Циклы и орбитальные периоды некоторых звезд типа U Близнецов

Звезда	Продолжительность цикла, сутки	Орбитальный период, сутки
U Близнецов	103	0,17691
SS Возничего	57	0,18059
EX Гидры	558	0,06823
SS Лебеда	50	0,2762
RU Пегаса	68	0,3708
Z Хамелеона	104	0,0745

§ 27. ТИХИЕ ВЗРЫВЫ

Казалось бы, что взрыв звезды должен всегда сопровождаться вспышкой ее блеска. Однако в некоторых случаях мы встречаемся с еще более сложными явлениями, при которых подъем вещества из недр звезды в верхние ее слои приводит не к увеличению блеска, а к его ослаблению. С таким явлением мы встречаемся у звезд типа R Северной Короны. Эта звезда обычно остается в стадии максимального блеска шестой звездной величины. Внезапно, совершенно непредсказуемо, наступает активный период в ее поведении: ее блеск ослабевает, причем ослабление может достигнуть девяти-десяти звездных величин. Не все минимумы блеска одинаково глубоки — в некоторых случаях падение блеска ограничивается тремя-четырьмя звездными величинами, что хорошо видно на рис. 36. Минимумы могут быть сравнительно кратковременными, но могут длиться на протяжении нескольких лет.

Спектр этой звезды сложен и необычен. В максимуме блеска ее спектральный класс Fрer; это означает класс F с особенностями, что отмечается буквой «р». В спектре видны эмиссионные линии (буква «е»), но эти эмиссионные линии также особенные (вторая буква «р»). Особенность же состоит в том, что эмиссион-

ные линии водорода отсутствуют. Оказалось, что внешние слои звезды крайне бедны водородом и обогащены углеродом.

Наиболее вероятное объяснение переменности этой звезды состоит в следующем. Из подр звезды в се

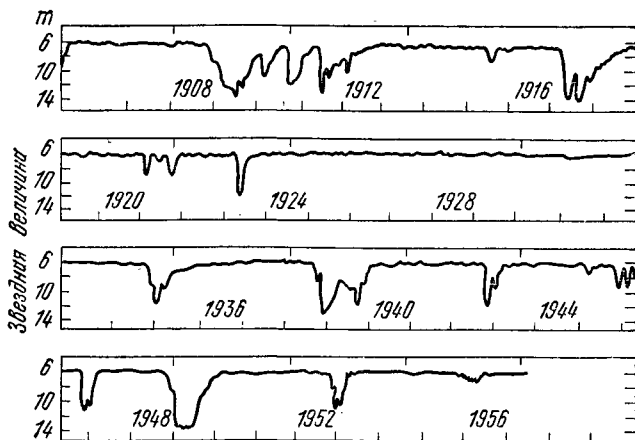


Рис. 36. Кривая изменения блеска R Северной Короны в разные годы.

внешние части поднимаются значительные массы газообразного углерода. В более холодных слоях они кристаллизуются и происходит образование графитных зерен, облака которых блокируют излучение, существенно его поглощая. Под влиянием лучистого давления облака поднимаются во внешние слои оболочки и возбуждают свечение атомов и ионов, входящих в состав протяженной атмосферы. В это время спектр звезды существенно изменяет свой вид: в нем появляются эмиссионные линии металлов, в том числе ионизованного кальция.

Затем облака рассеиваются в мировом пространстве, прозрачность оболочки восстанавливается и блеск звезды возвращается к его нормальному значению.

Звезд типа R Северной Короны мало. Они сверхгиганты. Высказанную гипотезу о причине их переменности подтверждает то обстоятельство, что все они углеродные звезды. Самая яркая из звезд этого типа — ρ Кассиопеи.

Помимо описанных больших изменений блеска, у звезд типа R Северной Короны наблюдаются регулярные пульсации со сравнительно небольшой амплитудой. Так, у звезды RY Стрельца наблюдались регулярные пульсации блеска с периодом 38,67 суток.

Подъем вещества из недр звезды — явление, происходящее не только у звезд типа R Северной Короны. Отслойка вещества наблюдается и у γ Кассиопеи — яркой звезды спектрального класса B0ne IV, причем ее блеск изменяется иррегулярно в пределах от $1^m,6$ до $3^m,0$. Этой отслойке способствует быстрое вращение звезды вокруг оси со скоростью, превышающей 310 км/с.

Звезда V Стрелы с этой точки зрения еще интереснее. Это тесная затменно-двойная система, состоящая из очень горячих звезд. Радиус относительной орбиты равен 4,11 радиуса Солнца. Одновременно V Стрелы неправильная переменная звезда, изменяющая блеск циклически, с циклом около 500 суток и амплитудой около 3^m . Неправильная переменность блеска вызвана отслойкой оболочек. В момент наибольшего развития оболочки ее радиус достигает 6,6 радиуса Солнца и тогда оболочка полностью окутывает всю систему. В это время затмения не наблюдаются. После того как оболочка рассеется, восстанавливается затменная переменность с периодом $0^d,514\ 19$.

§ 28. РЕНТГЕНОВСКИЕ ПУЛЬСАРЫ В ДВОЙНЫХ ЗВЕЗДНЫХ СИСТЕМАХ

Среди многочисленных источников рентгеновского излучения, обнаруженных со специализированных спутников и орбитальных обсерваторий, особо выделяются рентгеновские пульсары, входящие в состав тесных двойных систем.

Один из них — пульсар X-1 Геркулеса оказался компонентой тесной двойной системы, вторая компонента которой — оптическая переменная звезда HZ Геркулеса.

Рентгеновское излучение этой системы переменное. Во-первых, через каждые 1,24 секунды происходит его вспышка, почему X-1 Геркулеса и был назван рентгеновским пульсаром. Во-вторых, через 1,7 суток происходит длящееся 6 часов рентгеновское затмение, во

время которого рентгеновское излучение системы не поступает.

Приближенное положение пульсара на небе было известно, и поэтому стали искать поблизости какую-нибудь звезду. Как известно, это не всегда удается сделать, и многие рентгеновские источники не отождествлены с каким-либо оптическим объектом.

В данном случае астрономам повезло. Рядом оказалась переменная звезда HZ Геркулеса. Она была в то время мало исследована, и ее относили к неправильным гигантам. Московский астроном Н. Е. Курочкин изучил блеск HZ Геркулеса, используя для этого фотографические снимки московской коллекции, и, зная приближенное значение периода на основе рентгеновских наблюдений, полностью подтвердил гипотезу о ее связи с X-1 Геркулеса. Орбитальный период оказался равным $1^d,70017$. Впоследствии такие же результаты были получены О. Е. Манделем по снимкам Одесской службы неба. Однако оба исследователя были удивлены странной формой кривой изменения блеска, никак не похожей на кривые блеска затменных звезд (рис. 37).

Чтобы понять, что происходит в этой тесной двойной системе, которую мы будем для краткости называть HZ, вспомним о строении звезды U Близнецов.

Система HZ состоит из главной звезды спектрального класса G и нейтронной звезды, окруженной диском. Рентгеновское излучение возникает в результате столкновения газового потока, идущего от главной звезды в полость Роша, окружающую спутник. По мере приближения к нейтронной звезде скорость потока увеличивается, столкновение становится все более мощным, температура повышается и появляется рентгеновское излучение, затмение которого мы наблюдаем, когда спутник и диск скрываются за главной звездой.

Однако здесь вступает в силу своего рода обратная связь. Высокотемпературное излучение спутника и диска попадает на обращенную к ним часть поверхности главной звезды и прогревает ее, повышая ее яркость. Поэтому когда спутник находится между главной звездой и нами, к нам обращена нагретая поверхность главной звезды и блеск системы становится максимальным. Наблюдения получили естественное объяснение.

Однако есть еще два явления, которые труднее объяснить. Оказалось, что в изменении рентгеновского излучения есть еще один, 35-суточный период. В течение 23-х суток рентгеновского излучения нет! Но это не влияет на оптическую кривую блеска. Полагают,

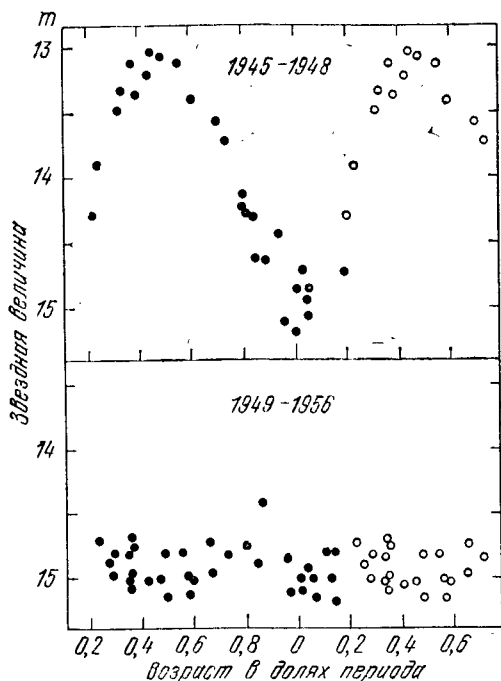


Рис. 37. Две кривые изменения блеска NZ Геркулеса в 1945—1948 гг. и 1949—1956 гг.

что с таким периодом происходят изменения в расположении спутника и диска на орбите — своего рода прецессия. Второе явление было замечено астрономами из ГДР Гесснер и Венцелем. Исследование снимков, полученных в 1937—1940 гг, показало, что в это время оптическая переменность NZ почти прекратилась, как это видно на нижней части рис. 37. Была ли рентгеновская переменность в это время, неизвестно. Может быть, в это время вся система окутывалась единой оболочкой, как и у V Стрелы?

Второй рентгеновский пульсар, объединенный в тесную двойную систему с переменной звездой AM Геркулеса, еще более интересен. Его орбитальный период равен $0^d,128926$. Рентгеновское затмение длится всего 0,5 часа. В спектре видны эмиссионные линии, есть признаки существования мощного магнитного поля с напряженностью 10^{12} Гс. Однако детальное описание явлений еще требует дальнейших исследований. Так, например, объяснить форму кривой блеска эффектом отражения света не удается.

Третий объект, рентгеновский источник X-1 Лебедя, можно истолковать как взаимодействие яркой звезды с «черной дырой» — сверхплотным образованием, сильное гравитационное поле которого не дает возможности излучению уйти в пространство.

С такими принципиально новыми явлениями мы встречаемся при изучении этих уникальных небесных светил.

§ 29. ЗВЕЗДЫ ТИПА Z АНДРОМЕДЫ

Это одна из разновидностей неправильных переменных звезд, блеск которых изменяется медленно, с большой амплитудой, иногда большей двух-трех звездных

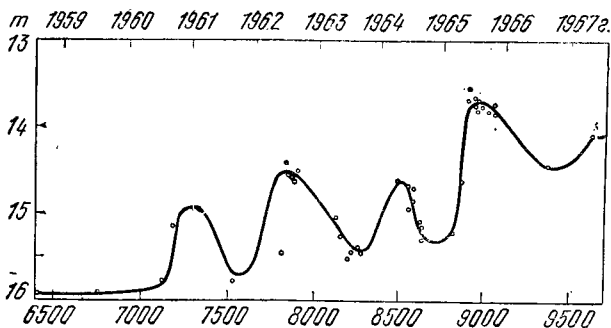


Рис. 38. Кривая изменения блеска SM Орла. По горизонтальной оси отложены юлианские дни без цифр 243 впереди.

величин. Для примера приводим кривую блеска SM Орла, звезды типа Z Андромеды, построенную по наблюдениям автора (рис. 38). На этой кривой мы находим циклически повторяющиеся волны. Циклы заключены

в пределах от $395^{\text{д}}$ до $670^{\text{д}}$. Средний блеск звезды испытывает медленные колебания, высота максимума переменна. Наиболее яркие максимумы наблюдались трижды. Они отделены друг от друга промежутками времени, равными 5793 и 5428 суткам.

Спектр CM Орла сложный. В нем видны полосы молекулярного поглощения окиси титана, что характерно для спектрального класса M. Одновременно в спектре видны интенсивные эмиссионные линии ионизованного гелия, что является признаком спектров очень горячих звезд. Эта сложность спектра и вызвала выделение этих звезд в особый тип. Вид спектра существенно изменяется при изменении блеска. Так, у Z Андромеды, когда она в минимуме, ясно виден спектр холодной звезды-гиганта. Когда же наступает максимум блеска, полосы поглощения титана исчезают, появляются линии поглощения водорода и ионизованных металлов, т. е. наблюдается спектр класса A.

Наиболее вероятное объяснение наблюдающихся явлений таково. Переменная звезда — двойная, состоящая из холодного гиганта и горячей компоненты. Обе звезды погружены в протяженную газовую оболочку. Переменной является горячая компонента, изменяющееся излучение которой и вызывает соответствующие изменения в оболочке. Эта гипотеза может объяснить наблюдающиеся явления, но причина переменности горячей компоненты остается невыясненной.

ОПРЕДЕЛЕНИЯ БЛЕСКА ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД И СПОСОБЫ ИХ ОБРАБОТКИ

Какие бы изменения ни происходили с переменной звездой, основой для суждения о ее природе служит характер колебаний ее блеска. В большинстве случаев он может быть оценен простейшими средствами. Несомненно, что из 26 тысяч получивших окончательные обозначения переменных звезд подавляющее большинство было исследовано при помощи глазомерных оценок их блеска, проводившихся визуально или при изучении изображений звезд на фотографиях неба. Только при изучении малоамплитудных переменных и при специальных исследованиях обязательно использование современной сложной аппаратуры.

§ 30. ГЛАЗОМЕРНЫЕ ОЦЕНКИ БЛЕСКА

При накоплении достаточного опыта наблюдатель может оценивать различие в блеске двух звезд с точностью до 4%, что составляет $0^m,04$. Этого оказывается вполне достаточно для изучения переменной звезды, если амплитуда ее колебаний превосходит $0^m,3-0^m,4$.

Наиболее просты визуальные наблюдения. Блеск ярких звезд можно оценивать невооруженным глазом, более слабых — в бинокль, а еще более слабых — в телескоп. Увлекательность этих наблюдений очевидна: при их выполнении наблюдатель подобно своим античным предшественникам общается с небом, видит происходящие на нем изменения.

Фотографические наблюдения сложнее и, можно сказать, скучнее. Нужно иметь хорошую фотографическую камеру, укрепить ее на телескопе, обладающем параллактической установкой с часовым механизмом (ведь экспозиция продолжительна), располагать высококачественными фотоматериалами. Роль наблюда-

теля сводится к непрерывному слежению за ведущей звездой с тем, чтобы ее изображение не вышло из центра поля зрения. О результатах своей работы наблюдатель узнает только на следующий день после проявления полученных снимков. Таким образом, непосредственное общение наблюдателя с небом утеряно.

Оба метода имеют свои преимущества и свои недостатки. Визуальный метод наблюдений выборочен: изучается только та звезда, которую исследователь наблюдает. Проверить оценку блеска нельзя. Фотографический метод — массовый: на широкоугольном снимке получается изображение целого участка звездного неба. Это позволяет исследовать на полученных снимках несколько переменных звезд. Кроме того, фотографический снимок можно изучать неоднократно и в случае ошибки в оценке блеска обнаружить ее и исправить. Вдобавок, по полученным и хранящимся снимкам можно исследовать в будущем и такие звезды, переменность которых будет открыта впоследствии. Это свойство фотографических наблюдений часто называют их документальностью.

Вместе с тем, при исследованиях тех переменных звезд, у которых подозревается быстрая переменность, но ничего не известно о ее периоде, визуальный метод предпочтительнее, так как наблюдатель может почти непрерывно следить за звездой и знать в процессе наблюдений, что с ней происходит. Помимо этого, подобрав соответствующую своим интересам программу наблюдений, он может охватить наблюдениями несколько объектов, расположенных в разных областях неба.

Поскольку визуальные наблюдения проще, любителю астрономии можно рекомендовать начинать именно с них, тем более, что способы определения блеска, как визуальные, так и фотографические, одни и те же. При визуальных наблюдениях исследователь сравнивает между собой блеск ярких точек — звезд. При фотографических наблюдениях он оценивает почернения звездных изображений (их мы будем условно называть фотографическим блеском), которые на фотонегативе (снимке) тем больше, чем ярче звезда в фотографической области спектра.

Оценки блеска относительны, дифференциальны. Подбираются звезды сравнения, которые обладают по-

стоянным блеском. Главное — удачно подобрать звезды сравнения, которые должны удовлетворять следующим условиям:

1. Они должны располагаться на небе (или на фотонегативе) как можно ближе к изучаемой звезде, в поле зрения окуляра (или линзы, в которую рассматривается снимок).

2. Их блеск не должен сильно отличаться от блеска переменной звезды. Поэтому если амплитуда переменной невелика, можно ограничиться двумя звездами сравнения, из которых одна несколько ярче переменной, а вторая — слабее. Если же амплитуда звезды такова, что ее блеск выходит за пределы этого интервала, то приходится вводить еще одну звезду сравнения. Бывают случаи, когда при очень большой амплитуде приходится подбирать много звезд сравнения различного блеска. Во всяком случае, надо стремиться к тому, чтобы различия в блеске двух звезд сравнения были не больше $0^m,4—0^m,5$.

3. Желательно (но трудно выполнимо), чтобы цвет звезд сравнения мало отличался от цвета переменной звезды.

Подобрав звезды сравнения, наблюдатель может приступить к выполнению оценок блеска переменной. Простейший способ наблюдений был предложен Э. Пикерингом и состоит в следующем. Наблюдатель выбирает из совокупности звезд сравнения две такие, чтобы одна (a) была немного ярче переменной (v), а вторая (b) несколько слабее ее. Интервал их блеска (a, b) мысленно делится на десять частей и оцениваются разности блеска (a, v) и (v, b) в десятичных долях этого интервала. Записываются оценки так:

$$a1v9b; a2v8b; a3v7b; \dots; a9v1b.$$

Этот способ чисто интерполяционный, и в этом его преимущество. Он дает возможность вычислить блеск переменной, если известны звездные величины звезд сравнения. В Приложениях в табл. VI (с. 152) и около карт окрестностей приведены визуальные звездные величины рекомендованных звезд сравнения, так что начинающий наблюдатель может приступить к наблюдениям по способу Пикеринга. Однако в дальнейшем ему придется освоить и другие способы оценок блеска и метод вывода шкалы блеска звезд сравнения.

Для оценки различия в блеске звезд Ф. Аргеландер в середине XIX в. предложил свой метод степеней, который на первый взгляд кажется очень приближенным. Он состоит в следующем. Если, глядяываясь поочередно в две звезды, скажем, a и v , мы видим, что их блеск не отличается друг от друга, то мы пишем $a = v$. Если же блеск звезды a на едва ощутимую величину больше блеска звезды v , то звезда a на одну степень ярче v , и мы записываем $a1v$. Если различие блеска ощутимо, то надо оценить интервал блеска в две степени и записать $a2v$. В тех случаях, когда различия в блеске более значительны, допустимы оценки $a3v$, $a4v$.

Конечно, полное наблюдение должно содержать оценки не с одной звездой сравнения, а с несколькими, чтобы среди них были и такие, когда звезды сравнения ярче переменной, и такие, когда они слабее переменной звезды.

У начинающих наблюдателей степень обычно велика, около $0^m,2$. После тренировки величина степени уменьшается, а затем и стабилизируется. Так, у автора этой книги, который долго наблюдал переменные звезды, степень около $0^m,06$. Применяя способ Аргеландера, наблюдатель вскоре убедится в том, что степень, казавшаяся вначале эфемерной, на самом деле вполне реальная величина. Глаз — удивительный инструмент по своему совершенству. Рекомендуем освоить способ Аргеландера, но пользоваться на практике другим, более совершенным способом Нейланда — Блажко, который является не только степенным, но и интерполяционным.

В этом методе используются две звезды сравнения, как в способе Пикеринга: одна с большим блеском, а другая — с меньшим блеском, чем переменная. Отличие от способа Пикеринга состоит в том, что интервал блеска звезд сравнения делится не на десять, а на то количество степеней, которое оценивает наблюдатель. Большие различия в блеске оценить в степенях трудно. Поэтому используется прием, который поясним примером. Пусть сравнивается блеск трех звезд, a , v и b . Обозначим разности блеска символами (a , v) и (v , b). Выбираем меньший из них, пусть это будет (v , b). Оцениваем его величину в степенях, например, (v , b) = n . Далее, сравниваем оба интервала между

собой и видим, что интервал (a, v) в p раз больше интервала (v, b) . В таком случае в нем должно содержаться $p \cdot n$ степеней. Тогда можно написать оценку $a[pn]v[n]b$. Это позволяет записывать интервалы большие четырех степеней. Пусть, например, интервал (v, b) оценен в три степени, а интервал (a, v) в два раза больше него, т. е. равен шести степеням; тогда оценка будет иметь вид $abv3b$.

Чем опытнее наблюдатель, тем точнее его оценка. В журнале наблюдений приводятся две величины: момент наблюдения и оценка блеска. Конечно, должна быть нарисована и карта окрестностей, на которой указано, какие звезды сравнения использовались при наблюдениях. Если проводятся наблюдения ярких звезд и звезды сравнения имеют обозначения, то карта окрестностей не нужна.

Все три метода (предпочтительнее последний) используются как при визуальных наблюдениях, так и при фотографических. В последнем степенями оценивается почернение изображения звезды, а вернее, полный фотографический эффект (почернение и диаметр изображения звезды).

Как мы увидим дальше, метод Нейланда — Блажко дает возможность получения степенной шкалы звезд сравнения, которую затем используют для вычисления блеска переменной звезды.

§ 31. СТЕПЕННАЯ ШКАЛА БЛЕСКА ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ

Достаточное количество наблюдений переменной звезды, выполненных по способу Нейланда — Блажко, позволяет определить шкалу блеска звезд сравнения (это же позволяет и способ Аргеландера). Запишем одну из оценок блеска в виде $a[m]v[n]b$. Тогда величина интервала (a, b) , т. е. разность блеска звезд сравнения a и b в степенях, равна $m + n$. Из каждой оценки получаем свое значение $m + n$. Суммируем все полученные значения и делим на их число, т. е. образуем среднее, которое обозначим через α . Точно так же поступаем с разностями блеска других пар звезд сравнения.

Пусть в результате обработки всего ряда наблюдений получены средние величины интервалов блеска:

$$(a, b) = \alpha; \quad (b, c) = \beta; \quad (c, d) = \gamma; \quad (d, e) = \delta,$$

Они дают возможность построить единую степенную шкалу так, чтобы величина блеска убывала с возрастанием звездной величины. Для этого из полученных значений интервалов образуем шкалу; нетрудно видеть, что $(a, b) + (b, c) = (a, c)$ и т. д. Принимая блеск самой яркой звезды за нуль, находим

$$(a, b) = \alpha; \quad (a, c) = \alpha + \beta;$$

$$(a, d) = \alpha + \beta + \gamma; \quad (a, e) = \alpha + \beta + \gamma + \delta$$

и

$$a = 0; \quad b = \alpha; \quad c = \alpha + \beta;$$

$$d = \alpha + \beta + \gamma; \quad e = \alpha + \beta + \gamma + \delta.$$

Приведем численный пример. Из оценок блеска звезды EI Водолея (см. табл. 10 на с. 118) получены средние значения интервалов

$$(a, c) = 11,8; \quad (c, d) = 6,2; \quad (d, e) = 11,7;$$

из них находим

$$(a, c) = 11,8; \quad (a, d) = 18,0; \quad (a, e) = 29,7,$$

и получаем шкалу, приняв блеск самой яркой звезды a равным нулю:

$$a = 0,0; \quad c = 11,8; \quad d = 18,0; \quad e = 29,7.$$

Пользуясь полученной шкалой, мы можем вычислить из каждой оценки блеск переменной звезды. Покажем это сначала в общем виде, а затем и на числовых примерах.

Пусть получена шкала блеска звезд сравнения

$$a = 0,0, \quad c = C, \quad d = D, \quad e = E.$$

Вычислим оценку, записанную в виде $c(m)v(n)d$. Находим «шкальную» разность блеска звезд d и c ; она равна $D - C$. В данной оценке эта разность блеска равна $m + n$. Чтобы найти блеск переменной звезды v , надо $(D - C)$ разделить на $(m + n)$, умножить на m и прибавить к шкальному блеску звезды c (более яркой), в соответствии с уравнением

$$v = C + \frac{D - C}{m + n} \cdot m.$$

Приводим численный пример. Оценка блеска EI Водолея имела вид $c4v3d$. Шкальная разность блеска

звезд c и d равна $6,2$ степени, а в оценке $4 + 3 = 7$. Делим на нее шкальную разность и умножаем ее на 4 . Затем прибавляем к блеску звезды c и получаем $v = 11,8 + 4 \times 0,886 = 15,3$ степени, сделав соответствующее округление. Точно так же обрабатываются наблюдения, сделанные по способу Пикеринга, только в этом случае разность блеска звезд сравнения (или звездных величин, при их наличии) делится на 10 .

§ 32 РЕДУКЦИЯ ШКАЛ

Несмотря на то, что отдельная оценка блеска может быть не очень точной, выведенная из многих оценок шкала блеска звезд сравнения, как показывает практика, очень устойчива, т. е. гораздо точнее отдельного наблюдения. Здесь берет свое массовость определений, которая сглаживает случайные ошибки. Поэтому метод Пейланда — Блажко можно считать наилучшим из трех описанных способов наблюдений даже в том случае, если известны каталожные (взяты из каталога) звездные величины, определенные фотометрами.

Допустим, что наблюдатель произвел длительные ряды наблюдений одной и той же переменной звезды, пользуясь теми же самыми звездами сравнения. Естественно, что за время наблюдений его опыт увеличился, и цена степени могла измениться. Из наблюдений, полученных в два сезона, выведены две различные шкалы. Как их связать друг с другом?

Положим в основу допущение, что шкалы связаны между собой линейной зависимостью, т. е. удовлетворяют уравнению

$$a + bs_1 = s_2, \quad (21)$$

где s_1 — блеск в прежней, а s_2 — в новой шкале, a — значение нуль-пункта новой шкалы и b — переводный коэффициент.

Для каждой звезды составляется такое уравнение, и система с избыточным числом условных уравнений решается по способу наименьших квадратов (см. Дополнение 1), для чего составляются два нормальных уравнения. Их решение по правилам алгебры дает значения неизвестных a и b , которые обозначим через a_0 и b_0 . Тогда уравнение (21) становится эмпирической

формулой для перехода от старой шкалы s_1 к новой s'_2 :

$$s'_2 = a_0 + b_0 s_1. \quad (22)$$

Таблица 7 и соотношение (23) поясняют сказанное. В таблице приведены две степенные шкалы блеска

Т а б л и ц а 7. Сравнение шкал блеска звезд сравнения RY Тельца

Звезда	s_1	s_2	Условные уравнения	s'_2	$s'_2 - s_2$
<i>a</i>	-8,7	—	—	-9,7	—
<i>b</i>	0,0	0,0	$a+0,0b=0,0$	-0,5	-0,5
<i>c</i>	11,1	10,1	$a+11,1b=10,1$	11,1	+1,0
<i>e</i>	16,8	17,4	$a+16,8b=17,4$	17,1	-0,3
<i>f</i>	27,5	27,7	$a+27,5b=27,7$	28,3	+0,6
<i>g</i>	31,8	33,4	$a+31,8b=33,4$	32,8	-0,6

$$a_0 = -0,5; b_0 = 1,047; s'_2 = -0,5 + 1,047s_1. \quad (23)$$

звезд сравнения RY Тельца — старая s_1 и новая s_2 , составленные по ним условные уравнения, найденные значения a_0 и b_0 . Соотношение (23) — это конкретный вид эмпирической формулы (22). По соотношению (23) и исходным величинам s_1 вычислены s'_2 , а затем получены разности $s'_2 - s_2$, характеризующие точность шкал.

Допустим, что нам известны звездные величины m хотя бы части звезд сравнения. В таком случае мы можем преобразовать степенную шкалу в шкалу звездных величин, выполнив аналогичные операции. Примем, что имеет место зависимость

$$m = m_0 + s \cdot p, \quad (24)$$

где m_0 — нуль-пункт, а p — цена степени.

Составив систему условных уравнений и решив их по способу наименьших квадратов, находим значения m_{00} и p_0 , подставим их в формулу (24), и получаем пужную эмпирическую зависимость, по которой и производится превращение степеней s в звездные величины:

$$m' = m_{00} + p_0 \cdot s. \quad (25)$$

В таблице 8 приведен численный пример. Заданы та же (см. табл. 7) шкала блеска звезд сравнения RY Тельца и их звездные величины. Написаны условные уравнения, по ним составлены нормальные уравнения, получено их решение m_0 и p_0 , и в результате

Т а б л и ц а 8. Преобразование степенной шкалы звезд сравнения RY Тельца в звездные величины

Звезда	s_1	m	Условные уравнения	m'	$m' - m$
<i>a</i>	-8,7	8,85	$m_0 - 8,7p = 8,85$	8,91	+0,06
<i>b</i>	0,0	9,72	$m_0 + 0,0p = 9,72$	9,66	-0,06
<i>c</i>	+11,1	10,62	$m_0 + 11,1p = 10,62$	10,62	0,00
<i>e</i>	+16,8	11,12	$m_0 + 16,8p = 11,12$	11,11	-0,01
<i>f</i>	+27,5	11,98	$m_0 + 27,5p = 11,98$	12,03	+0,05
<i>g</i>	+31,8	12,41	$m_0 + 31,8p = 12,41$	12,40	-0,01

Нормальные уравнения:

$$\begin{aligned} 6m_0 + 78,5p &= 67,70, \\ 78,5m_0 + 2248,6p &= 951,79. \end{aligned}$$

Решение нормальных уравнений

$$m_0 = 9,66; p_0 = 0,0861.$$

Эмпирическая формула

$$m' = 9,66 + 0,0861s_1,$$

(26)

найдена формула (26) для вычисления звездных величин m' .

Описанный процесс привязки степенной шкалы к шкале звездных величин приближенный. Он требует некоторых уточнений.

Дело в том, что цветоощущение глаз различных наблюдателей разное, и каждый наблюдатель определяет «свои» звездные величины. Они могут не совпадать со звездными величинами каталога. Поэтому при переходе от степенной шкалы к звездным величинам следует учесть и цвет звезд сравнения, который определяется показателем цвета C (или $B - V$). Формула связи имеет вид

$$m = m_0 + s \cdot p + c \cdot C.$$

По этой формуле составляются для каждой звезды условные уравнения по типу предыдущих; они содержат три подлежащих определению неизвестных: m_0 , p , c . Неизвестное c — цветовой коэффициент системы звездных величин наблюдателя. Решаются эти ус-

ловные уравнения также по способу наименьших квадратов.

Все сказанное относится в равной мере как к визуальным, так и к фотографическим наблюдениям. Фото-материалы также обладают различной, отнюдь не стандартной цветочувствительностью.

§ 33. СИСТЕМАТИЧЕСКИЕ ОШИБКИ НАБЛЮДЕНИЙ БЛЕСКА

Как и все измерения, определения блеска подвержены как случайным, так и систематическим ошибкам. Рассмотрим некоторые из возникающих систематических ошибок.

Прежде всего об ошибках визуальных наблюдений. Первую из них мы уже рассмотрели — это ошибка цветоощущения глаза. Она приводит к тому, что при оценке блеска окрашенной звезды, желтой или красноватой, два наблюдателя могут получить различные результаты. В некоторых случаях расхождения могут достигнуть почти звездной величины. Чтобы изучить этот эффект, надо сравнить между собой одновременные ряды наблюдений, полученные разными наблюдателями. Его также можно выявить, сравнивая шкалы блеска звезд сравнения, как описано выше.

Однако здесь возникают некоторые дополнительные трудности. Ошибка цвета может быть различна даже у одного наблюдателя и зависит от блеска звезды: при наблюдениях ярких звезд она будет сказываться иначе, чем при наблюдении слабых объектов. Это учесть гораздо труднее.

С этим связана также ошибка фона. При ярком фоне (свет города, Луны) красноватая звезда кажется более яркой, чем при темном фоне. В связи с этим на кривой блеска такой звезды может получиться ложная периодичность с периодом, равным лунному (синодическому) месяцу.

Одна из возможных ошибок связана с изменением видимого расположения звезд сравнения относительно переменной звезды при изменении часового угла, так как различные части глазного дна не одинаково реагируют на излучение. Обычно эта ошибка не очень велика, но и она может повлиять на результаты оценок блеска.

Есть еще одна ошибка, которая получила название эффекта притяжения. Оценивая интервалы блеска по интерполяционному способу, наблюдатель предпочитает (конечно, подсознательно) одни оценки другим. Это выявляется из статистического сопоставления оценок. Допустим, что наблюдения выполняются по способу Пикеринга. Тогда оказывается, что у того или иного наблюдателя чаще встречаются оценки, скажем, $a3v7b$, чем $a1v9b$, хотя они должны были бы встречаться статистически равновероятно.

Все эти ошибки, конечно, влияют на точность получаемых результатов. Поэтому для решения тонких задач, требующих максимальной объективности, визуальные наблюдения нужно заменять инструментальными. Однако это не означает, что и из визуальных наблюдений нельзя сделать надежные выводы. Достаточно сказать, что изменение периодов переменных звезд изучено главным образом по визуальным наблюдениям. Да и «тонкий» эффект Блажко был открыт и изучен на основе визуальных наблюдений.

Остановимся теперь на систематических ошибках, возникающих при фотографических наблюдениях. Они, как оказывается, значительно больше, чем при визуальных наблюдениях. Ошибка цвета может возникать от использования разнородных фотоматериалов и вообще не контролируема. Даже при применении стандартного фотоматериала возникает систематическая ошибка цвета из-за того, что каталожные звездные величины могут относиться к другой эффективной длине волны. При фотографических наблюдениях могут возникнуть цветовые ошибки, обусловленные несовершенством оптики астрографа. Автор встретился на практике с таким случаем при фотографических наблюдениях красной звезды V Орла.

Как известно, любой объектив обладает остаточной хроматической аберрацией. Это означает, что он собирает лучи различного цвета на разных расстояниях от него. Допустим, что при фокусировке снимка были использованы слабые звезды, которые дают резкие точечные изображения, и найдем наилучший «фотографический» фокус. Лучи другого цвета дадут экстрафокальные изображения, которые окружают изображение звезды ореолом. Если экспозиция мала, то ореол будет слабым, еле заметным, и красная звезда будет иметь

вид резкой точки. Ее фотографический блеск и будет оценен. Допустим теперь, что или экспозиция была большой, или прозрачность атмосферы повышенной. Тогда ореол станет ярким, и фокальное изображение звезды потонет в ярком ореоле. Оценивая блеск этой звезды сравнением с блеском соседних звезд, мы увидим, что красная звезда внезапно стала гораздо более яркой. Именно это и случилось с V Орла: она стала внезапно ярче почти на две звездные величины. При визуальных наблюдениях такое невозможно.

Есть у фотографических наблюдений и эффект фона. Это особенно заметно, если наблюдаемые звезды располагаются на фоне яркой туманности. Казалось бы, что наложение фотографической вуали на звездные изображения должно повысить фотографический эффект. На самом деле происходит обратное. При этом ослабление изображений зависит от плотности фона, что учесть очень трудно.

Если при фотографических наблюдениях можно исключить эффект часового угла, всегда располагая изучаемые звезды единообразно, то он все же должен проявиться, но уже по другой причине. Дело в том, что при суточном вращении небесной сферы, в зависимости от часового угла, изменяется зенитное расстояние звезды. Как известно, от зенитного расстояния зависит поглощение света в земной атмосфере — оно увеличивается при увеличении зенитного расстояния. Коэффициент поглощения зависит от длины волны, т. е. от цвета, причем это влияние больше сказывается на фотографических наблюдениях, чем на визуальных. Допустим, что мы оцениваем блеск красной звезды сравнением с блеском белых звезд. Ослабляться их блеск поглощением земной атмосферы будет по-разному, что скажется на оценке. Конечно, это влияет и на результаты визуальных наблюдений, но в меньшей степени.

И, наконец, у фотографических наблюдений есть еще систематическая ошибка поля. В зависимости от расстояния изображения звезды от центра снимка ее фотографический эффект изменяется. Эту ошибку можно исследовать и вводить соответствующие поправки. А достигать она может даже звездной величины. Правда, эта ошибка при наблюдениях переменных звезд не учитывается, потому что звезды сравнения

подбираются по расположению близкими одна к другой и расстояния их изображений от центра снимка практически одинаковы. Поэтому ошибка поля влияет на переменную звезду и звезды сравнения одинаково.

Влияние ошибок наблюдений несколько ограничивает возможности как визуальных, так и фотографических наблюдений. Если у переменной звезды амплитуда колебаний блеска меньше $0^m,3$, то этими методами ее наблюдать нельзя и надо использовать астрофотометр.

§ 34. ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ

Каждый из наблюдателей захочет выразить результаты своих оценок блеска в звездных величинах, но здесь он встретится с большими трудностями. Для этого ему надо знать звездные величины звезд сравнения.

Их можно взять из какого-либо звездного каталога, основанного на фотометрических определениях блеска звезд. Таких каталогов много, они опубликованы в специальных изданиях, которые имеются не в каждой обсерватории. В распоряжении же любителей астрономии есть только один каталог, содержащийся в таблице 50 «Справочника любителя астрономии» П. Г. Куликовского (Наука, 1971). Эта таблица содержит много полезных сведений, в том числе указаны звездные величины звезд в лучах V и показатели цвета ($B - V$) и ($U - V$). Однако здесь мы находим данные лишь о ярких звездах, которые в лучах V ярче $4^m,5$.

Звездные величины более слабых звезд (но не слабее $6^m,5$) можно найти в Каталоге, составленном Антонином Бечваржем, изданном в Праге. Этот Каталог является приложением к звездному атласу, составленному тем же автором. Он содержит визуальные звездные величины звезд ярче $6^m,5$, определенные ранее гарвардскими астрономами.

Чтобы облегчить любителю астрономии эту задачу, мы привели в конце книги карты окрестностей и звездные величины звезд сравнения для ряда переменных звезд.

При фотографических наблюдениях задача определения звездных величин звезд сравнения несколько облегчается. На небе есть много фотометрических стан-

дартов. Из них назовем стандарт в Плеядах, Северный Полярный ряд (см. в «Справочнике любителя астрономии» П. Г. Куликовского) и Волосы Вероники (см. М. С. Навашин. Телескоп астронома-любителя.— Наука, 1979). В этих областях неба выполнены точные определения звездных величин в лучах U , B и V , конечно, не всех, но достаточного количества избранных звезд. Имеются звездные карты, которые помогают отождествить звезды на снимках звездного неба.

Для определения звездных величин надо получить три снимка. Для первых двух условия съемки и обработки должны быть идентичными, а именно: одинаковые экспозиции, моменты наблюдений нужно выбрать так, чтобы зенитные расстояния находящихся в центре снимка звезд были равны и чтобы снимки были получены в одну и ту же ночь при условии стабильной прозрачности атмосферы (нужно обязательно безоблачное небо, отсутствие лунного света и т. п.). Проявлять оба снимка надо вместе, в одной и той же кювете, равное время.

В центре одного из снимков должна находиться изучаемая переменная звезда. В центре второго — избранный стандарт. Тогда можно считать оба снимка за один и полагать, что фотографические эффекты на них одинаковы.

Для чего же нужен третий снимок и каким он должен быть? Коль скоро мы полагаем, что приборов, служащих для сравнения двух снимков (так называемых блинк-микроскопов) у нас нет, то третий снимок надо получить так. Снимем любую (лучше далекую от Млечного Пути) область неба на одном снимке несколько раз, прогрессивно увеличивая выдержку (например, 10 с, 20 с, 40 с, 80 с, 160 с), перемещая телескоп по склонению так, чтобы последовательные изображения выстраивались в цепочку. Тем самым будет получена фотометрическая шкала. Выбрав на этом снимке цепочку изображений, похожих по почернениям на изображения выбранных звезд сравнения, мы можем осторожно сложить снимки желатиновым слоем друг к другу и, пользуясь обычным способом Пикеринга или Нейлаанда — Блажко, оценить их блеск по отношению к изображениям на шкальном снимке. При этом для удобства наблюдения можно передвигать снимки один относительно другого, чтобы изображение звезды срав-

нения располагалось рядом с подходящими по эффекту изображениями шкалы. Затем, совместив точно так же шкальный снимок со снимком стандарта, мы сможем оценить звездные величины использованных нами изображений той же шкалы. Дальнейшее очевидно.

Если воспользоваться желтым светофильтром и изоортохроматической фотоэмульсией, то можно определить и фотовизуальные звездные величины звезд — заменитель визуальных.

Вообще же говоря, определить звездные величины звезд сравнения гораздо труднее, чем накопить достаточное количество наблюдений переменной звезды. Поэтому часто наблюдатели выражают блеск переменной в своих степенных шкалах. Все-таки лучше хорошая степенная шкала, чем плохо определенные звездные величины.

§ 35. ПЕРВИЧНАЯ ОБРАБОТКА МОМЕНТОВ НАБЛЮДЕНИЙ

Каждое наблюдение переменной звезды состоит из оценки ее блеска и фиксации с нужной точностью момента наблюдения.

При обработке многих видов астрономических наблюдений, особенно переменных звезд, обычная датировка событий оказывается неудобной. В самом деле, попробуйте вычислить, сколько суток прошло, скажем, от 9 января (старого стиля) 1905 г. до 7 ноября 1917 г.?

Поэтому для удобства вычислений астрономы ведут порядковый счет суткам, начиная с условного момента времени. Наиболее распространен так называемый счет юлианских дней, которые обозначаются символом JD . В этом счете за начальный момент принят гринвичский полдень 1 января 4713 г. до нашей эры. Для облегчения вычислений составлены специальные таблицы. Такая таблица помещена в Приложениях к книге (табл. I, с. 145). В ней приведены юлианские дни «нулевого» числа каждого месяца, начиная с января 1975 г. по декабрь 1990 г. Нулевым числом каждого месяца считается последний день предыдущего месяца. Это удобнее для расчетов.

Пример 1. Найти юлианский день 22 июня 1981 г.

В таблице I, на пересечении строки «1981» и столбца «июнь», находим число 2 444 756, прибавляем к нему дату, т. е. 22, и получим ответ: $JD = 2\,444\,778$.

Пример 2. Задан юлианский день 2 443 558. Найти календарную дату.

В таблице I отыскиваем число, которое является ближайшим к заданному юлианскому дню, но меньше него. Это 2 443 356 и оно соответствует 1977 г., августа нулевого дня. Вычитаем его из заданного числа и получаем ответ: 1977 г., августа 2.

Для отыскания юлианских дней событий, которые произошли раньше 1975 г., в Приложениях дана табл. II (с. 146). В ней содержатся юлианские дни «нулевого» марта, начиная с 1900 г. по 1974 г. Внизу табл. II указаны числа суток, протекших от нулевого марта до нулевых дат последующих месяцев. Выбрав за начало отсчета нулевое марта, мы избежали необходимости учитывать простые и високосные годы. Это выполняется автоматически.

Поясним, как пользоваться этой таблицей.

Пример 3. Вычислить юлианский день 7 ноября 1917 г.

Находим в таблице следующие числа:

нулевое марта 1917 г. = 2 421 288
от него до нулевого ноября прошло 245 суток
дата в ноябре 7

Сумма дает юлианский день JD = 2 421 540.

Пример 4. Вычислить юлианский день 9 января старого стиля 1905 г. Юлианские дни определяются датами григорианского календаря, т. е. нового стиля. С начала нашего столетия для перехода от старого стиля к новому надо прибавить 13 суток. Таким образом, задача сводится к вычислению юлианского дня для даты 1905 г., января 22.

В таблице II находим юлианский день нулевого марта 1904 г.

нулевое марта 1904 г. = 2 416 540
от него до нулевого января прошло 306 суток
дата события 22

Сумма дает юлианский день JD = 2 416 868.

Вычитая 2 416 868 из 2 421 540, можно установить, что с момента начала первой русской революции до взятия Зимнего дворца во время Октябрьской революции прошло 4672 суток.

Приведем примеры решения обратной задачи.

Пример 5. Известно, что некоторое событие произошло в юлианский день 2431680. Какова его календарная дата?

В таблице II находим ближайшее меньшее число, т. е. 2431515, что соответствует нулевому марта 1945 г. Затем получаем разность $2431680 - 2431515 = 165$ суток, и в нижней части табл. II отыскиваем ближайшее меньшее число 153, которое меньше 165 суток на 12. Число 153 — это число суток, прошедших от нулевого марта до нулевого августа. Поэтому искомая дата 1945 г., августа 12.

Пример 6. Событие произошло в юлианский день JD 2441725. Ближайшее меньшее число в табл. II — 2441377, которое соответствует нулевому марта 1972 г. Наше число превышает его на 348 суток. Ближайшее меньшее число в нижней части табл. II — 337 — соответствует нулевому февраля. Поэтому дата события 1973 г., февраля 11.

Однако это еще не все. Надо принять во внимание, что астрономические наблюдения имеют не только дату, но проводятся в некоторый момент времени, который записывается в часах и минутах. Это надо учитывать, выражая количество часов, минут и секунд в десятичных долях суток.

До 1 января 1925 г. за начало нового календарного дня астрономы принимали гринвичский полдень. Это принято и для юлианских дней. Поэтому надо разделить интервал среднего времени, протекший после гринвичского полудня, на 24 часа (или на 1440 минут), чтобы получить дробную часть суток и добавить ее к номеру юлианского дня. Выполнению этой процедуры помогает табл. III (с. 147).

Так, например, $7^{\text{ч}}36^{\text{м}} = 0,3167$ суток. Если же интервал превосходит 12 часов, то вычитаем эти 12 ч и, превратив остаток в десятичные доли, добавляем 0,5 суток. Например, $16^{\text{ч}}24^{\text{м}} - 12^{\text{ч}} = 4^{\text{ч}}24^{\text{м}} = 0^{\text{д}},1833$. Прибавляя 0,5, находим $16^{\text{ч}}24^{\text{м}} = 0^{\text{д}},6853$.

С 1 января 1925 г. астрономы тоже считают началом суток полночь, как и в обыденной жизни. Так появилось современное всемирное время, но чтобы не нарушать счета юлианских дней и их десятичных долей, астрономы продолжают отсчитывать их по-прежнему от гринвичского полудня. Самый простой способ перехода от всемирного времени, которое обозначается

символами UT или VM, к юлианским дням состоит в том, чтобы отнять от момента наблюдений, выраженного во всемирном времени, 12 часов, как показано на следующем примере. Наблюдение выполнено 1961 г., августа 14/15 в 0^h33^m московского времени. Московское время отличается от всемирного на +3 часа, которые следует отнять. Таким образом, наблюдение сделано 1961 г., августа 14 в 21^h33^m. Отняв 12 часов, получаем 1961 августа 14, 9^h33^m; в юлианских днях это дает $JD = 2\ 437\ 526,3979$.

С какой точностью надо определять доли суток? Это зависит от изучаемой звезды. Если звезда заведомо изменяет свой блеск медленно (мирида или полуправильная), то достаточна точность до 0,01 суток. Если же звезда короткопериодическая (но не слишком), то необходимо фиксировать момент времени до тысячных долей суток. Для очень короткопериодических или вспыхивающих звезд могут понадобиться данные о времени с точностью до 0,0001 суток, т. е. примерно до 0,1 минуты.

В моменты наблюдений короткопериодических звезд надо вводить небольшую поправку, учитывающую изменение расстояния звезды от наблюдателя, вызванное орбитальным движением Земли вокруг Солнца. Эта поправка Δ не превосходит $\pm 8,3$ минуты. Учет этой поправки называется приведением к центру Солнца, а исправленный момент называется гелиоцентрическим и кратко обозначается символом hel. (от греческого «гелиос» — Солнце). Теория этой поправки и способ ее вычисления описаны в Дополнении 2 (с. 144).

§ 36. КРИВАЯ ИЗМЕНЕНИЯ БЛЕСКА

В результате обработки ряда своих наблюдений исследователь получает таблицу пар чисел: моментов наблюдений t , выраженных в днях юлианского периода, и блеска переменной звезды в степенях s или звездных величинах m . Эта таблица служит основанием для построения графика, который гораздо нагляднее таблицы. На его горизонтальной оси откладываются моменты времени, а на вертикальной — блеск так, чтобы он возрастал снизу вверх. Напомним, что с ослаблением блеска звездные величины увеличиваются.

Масштаб графика определяется свойствами звезды. Для звезды с медленным изменением блеска масштаб по оси времени должен быть выбран малым, чтобы охватить на одном рисунке наблюдения, выполненные

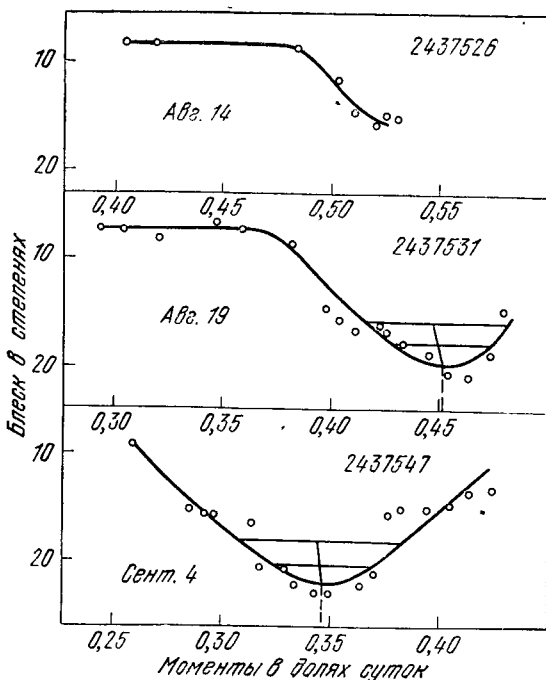


Рис. 39. Индивидуальные кривые блеска EI Водолея. Указаны юлианские дни и их доли.

хотя бы за сезон. Нанесенные на график точки совершенно не обязаны укладываться на плавную кривую, так как наблюдения всегда отягощены случайными ошибками. Чтобы сгладить случайные отклонения, по точкам, сообразуясь с известной точностью наблюдений, проводят плавную кривую. Она называется кривой изменения блеска или, короче, кривой блеска.

Если звезда меняет блеск быстро и в течение ночи получено достаточное количество наблюдений, то выбирается большой временной масштаб и для каждой ночи строится свой график — индивидуальная кривая блеска. На рис. 39 построены индивидуальные кривые

блеска затменной звезды EI Водолея в три ночи — 14, 19 августа и 4 сентября 1961 г.

Из кривой блеска определяют моменты экстремумов — максимумов и минимумов. Для этого проводят хорды (горизонтальные линии), которые делят пополам, через полученные точки проводят плавную линию (иногда слегка искривленную). Считается, что в точке пересечения этой линии с кривой блеска находится экстремум (на рис. 39 это минимум блеска). По оси времени делается отсчет — соответствующий момент экстремума в юлианских днях. Так, в данном случае $\text{Min.JD} = 2\,437\,531,452$ (нижний график) и $\text{Min.JD} = 2\,437\,547,340$ (средний график).

Следует заметить, что не всегда из кривой блеска можно определить моменты экстремумов. Иногда (например, в случае переменных звезд типа RRc) кривая блеска настолько плохо очерчивает максимальную и минимальную части, что определяют моменты перехода блеска звезды на восходящей ветви кривой через некоторый условный уровень. Такие моменты определяются точнее, чем моменты максимума или минимума.

§ 37. ИССЛЕДОВАНИЕ МИРИД

Большинство ярких мирид хорошо изучено. Так как это периодические переменные звезды, моменты максимумов их блеска представляются формулой вида (15)

$$M_E = M_0 + P \cdot E,$$

где M_0 — начальный момент максимума, P — период, а E — целое число (порядковый номер максимума M_E). Исследователь строит по своим наблюдениям кривую блеска и по ней определяет момент максимума. Затем по формуле (15) вычисляет эфемериду и сравнивает наблюдаемый момент с вычисленным, т. е. находит остаток $O - C$. Он также сможет определить величину максимального блеска переменной.

Допустим, что мы наблюдали еще не исследованную мириду. В результате наших наблюдений мы нашли совокупность моментов максимума и хотим вывести из нее конкретный вид формулы (15). Задача сводится к следующему. Образовав разности последовательных моментов максимума, надо подыскать такое

число P , которое укладывалось бы в найденные разности целое число раз. Лучше всего это поясняется следующим примером. Автор, изучая очень длительную серию снимков неба, хранящихся в Гарвардской обсерватории, получил из своих наблюдений 16 моментов максимума блеска звезды ТХ созвездия Часов (в южном полушарии неба). Эти моменты приведены во втором столбце табл. 9.

Т а б л и ц а 9. Моменты максимумов блеска ТХ Часов

№№	Max. JD	E	C_1	$O-C_1$	Условные уравнения	C_2	$O-C_2$
1	2424518:	-6	2424524	-6d:	—	2424505	+13d:
2	4800:	-5	4814	-14:	—	4793	+7:
3	6264	0	6264	0	$m+0p=0$	6233	+31
4	7107	+3	7134	-27	$m+3p=-27$	7098	+9
5	7377	+4	7424	-47	$m+4p=-47$	7386	-9
6	8527	+8	8584	-57	$m+8p=-57$	8539	-12
7	8832	+9	8874	-42	$m+9p=-42$	8827	+5
8	9389:	+11	9454	-65:	—	9403	-14:
9	9980	+13	30034	-54	$m+13p=-54$	9979	+1
10	2430270	+14	0324	-54	$m+14p=-54$	2430267	+3
11	1117	+17	1194	-77	$m+17p=-77$	1132	-15
12	1720	+19	1774	-54	$m+19p=-54$	1708	+12
13	2000:	+20	2064	-64:	—	1996	+4:
14	2850	+23	2934	-84	$m+23p=-84$	2861	-11
15	3144	+24	3224	-80	$m+24p=-80$	3149	-5
16	3977:	+27	4094	-117:	—	4013	-36:

Из 16 моментов 11 определены надежно по кривым, полностью описывающим максимум. Пять моментов, которые отмечены в таблице двусеточием, оценены приближенно: вблизи этих дат звезда была яркой, но определить точные моменты было нельзя. Мы их все же сохранили в таблице для контроля результатов. Из таблицы видно, что наименьшие интервалы между моментами максимумов таковы:

$$M_5 - M_4 = 270^d; \quad M_7 - M_6 = 305^d;$$

$$M_{10} - M_9 = 290^d; \quad M_{15} - M_{14} = 294^d.$$

Среднее значение этой разности близко к 290 суткам, так что можно было написать приближенную формулу типа (15):

$$\text{Max JD} = 2\,426\,264 + 290E.$$

С этой формулой была вычислена эфемерида C_1 и в той же таблице указаны остатки $O - C_1$. Указаны также и номера максимумов E . Мы видим, что остатки отрицательны и нарастают по абсолютной величине с ростом номера E . Это означает, что предварительная формула требует исправления, что можно сделать по способу наименьших квадратов.

Для получения нужных условных уравнений вернемся к формуле (15). Обозначим истинное значение периода через P , а приближенное через \bar{P} , истинное значение начального момента максимума через M_0 , а приближенное через \bar{M}_0 . Тогда можно написать

$$M_0 = \bar{M}_0 + m \quad \text{и} \quad P = \bar{P} + p,$$

где m и p — поправки. Истинный момент максимума должен удовлетворять формуле

$$\begin{aligned} M &= M_0 + P \cdot E = (\bar{M}_0 + m) + (\bar{P} + p) \cdot E = \\ &= \bar{M}_0 + \bar{P} \cdot E + m + p \cdot E = M_c + m + pE, \end{aligned}$$

где M_c — момент, вычисленный по приближенной формуле.

Итак,

$$M - M_c = O - C_1 = m + p \cdot E$$

даст нужное условное уравнение. В табл. 9 находим необходимые для составления условных уравнений величины E и $O - C_1$; эти уравнения показаны в той же таблице, но для неточных моментов (№№ 1, 2, 8, 13 и 16) они не составлены. По способу, описанному в Дополнении 1, составляем нормальные уравнения:

$$11m + 134p = -586$$

и

$$134m + 2520p = -8788.$$

Решив эти уравнения, находим $m = -30,6$; $p = -1,86$. Придав эти поправки к величинам \bar{M}_0 и \bar{P} исходной формулы, получаем окончательную формулу:

$$\text{Max JD} = 2\,426\,233,4 + 288,14 \cdot E.$$

По этой формуле вычислены значения C_2 и остатки $O - C_2$, приведенные в последних столбцах табл. 9. Сумма значений последних близка к нулю (как и

должно быть при применении способа наименьших квадратов). Их величины не показывают никакого систематического хода с номером E . Это позволяет считать, что период сохранял свое постоянное значение.

Теперь можно построить среднюю кривую блеска.

§ 38. СРЕДНЯЯ КРИВАЯ БЛЕСКА

При изучении периодической переменной звезды мы имеем возможность построить среднюю кривую блеска, которая гораздо точнее индивидуальных кривых. Для этого надо вычислить возраст наблюдения или, как часто говорят, его фазу.

У звезды, обладающей постоянным периодом, все моменты максимумов связаны между собой формулой (15):

$$M_E = M_0 + P \cdot E.$$

По этой формуле можно вычислить эфемериду; для этого в нее надо подставить последовательность целых чисел E , для чего можно использовать любую из вычислительных машин.

Возрастом наблюдения φ называется разность между моментом наблюдения t и ближайшим предшествующим ему эфемеридным моментом M_E :

$$\varphi = t - M_E.$$

Очевидно, что φ заключено в пределах от нуля до величины периода P .

Если разделить возраст φ на период P , то будет получено значение относительного возраста $\bar{\varphi} = \frac{\varphi}{P}$. Это — десятичная дробь.

Приведем численный пример. Известно, что у затменной переменной звезды EI Водолея моменты минимумов связаны формулой

$$JD \text{ Min. hel.} = 2\,424\,412,314 + 1,222\,315 \cdot E.$$

Наблюдение выполнено в момент 2 437 526,404. Требуется вычислить его возраст φ .

Вычисляем часть эфемериды:

E	M_E
10 727	2 437 524,087
10 728	7 525,309
10 729	7 526,532

Из нее выбираем ближайший к t предшествующий момент M_E и находим

$$\varphi = 2\,437\,526,404 - 7\,525,309 = 1,095,$$

и так как период $P = 1^d,222$, то

$$\bar{\varphi} = \frac{1,095}{1,222} = 0,896.$$

Приводим для примера таблицу наблюдений Е1 Водоя (табл. 10); читатель, проделавший все вычисления, приобретет нужные навыки.

В этой таблице есть все: дата, оценка блеска, блеск, выраженный в степенной шкале, доли юлианского дня, приведение к центру Солнца Δ , гелиоцентрический момент и, наконец, относительный возраст наблюдения. Заметим, что от всемирного времени уже отнято 12 часов, чтобы облегчить вычисления юлианских дней и их долей.

Из наблюдений была выведена степенная шкала:

$$a = 0,0; \quad c = 11,8; \quad d = 18,0; \quad e = 29,7,$$

которая использована для вычисления блеска переменной.

Вычислив $\bar{\varphi}$, мы имеем возможность изобразить все наблюдения на одном графике. Эта операция называется приведением наблюдений к одному периоду.

На горизонтальной оси графика вместо моментов времени откладываются возрасты φ , причем для большей наглядности захватывают, кроме основного интервала, соседние: слева со значениями φ в пределах от 0,8 до 1,0 и справа — φ в пределах от 0,0 до 0,2.

Изображающие наблюдения точки располагаются на нем внутри более или менее узкой полосы. Ширина этой полосы характеризует точность наших наблюдений. Чем выше их качество, тем уже полоса.

Таблица 10. Визуальные наблюдения EI Водолея

Дата и момент	Оценка	Блеск	Доли юлианского дня	Δ	JD hel 243...	Возраст Φ
1961 VIII						
14 12 ^h 33 ^m	<i>a7v3c</i>	8 ^s ,3	0,3979+	0,0057	7526,404	0 ^p ,896
13 20,5	<i>a7v3c</i>	8,3	,4310		,437	,924
14 27	<i>a8v3c</i>	8,6	,4771		,483	,960
14 54	<i>v=c</i>	11,8	,4958		,502	,976
15 06	<i>c3v3d</i>	14,9	,5042		,510	,982
15 21	<i>c4v2,5d</i>	15,6	,5146		,520	,990
15 33	<i>c3v2,5d</i>	15,2	,5229		,529	,998
15 50	<i>c4v3d</i>	15,3	,5347		,540	,007
16 10 15	<i>a8v3,5c</i>	8,2	,3021+	0,0057	7528,308	,453
10 49	<i>a8v3c</i>	8,6	,3257		,331	,472
11 07	<i>a8v3c</i>	8,6	,3382		,344	,483
11 14,5	<i>a9v1,5c</i>	10,1	,3434		,349	,487
11 34	<i>a8v3c</i>	8,6	,3569		,363	,498
11 55,5	<i>a8v3c</i>	8,6	,3718		,378	,511
18 10 08,5	<i>a10v4c</i>	8,4	,2976+	0,0057	7530,303	,085
10 45	<i>a9v3,5c</i>	8,5	,3229		,329	,107
11 39	<i>a9v3,5c</i>	8,5	,3604		,366	,137
19 09 51	<i>a8v5c</i>	7,3	,2854+	0,0057	7531,291	,894
10 08	<i>a8v4c</i>	7,9	,2972		,303	,904
10 33	<i>a9v4c</i>	8,2	,3146		,320	,917
11 11	<i>a9v5-6c</i>	7,3	,3410		,347	,940
11 28	<i>a8v4-5c</i>	7,6	,3528		,358	,949
12 02,5	<i>a9v3c</i>	8,8	,3763		,382	,968
12 23	<i>c3v3,5d</i>	14,7	,3910		,397	,980
19 12 34	<i>c5v3d</i>	15,7	0,3936		,404	,986
12 44	<i>c5v1,5d</i>	16,6	,4056		,411	,992
12 59	<i>c5v2d</i>	16,2	,4160		,422	,001
13 05	<i>c5v1,5d</i>	16,6	,4201		,426	,004
13 15	<i>v=d</i>	18,0	,4271		,433	,010
13 33	<i>d1v</i>	19,0	,4396		,445	,020
13 46	<i>d2,5v</i>	20,5	,4486		,454	,027
14 01	<i>d3v9e</i>	20,9	,4590		,465	,036
14 12,5	<i>d1v10e</i>	19,1	,4670		,473	,043
14 22	<i>c3v3,5d</i>	14,7	,4736		,479	,048
20 09 50	<i>a9v3c</i>	8,8	,2847+	0 0057	7532,290	,711
31 11 08	<i>a7v8c</i>	6,9	,3389+	0,0055	7543,344	,755
1961 IX						
01 09 54	<i>a8v3c</i>	8,6	,2875+	0,0055	7544,293	,531
10 23,5	<i>a9v3c</i>	8,8	,3080		,314	,548
10 41	<i>c1v6d</i>	12,7	,3201		,326	,553
10 55	<i>c1v4d</i>	13,0	,3299		,335	,565
11 12	<i>c2v4,5d</i>	13,7	,3417		,347	,575
11 17,5	<i>c3v3,5d</i>	14,7	,3454		,351	,578
11 40	<i>c2v4d</i>	13,9	,3611		,367	,591
11 54,5	<i>a9v2c</i>	9,7	,3712		,377	,600
12 25	<i>a9v2,5c</i>	9,3	,3924		,398	,617
02 09 54	<i>a7v4c</i>	7,5	,2875+	0,0054	7545,293	,349
11 20,5	<i>c2v4d:</i>	13,9:	,3476		,353	,398
11 34,5	<i>v=c</i>	11,8	0,3572		,363	,406

Т а б л и ц а 10 (продолжение)

Дата и момент	Оценка	Блеск	Доли юлианского дня	Δ	JD hel 243...	Возраст $\frac{P}{F}$
1961 IX						
02 11 ^h 45 ^m	a9v2c	9 ^s ,7	0,3646+	0,0054	7545,370	0 ^P ,412
12 00	a8v2,5c	9,0	,3750		,380	,420
12 29,5	a8v3c	8,6	,3954		,401	,437
12 54	a8v4c	7,9	,4125		,418	,451
13 29,7	a8v3,5c	8,2	,4373		,443	,472
03 10 03	a9v4c	8,2	,2938+	0,0054	7546,299	,172
04 09 04	a10v3c	9,1	,2528+	0,0053	7547,258	,957
09 47	c3v2,5d	15,2	,2799		,285	,979
09 52,5	c4v2,75d	15,5	,2864		,292	,984
10 00,5	c4v2,5d	15,6	,2920		,297	,989
10 24	c4,5v1,5d	16,4	,3083		,314	,002
10 39	d3,5v7e	21,6	,3243		,330	,016
10 54,5	d4v7,5e	22,1	,3296		,335	,020
11 08,5	d5v7e	22,9	,3392		,344	,027
11 21,5	d5v7e	22,9	,3482		,354	,035
11 35	d4,5v8e	22,2	,3576		,363	,043
11 45	d3v8e	20,9	,3646		,370	,048
11 57	c3v2d	15,5	,3729		,378	,055
12 05,5	c4v3d	15,3	,3788		,384	,060
12 21,5	c3v3,5d	14,7	,3900		,395	,069
12 35	c2,5v3,5d	14,4	,3993		,405	,077
12 50,5	c1,5v4d	13,7	,4100		,415	,085
13 04	c1,5v4d	13,5	,4194		,425	,093
06 09 09	a8v4c	7,9	,2562+	0,0052	7549,262	,596
11 10	a8v5c	7,3	,3403+		,346	,665
11 39	a8v3c	8,6	,3604		,366	,681
13 08	a8v3,5c	8,2	,4222		,427	,731
07 09 20,5	a8v5c	7,3	,2642+	0,0052	7550,269	,420
14 08 58	a8v2c:	9,4:	,2486+	0,0048	7557,253	,134
09 57	a8v4,5c	7,6	,2896		,294	,167
10 35,5	a6v4,5c	6,8	,3164		,321	,189
11 15	a6v4c	7,1	,3438		,349	,212
18 09 45	a8v5,5c	7,0	,2812+	0,0046	7561,286	,433
11 28	a7v4,5c	7,2	,3528		,357	,491
12 09,2	a8v4c	7,9	,3813		,386	,515
13 04	a8v4c	7,9	,4194		,424	,546
27 09 06	a8v4,5c	7,6	,2542+	0,0041	7570,258	,773
30 09 54	a8v4,5c	7,6	,2875+	0,0039	7573,291	,255
1961 X						
02 09 29,5	a9v2,5c	9,3	,2704+	0,0038	7575,274	,877
10 06,5	a8v4c	7,9	,2962		,300	,898
05 08 42	c1,5v3d	13,9	,2375+	0,0035	7578,241	,304
08 51,5	c1v5d	12,8	,2441		,248	,310
09 32,5	a9v1,5c	10,1	,2726		,276	,333
09 54,5	a9v3,5c	8,5	,2878		,291	,345
09 11 15	a8v3c	8,6	,3438+	0,0032	7582,347	,664
10 09 08	a8v3c	8,6	,2556+	0,0032	7583,259	,410
10 47,5	a9v3c	8,9	0,3246		,328	,466

Остается проделать последнюю операцию. Надо расположить все наблюдения в порядке увеличения значений возраста ϕ , разбить их на группы и вычислить средний возраст Φ и средний блеск s в каждой из групп. Результаты записываются в виде таблицы, в которой также указывается количество n усредненных наблюдений (табл. 11).

Таблица 11. Средняя кривая блеска EI Водолея

Возраст ϕ	s	n	Возраст ϕ	s	n	Возраст Φ	s	n
$0^P,005$	16,5	5	$0^P,342$	8,7	3	$0^P,628$	8,6	5
,019	20,9	5	,414	9,3	5	,730	8,0	5
,037	21,6	5	,448	8,1	5	,894	8,1	5
,056	16,2	5	,481	8,5	5	,937	8,1	5
,089	11,7	5	,520	8,3	5	,968	9,7	3
,160	8,1	5	,557	11,5	3	,981	15,1	4
$0,234$	7,4	2	$0,581$	14,1	3	$0,991$	15,7	5

Средние значения наносят на график (рис. 40) и проводят плавную кривую, которая и называется сред-

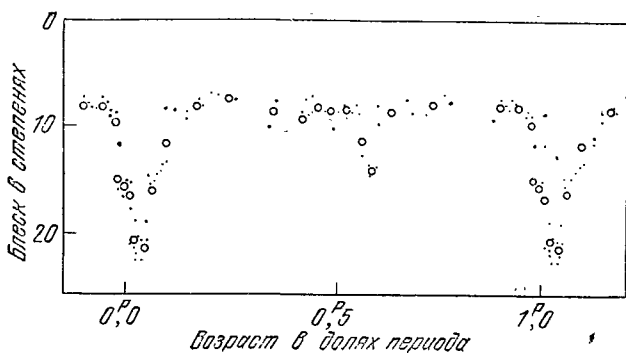


Рис. 40. Приведение к одному периоду и средняя кривая блеска EI Водолея. Точками изображены отдельные наблюдения, кружками — усредненные.

ней кривой блеска. По ней определяют возрасты экстремумов. Умножив их на значение периода P , определяют поправку эфемериды $O - C$ — наблюдаемый минус эфемеридный моменты.

Если мы хотим по найденной из средней кривой поправке эфемериды определить момент экстремума, надо найти то значение номера E , к которому его отнести.

При вычислении возрастов наблюдений были использованы не все эфемеридные моменты, а имеющие определенные номера. Надо вычислить их среднее значение, причем следует учесть то количество наблюдений, возрасты которых вычислялись с данным M_E . Округлив полученное среднее значение до целого, мы получим тот номер \bar{E} , к которому и надо отнести среднюю кривую блеска. Для определения момента экстремума надо прибавить к эфемеридному моменту, соответствующему \bar{E} , найденную поправку эфемериды.

При обработке длительного ряда наблюдений может оказаться, что исходная формула (15) недостаточно точна. Тогда весь ряд наблюдений разбивается на группы, например, по сезонам, и в каждой из них образуется средняя кривая. Эти кривые называются сезонными. Найдя соответствующие значения поправок эфемериды и средних номеров E , можно судить о точности использованной формулы (15) и в случае необходимости ее исправить. После исправления следует заново повторить вычисления возрастов и выводить окончательную среднюю кривую блеска.

§ 39. ИССЛЕДОВАНИЕ КОРОТКОПЕРИОДИЧЕСКИХ ЗВЕЗД. ПОИСК ПЕРИОДА

При построении средней кривой блеска мы предполагали, что формула (15) уже известна. Что же делать, если численные значения входящих в формулу величин еще не найдены?

Хотя эта задача в принципе не отличается от описанной в § 37, для короткопериодической звезды она решается гораздо сложнее. Это мы увидим из следующего примера. Автор исследовал неизученную затменную звезду EI Водолея на основании своих визуальных наблюдений, дополненных фотографическими снимками, полученными в прежние годы в Симензской обсерватории. Визуальные наблюдения приведены в таблице 10.

На рис. 39 изображены индивидуальные кривые блеска, по которым определены два уверенных момента минимума блеска $M_1 = 2\,437\,531,452$ и $M_2 =$

$= 2\,437\,547,348$, а также неточный момент $M_3 = 2\,437\,526,56$.

Найдем разности моментов $M_2 - M_1 = 15^d,894$ и $M_1 - M_3 = 4^d,892$.

Т а б л и ц а 12. Поиск периода EI Водолея

N_2	P	N_1	$P \cdot N_1$	$P \cdot (N_1 + 1)$
1	4,892	3	14,676	19,568
2	2,446	6	14,676	17,122
3	1,631	9	14,679	16,310
4	1,223	13	15,899	—
5	0,9784	16	15,654	16,633

Каждое из этих значений должно быть кратно неизвестной величине периода P , т. е. надо решить два уравнения:

$$15,894 = N_1 \cdot P \quad \text{и} \quad 4,892 = N_2 P$$

с тремя неизвестными. Задача облегчается тем, что N_1 и N_2 — целые числа.

Разделив 4,892 на целые числа $N_2 = 1, 2, 3, 4$ и 5, получаем «гипотетические» значения периода (табл. 12). Умножаем эти значения последовательно на целые

Т а б л и ц а 13. Моменты минимумов блеска EI Водолея

Источник информации	JD Min. hel.	E	$O - C_1$	E	$O - C_2$	$O - C_3$
Симеизские снимки неба	2424412,314	0	0, ^d 000	0	0, ^d 000	+0, ^d 018
	5479,347	873	-0,297	873	-0,061	-0,034
	5495,288	886	-0,250	886	-0,010	+0,016
	5528,258	913	-0,290	913	-0,043	-0,016
	8041,41:	2969	-0,803	2969	-0,002:	+0,046:
	30224,461	—	—	4755	-0,032	+0,033
Визуальные наблюдения	0251,306	—	—	4777	-0,078	-0,013
	7531,452	—	—	10 733	-0,130	-0,006
	7547,346	—	—	10 746	-0,126	-0,002

числа N_1 и подыскиваем кратности, подходящие к значению $15^d,894$. Они указаны в последних двух столбцах таблицы. Нетрудно видеть, что подходят $N_2 = 4$, $N_1 = 13$. Следовательно $P = 15^d,894 : 13 = 1^d,2226$.

В таблице 13 приведены все исходные данные. В нее включены два точных момента минимума из

визуальных наблюдений и приближенные моменты ослаблений блеска, отмеченные на симеизских снимках. Используя эти данные, пужно было найти уточненное значение периода. Трудность решения задачи состоит в том, что с момента последнего, замеченного на снимках ослабления блеска до начала визуальных наблюдений прошло более семи тысяч суток, а известное нам значение периода слишком приближенное. Нетрудно подсчитать, что при его ошибке в 0,000 1 суток за это время поправка эфемериды может достигнуть 0,6 суток, т. е. половины периода. При решении подобных задач совершенно необходимо установить истинный номер E , что часто не так легко.

Итак, создавая приближенную формулу вида (15), мы выбираем начальный момент M_0 в том интервале времени, где моменты минимума наиболее часты. Будем исходить из формулы

$$JD \text{ Min. hel.} = 2\,424\,412,314 + 1,222\,6 \cdot E.$$

По ней вычислены эфемеридные моменты минимумов C_1 и остатки « $O - C_1$ » (см. четвертый столбец табл. 13).

Мы видим, что абсолютные значения $O - C_1$ систематически возрастают с помером E ; следовательно, период требует исправления и, так как $O - C_1$ отрицательные, его надо уменьшить. За 2969 периодов поправка эфемериды достигла $-0,803$ суток; поделив поправку на число периодов, получим поправку периода, равную $-0^d,000\,27$. Таким образом, улучшенное значение периода равно $1^d,222\,33$, и новая формула принимает вид

$$JD \text{ Min. hel.} = 2\,424\,412,314 + 1,222\,33 \cdot E. \quad (27)$$

По ней вычислены $O - C_2$, которые также обладают систематическим ходом, но меньшим.

Теперь можно приступить к улучшению формулы по способу наименьших квадратов. Образует условные уравнения вида $m + E \cdot p = (O - C_2)$:

$$m + 0 \cdot p = 0,000,$$

$$m + 873 \cdot p = -0,061,$$

$$m + 886 \cdot p = -0,010,$$

$$\begin{aligned}
m + 913 \cdot p &= -0,043, \\
m + 4755 \cdot p &= -0,032, \\
m + 4777 \cdot p &= -0,078, \\
m + 10733 \cdot p &= -0,130, \\
m + 10746 \cdot p &= -0,126.
\end{aligned}$$

Здесь нет уравнения, соответствующего $E = 2969$, так как этот момент определен недостаточно точно.

Составив нормальные уравнения и решив их, получаем

$$m = -0^d,018, \quad p = -0^d,0000019.$$

Придав эти поправки к числам, входящим в формулу (27), находим

$$\text{JD Min. hel.} = 2\,424\,412,296 + 1,222\,328\,1 \cdot E.$$

Относительно этой формулы вычислены остатки $O - C_3$, приведенные в последнем столбце таблицы. Для окончательной проверки формулы надо построить среднюю кривую блеска.

§ 40. УСКОРЕННОЕ ВЫЧИСЛЕНИЕ ВОЗРАСТОВ

В § 38 мы видели, что для вычисления относительных возрастов наблюдений $\bar{\varphi}$ приходится выполнять ряд трудоемких вычислений. Они существенно облегчаются, если в распоряжении исследователя есть арифмометр или пная клавишная счетная машина.

Для вычисления относительного возраста $\bar{\varphi}$ используется очевидная формула

$$\bar{\varphi} = \frac{\varphi}{P} = \frac{t - (M_0 + PE)}{P} = \frac{t - M_0}{P} - E.$$

Следуя этой формуле, надо найти разность $t - M_0$ и разделить ее на период, а затем отбросить целую часть E . Эту операцию можно упростить, заменив деление на P умножением на величину $\frac{1}{P}$, т. е.

$$\bar{\varphi} = (t - M_0) \cdot \frac{1}{P} - E.$$

Так, например, в случае EI Водолея, у которой исходная формула имеет вид (27), период равен 1,222 315,

величина

$$\frac{1}{P} = 0,818\ 119\ 715$$

и формула для вычисления $\bar{\varphi}$ принимает вид

$$\bar{\varphi} = (t - 2\ 424\ 412,314) \cdot 0,818\ 119\ 715 - E.$$

Устройство арифмометра таково, что у него есть три главные детали: клавиатура умножаемых чисел, счетчик оборотов и окна ответов, на которых можно прочесть результат умножения.

Необходимые вычисления распадаются на три этапа, связанные друг с другом.

Оставив на клавиатуре умножаемых чисел нули, мы поворачиваем ручку арифмометра столько раз, чтобы на счетчике оборотов стояло M_0 , т. е. в нашем случае 2 424 412,314; весьма возможно, что все это число не войдет в счетчик оборотов: не хватит в нем цифр-разрядов. Тогда можно откинуть первые две цифры 24 так, чтобы было набрано 24 412,314.

Второй этап состоит в следующем. Ничего не трогая на счетчике оборотов, набираем на клавиатуре умножаемых чисел $\frac{1}{P}$. Таким образом, на арифмометре будут стоять числа:

Счетчик оборотов	Клавиатура умножае-
24 412,314	мых
	818 119 715
	Окно ответов
	000 000 000 000 000

Второй этап закончен, и теперь начинается процесс вычисления возрастов. Он состоит в следующем. Вращая ручку арифмометра, мы набираем в счетчике оборотов нужный нам юлианский день и его десятичную долю. Тем самым мы добавляем к начальному моменту M_0 необходимую разность $t - M_0$ и при этом умножаем эту разность на $\frac{1}{P}$. Остается только отбросить целое число E . Для этого полезно подсчитать количество разрядов в произведении. На счетчике оборотов — три значащие цифры за запятой. На клавиатуре умножаемых чисел — девять знаков; следовательно, в произведении 12 знаков за запятой. Отсчитываем 12 разрядов справа налево и ставим здесь запятую.

Слева будет целая часть, а справа — дробная, из которой нам пужны только три (иногда четыре) первых после запятой разряда. Это и есть φ . Приводим пример. После перебора счетчика оборотов до пужного юлианского дня, скажем, 2 437 526,404, получилось

Счетчик оборотов	Клавиатура умножае-
37 526,404	мых
	818 119 715
	Окно ответов
	...8,895 573 284 350

Установив запятую (отделив справа 12 цифр) и округлив, находим $\varphi = 0,896$. Первую цифру 8 отбрасываем.

§ 41. ИЗМЕНЕНИЕ ПЕРИОДОВ И ЭФФЕКТ БЛАЖКО

Эволюционные изменения переменной звезды, затменной или пульсирующей, должны сопровождаться изменением ее периода. Поэтому нестабильность ритмов колебаний блеска давно привлекает внимание исследователей.

Как мы уже говорили, об изменении периодов судят по диаграммам $O - C$.

Периоды могут испытывать скачкообразные изменения, когда после более или менее длительной реализации одного значения периода P_1 начинается новый интервал, в течение которого действует другой период P_2 , близкий к P_1 . Тогда диаграмма $O - C$ состоит из двух прямолинейных отрезков. Если период увеличился, то правая прямая поднимается на диаграмме вверх (см рис. 22), а если он уменьшился, то опускается вниз пропорционально времени.

Период может изменяться плавно, все время; тогда диаграмма $O - C$ имеет вид плавной кривой линии. Особо выделяется тот случай, когда период растет пропорционально времени, т. е. может быть выражен формулой $P = P_0 + aE$. Подставляя его значение в формулу (15), находим

$$M = M_0 + P \cdot E = M_0 + (P_0 + aE) \cdot E = M_0 + P_0 \cdot E + a \cdot E^2.$$

Это «параболическая» формула, которую в некоторых случаях используют для описания диаграммы $O - C$. Тогда формула поправок принимает вид

$$O - C = m + E \cdot p + \Delta a \cdot E^2,$$

где m , p и Δa — поправки к M_0 , P_0 и a .

Решив эти уравнения относительно неизвестных m , p и Δa по способу наименьших квадратов, прибавляют их к начальным значениям M_0 , P_0 и a , с которыми была вычислена эфемерида, и получают окончательный вид этой формулы.

Эта формула накладывает очень жесткие требования и далеко не всегда по ней можно предсказывать дальнейшие эфемеридные моменты.

В тех случаях, когда график $O - C$ имеет вид синусоиды, пытаются описать его формулой с периодическим членом, например,

$$M = M_0 + P \cdot E + A \sin \left[\left(\frac{360^\circ}{\Pi} \right) \cdot E + \psi \right],$$

где A — полуамплитуда $O - C$, Π — период, выраженный в единицах помера E , а ψ — фаза колебания.

Неоднократно описывали такими формулами диаграммы $O - C$ мирид. Однако хорошо представляя уже

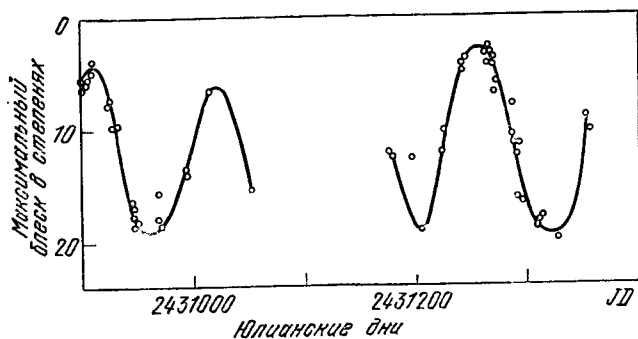


Рис. 41. Медленные изменения максимального блеска RZ Лирь под влиянием эффекта Блажко (ср. рис. 23).

наблюденные моменты максимумов, они оказывались несостоятельными для предвычисления последующих.

Только в тех случаях, когда периодический ход $O - C$ удерживается на протяжении многих циклов их колебаний, можно утверждать, что период изменяется периодически. К числу таких явлений принадлежит эффект, открытый в начале нашего столетия профессором С. Н. Блажко. Он состоит в том, что остатки $O - C$ и высота максимума блеска (форма кривой) изменяются периодически. На рис. 41 изображен график

изменения высоты максимума звезды RZ Лиры, принадлежащей к звездам типа RR Лиры. На нем видны периодические колебания высоты максимума блеска, происходящие с периодом, равным 116 суткам, период же основного колебания блеска равен $0^d,511\ 248\ 5$. Две «предельные» формы кривых блеска RZ Лиры изображены на рис. 23.

Весьма вероятно, что эти изменения вызваны интерференцией двух радиальных пульсаций, имеющих различные, но близкие периоды. Когда оба слагающих колебания находятся в одной фазе, амплитуда колебаний усиливается. Если они находятся в противофазе, амплитуда уменьшается и достигает наименьшего значения.

§ 42. ОРГАНИЗАЦИЯ НАБЛЮДЕНИЙ

Прежде чем начать наблюдения, к ним надо хорошо подготовиться. При составлении программы наблюдений нам помогут табл. V (с. 151), VII (с. 155) и VIII (с. 156) в Приложениях. В них приведена необходимая информация о переменных звездах.

Начинающий любитель легче всего приобретет необходимые навыки, наблюдая яркие звезды невооруженным глазом или в театральные бинокль. Список ярких переменных звезд помещен в табл. V. В ней указаны названия звезд, звездные величины в максимуме (M) и минимуме (m) блеска, сведения о характере переменности (тип звезды) и элементы переменности — формула для вычисления эфемериды. Указан также и спектральный класс.

В таблице VI приведены звездные величины звезд сравнения в лучах V и визуальные $m_{\text{виз.}}$. Кроме того, указаны показатели цвета $B - V$ и $U - B$, а также спектральные классы.

Прежде всего надо найти переменную звезду и ее звезды сравнения на звездной карте. При наблюдениях ярких звезд, видимых невооруженным глазом, нужны атласы. Хороши «Звездный атлас» К. Д. Покровского, «Звездный атлас» Мессера, «Карманный звездный атлас» Г. Г. Ленгауэра. Однако их нелегко достать, они стали библиографической редкостью. Более доступен «Атлас звездного неба до $5^m,75$ » А. А. Михайлова.

При наблюдениях более слабых звезд, списки которых приведены в табл. VII, VIII, можно использовать

«Атлас северного звездного неба» А. А. Михайлова, содержащий изображения звезд до $7^m,5$, или «Звездный атлас, содержащий для обоих полушарий все звезды до $8^m,25$ величины, с обозначением переменных и двойных звезд, звездных скоплений и туманностей», составленный также А. А. Михайловым.

Еще более подробный атлас, необходимый при исследовании слабых переменных звезд,— «Боннское обозрение»,— содержит 40 карт северного полушария и 24 карты той части южного, у которой склонение лежит в пределах от 0° до -23° . В нем изображены звезды более яркие, чем 10^m . Атлас сопровождается четырехтомным каталогом, в котором приведены приближенные координаты звезд, их примерные звездные величины и обозначения.

В случае необходимости можно обратиться в одну из обсерваторий с просьбой приготовить копию карты нужного участка неба.

В таблицах VII и VIII приведены экваториальные координаты переменных звезд. При нанесении переменной звезды на звездную карту надо обращать внимание на эпоху, к которой относятся прямое восхождение и склонение переменной звезды. В случае необходимости надо учесть прецессию.

Большую помощь при наблюдениях оказывают карты окрестностей переменных звезд. В конце книги даны карты окрестностей этих звезд с указанием визуальных звездных величин их звезд сравнения.

При наблюдении медленно изменяющихся звезд, таких как мириды, полуправильные и неправильные переменные и даже цефеиды, достаточно выполнить одно наблюдение в ночь. Если же наблюдается затменная переменная или звезда типа RR Лиры, необходимо наблюдать часто, через каждые 10—15 минут, чтобы построить затем индивидуальную кривую блеска. Для этого при подготовке к наблюдениям надо вычислить эфемериду, пользуясь приведенными в табл. V, VII и VIII формулами.

Эфемериды ряда переменных приводятся в справочных изданиях, в Астрономическом календаре Всесоюзного астрономо-геодезического общества (М.: Наука), в Школьном астрономическом календаре (М.: Просвещение) и в Кратком астрономическом календаре (Ки-ев.: Наукова думка).

Приступая к визуальным наблюдениям, надо прежде всего быстро найти нужную область неба и отождествить окрестности переменной звезды. Отыскивая эту область неба, приходится подсвечивать карту окрестности фонариком. Его свет должен быть предельно ослаблен, чтобы не раздражать глаз. Однако для такого ослабления нельзя пользоваться цветным стеклом, особенно красным. Окраска скажется на наблюдениях, особенно красных переменных звезд и может внести большие ошибки. Таким же фонариком придется пользоваться и при записи наблюдений.

После приобретения некоторого опыта наблюдатель захочет изучать несколько объектов, один за другим. Поэтому особое внимание надо уделить рациональному ведению журнала наблюдений. Чтобы не терять в почное время темпа наблюдений, лучше всего записывать наблюдения подряд, указывая их моменты, названия звезд, оценку блеска и, если нужно, делая примечания. На следующий день необходимо расписать полученные наблюдения по отдельным звездам, с тем чтобы впоследствии их было легче обрабатывать. Хорошо это делать на левой странице тетради, оставляя правую часть для выполнения обработки. Само собой разумеется, что начинается такая запись с изображения карты звезд сравнения и указания их звездных величин (если они известны).

Все это относится, конечно, к визуальным наблюдениям. Что касается фотографических наблюдений, то их технология проще, так как сводится к фотографированию области неба, где находится переменная звезда.

Роль наблюдателя сводится к подбору подходящей достаточно яркой звезды гидирования, расположенной поблизости от изучаемой переменной звезды. Затем он отыскивает эту звезду, наводит на нее астрограф, приводит с помощью тонких движений на крест нитей, помещенный в центре поля зрения гида, открывает затвор камеры и удерживает звезду на кресте нитей во время более или менее длительной экспозиции. В журнале наблюдений с желаемой точностью записываются моменты начала и конца экспозиции.

После получения снимка следуют процессы проявления, фиксирования, отмывки и сушки, которые будем считать любителю известными.

После накопления достаточного количества фотографий можно начать наблюдения переменной звезды. Для этого находят ее положение на карте, отождествляют карту со снимком, подбирают удобные звезды сравнения и оценивают почерчения их изображений по одному из описанных выше способов, лучше всего по способу Нейланда — Блажко. Дальнейшая обработка не отличается от обработки визуальных наблюдений.

Теперь необходимо сделать некоторые дополнительные замечания. Для того чтобы ряд наблюдений был однородным, нужно при получении снимков использовать фотоматериалы одного сорта эмульсии. Необходимо также использовать возможно более чувствительные материалы. Обычные фотопластинки имеют малую чувствительность. Астрономы-профессионалы используют для звездных снимков пластинки, изготовленные по специальному заказу, которые любителю недоступны. Поэтому ему рекомендуется использовать фотопленки, которые обладают более высокой чувствительностью и более доступны. Однако приходится получать снимки через прижимное стекло, помещенное в кассете перед пленкой.

Полные списки переменных звезд можно найти в Общем каталоге переменных звезд (ОКПЗ), который по поручению Международного астрономического союза составляет и обновляет большой коллектив московских астрономов.

Как обозначаются переменные звезды? У ярких переменных звезд, которые до открытия их переменности уже имели обозначения, как например, α Ориона, μ Цефея, β Лиры и т. д., эти обозначения сохранены.

Вновь открытые в каждом созвездии переменные стали обозначать буквами латинского алфавита в следующем порядке: R, S, T, U, V, W, X, Y, Z с указанием созвездия (R Лиры, T Цефея и т. д.).

Когда эти девять букв были исчерпаны, пошли в ход двухбуквенные комбинации, сначала с RR по ZZ, а затем с AA по QZ (табл. 14). Но в некоторых созвездиях, особенно в областях Млечного Пути, было открыто так много переменных звезд, что и эти комбинации, числом 334, были исчерпаны.

Поэтому, начиная с номера 335, ввели порядковую нумерацию с буквой V перед числом, например, V 335 Лебедя, V 335 Стрелы и т. д.

Вновь открытые, но еще не изученные звезды получают предварительные обозначения. Открытые в СССР переменные звезды обозначаются символом СПЗ (советская переменная звезда) и текущим номером. Так, например, звезда СПЗ 957 впоследствии получила название АН Жирафа. Открытые в Гарвардской обсерватории (США) звезды обозначаются HV, в Зоннебергской обсерватории (ГДР) — S и т. п.

Систематизируя информацию о переменных звездах (теперь это требует огромного труда), московские астрономы составили каталоги звезд, заподозренных в переменности (КЗП — каталог заподозренных переменных). Вышло два таких каталога. В свое время они оказали неоценимую помощь исследователям переменных звезд. Теперь данные каталогов до некоторой степени устарели, и создается новый общий каталог звезд, заподозренных в переменности, в котором будут учтены все изменения.

§ 43. РЕКОМЕНДАЦИИ НАБЛЮДАТЕЛЯМ

Наблюдения переменных звезд имеют научную ценность при условии, если они проводятся систематически. Выбор программы наблюдений определяется многими факторами, прежде всего инструментальной вооруженностью наблюдателя. Многое также зависит от того, сколько времени наблюдатель может посвящать наблюдениям.

Если любитель астрономии не имеет никаких инструментов, ему можно рекомендовать проводить наблюдения ярких переменных звезд невооруженным глазом. Таких объектов немного. К ним принадлежат неправильные переменные звезды μ Цефея, ρ Персея, α Орiona, Мира Кита вблизи максимума ее блеска, яркие новые звезды вблизи максимума и на нисходящей ветви кривой блеска. Основная цель этих наблюдений состоит в построении кривой изменения блеска, а так как неправильные звезды изменяют свой блеск медленно, то ряд наблюдений должен охватывать несколько лет. Ценность таких наблюдений состоит еще и в том, что эти звезды (за исключением новых), как правило, не являются объектами профессиональных фотометрических наблюдений, и их поведение остается неизвестным.

Полезно включить в программу наблюдений яркие цефеиды: δ Цефея, ζ Близнецов и η Орла. Из наблюдений, полученных в течение сезона, можно построить среднюю кривую блеска и определить моменты экстремумов. То же самое рекомендуется и для затменной звезды β Лиры. Регулярное наблюдение этих звезд представляет научную ценность, так как их периоды переменны, и определение моментов экстремумов нужно для изучения изменчивости ритмов колебаний блеска со временем. Наблюдения всех этих звезд должны проводиться один-два раза в ночь. Следовательно, они доступны и тем наблюдателям, которые могут отдавать этому занятию немного времени.

Программа наблюдений значительно расширится, если у наблюдателя есть хотя бы бинокль. Тогда можно включить в нее очень интересную неправильную звезду ζ Кассиопеи, которую относят к типу R Северной Короны, ряд звезд типа Миры Кита вблизи их максимума, несколько звезд типа Алголя и две звезды типа RR Лиры — саму RR Лиры и VZ Рака. Период изменения блеска RR Лиры равен $P = 0^d,5668$, а восходящая ветвь кривой блеска длится 1—2 часа; в это время наблюдения надо производить чаще. У нее наблюдается эффект Блажко, имеющий период $\Pi = 40^d,812$. Очень интересно и важно проследить за изменением формы кривой блеска, вызванное эффектом Блажко. У VZ Рака основной период $P = 0^d,178$, так что она изменяется гораздо быстрее, чем RR Лиры. Период же эффекта Блажко у нее равен $\Pi = 0^d,716\ 292$.

Любитель может принести большую пользу науке о переменных звездах телескопическими наблюдениями звезд типа RR Лиры, ввиду изменчивости их периодов и наличия у некоторых из них эффекта Блажко, частично еще недостаточно изученного. Звезд такого типа довольно много; за ними надо регулярно следить, но эти наблюдения требуют телескопа с диаметром объектива не меньше 150 мм. Список этих звезд и карты окрестностей можно запросить в Одесской Астрономической обсерватории (270014, Одесса, 14, парк Шевченко).

Однако вернемся к затменным звездам.

Наиболее яркой из затменных звезд является Алголь. Его можно наблюдать и невооруженным глазом. Хотя эта звезда как будто хорошо исследована, новые

наблюдения представляют большую научную ценность, помимо тренировочной. Надо только иметь в виду, что разрозненные, не систематические наблюдения научной ценности не имеют.

Готовясь к наблюдениям, надо примерно знать, когда должен наступить минимум блеска, т. е. располагать эфемеридой, вычисленной по элементам, приведенным в табл. V. При этом заранее знать точный эфемеридный момент минимума не нужно, и даже вредно, так как у наблюдателя может возникнуть ошибка предвзятого мнения. Во время наблюдений он будет, часто подсознательно, «вести» звезду согласно эфемериде, чем исказит результаты наблюдений. Надо записывать то, что видишь.

Начинать наблюдения надо за 3—4 часа до эфемеридного момента времени, а заканчивать через 3—4 часа после него. Рекомендуется наблюдать через 10—15 минут. Если по условиям видимости звезды пронаблюдать в течение одной ночи весь минимум полностью нельзя, т. е. если он должен произойти или вечером, или под утро, браковать такой минимум не надо. Можно будет при обработке наблюдений построить единую среднюю кривую блеска, как это описано в § 38.

Необходимость регулярных наблюдений Алголя объясняется следующим весьма важным обстоятельством. Недавно было обнаружено радиоизлучение Алголя, свидетельствующее о существовании у этой звездной системы короны, подобной солнечной, но гораздо более мощной. Поэтому иногда происходят чрезвычайно сильные вспышки его радиоизлучения. Радиоастрономы предполагают, что мощные вспышки могут отразиться на изменении орбитального периода звезды. Совсем недавно наблюдалась особенно сильная вспышка через 3—4 года; возможное изменение периода должно быть обнаружено из графика остатков $O - C$ (рис. 12, стр. 40). Не является ли замеченное в 1840 г. скачкообразное изменение его периода результатом такого усиления его радиоизлучения?

Таким образом, радионаблюдения привели к открытию мощных корон хотя бы у некоторых из затменнодвойных систем. А нет ли на дисках этих звезд и пятен, правда, гораздо более мощных, чем у Солнца?

«Звездные пятна» могут быть обнаружены по отклонениям формы кривой блеска от гладкой, «нормаль-

ной», как во время затмения, так и в максимальной части кривой блеска. Действительно, такое явление было обнаружено у нескольких затменно-двойных систем. Его впервые заметили у переменной звезды YY Близнецов — слабого спутника кратной звездной системы Кастора (α Близнецов).

Кастор — один из самых красивых объектов для телескопических наблюдений при знакомстве со звездным небом. Применяв достаточное увеличение, мы увидим две компоненты — Кастор А и Кастор В, обе спектрального класса А, разделенных, примерно, на $1''$,5. Это — двойная система, совершающая вокруг ее центра тяжести полный оборот за 420 лет. Каждая из компонент в свою очередь спектрально-двойная. Недалеко от них, на расстоянии $6''$ находится слабый спутник примерно 9-й величины, Кастор С, входящий также в эту шестикратную звездную систему. Это и есть удивительная звездная пара затменно-двойная переменная YY Близнецов. Она обладает рядом исключительных свойств. Состоит она из двух почти идентичных компонент — красных карликов спектральных классов М1е, массы которых почти равны 0,6 массы Солнца, а светимости около 0,5. Период орбитального обращения равен $0^d,8143$, затмения полные. Вот у этой звездной пары и были обнаружены в кривой блеска неправильности, которые можно было объяснить только «запятнностью» дисков компонент.

На некоторые особенности этой звездной пары обращает внимание наличие в их спектрах ярких эмиссионных спектральных линий. Это говорит о бурных движениях в их оболочках, что также подтверждается тем, что у всей этой системы отмечены внезапные вспышки излучения, так что она не только затменно-двойная звезда, но и вспыхивающая звезда типа UV Кита!

Мы не можем рекомендовать эту интересную звезду для любительских наблюдений, так как мешает свет близких соседей — Касторов А и В. Однако увидеть Кастор С в телескоп нетрудно, но оценить его блеск с достаточной точностью не удастся. Его изучали, производя фотоэлектрические измерения блеска.

В последнее время были обнаружены также затменно-двойные, имеющие в кривых блеска неправильности, которые могут быть объяснены только запятн-

постью дисков. Эти звезды названы звездами типа RS Гончих Псов. У этой звезды наблюдается нечто вроде «третичного» небольшого минимума блеска, который прогрессивно, с очень большим циклом, регулярно смещается во времени.

Эта переменная звезда изменяет блеск в пределах от $8^m,4$ до $9^m,9$, так что она доступна для наблюдений уже в небольшой телескоп. Моменты минимумов ее блеска связаны формулой

$$\text{Min. hel. JD} = 2\,425\,249,028 + 4,797\,871 \cdot E,$$

по которой можно вычислить эфемериду.

Минимум длится 12^a40^m . В середине первичного минимума происходит полное затмение, когда блеск звезды остается постоянным около 4 часов (ср. с U Цефея, рис. 7, стр. 29). Примерно через 2^d43 после главного минимума происходит вторичный, когда блеск системы понижается на $0^m,15$. Кроме того, наблюдается и «третичный» минимум, могущий происходить при иных возрастах.

Период звезды изменяется циклически, с циклом около 42 лет. Амплитуда $O - C$ может достигать двух часов.

Физические характеристики системы таковы: яркая компонента спектрального класса F4 имеет радиус, равный $1,75R_{\odot}$, спутник — субгигант, спектрального класса K0. Его радиус равен $4,2R_{\odot}$. Массы компонент таковы: яркой $1,34$, а спутника $1,40$ масс Солнца. Существуют подозрения, что обе компоненты изменяют свои размеры вследствие физической переменности.

Вторая звезда такого же типа AR Ящерицы. Ее блеск изменяется в пределах от $6^m,2$ до $7^m,0$ в главном минимуме и $6^m,5$ — во вторичном. Моменты минимумов могут быть вычислены по формуле:

$$\text{Min. hel. JD} = 2\,425\,624,378 + 1,983\,216 \cdot E.$$

Элементы системы таковы. Яркая компонента — субгигант спектрального класса G5, слабая — субгигант спектрального класса K2. Радиусы — яркой компоненты $1,75R_{\odot}$, слабой — $3,0R_{\odot}$. Массы $1,37$ и $1,36$ солнечной. Есть основания думать, что и у этой звезды обе компоненты — физические переменные звезды.

Затмосферные наблюдения, произведенные с орбитальных обсерваторий, показали, что обе эти звезды —

RS Гончих Псов и AR Ящерицы — источники мягких рентгеновских лучей.

Обе эти звезды могут быть рекомендованы для наблюдений тем любителям, которые уже приобрели достаточный опыт. Вот почему они не были включены в табл. VII. Приводим здесь их координаты для эпохи 1900 и данные о годичном изменении координат под влиянием прецессии $\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$:

	α	δ	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$
RS Гончих Псов	$13^{\text{h}}05^{\text{m}}59^{\text{s}}$	$+36^{\circ}28',0$	$+2^{\text{s}},79$	$-0',320$
AR Ящерицы	$22\ 04\ 38$	$+45\ 15,1$	$+2,42$	$+0,293$

Данные о звездных величинах звезд сравнения можно взять из табл. 57 (стр. 529), а карты окрестностей найти на стр. 531 и 534 «Справочника любителя астрономии» П. Г. Куликовского (изд. «Наука», 1971).

При наличии телескопа можно рекомендовать включить в программу вспыхивающую звезду UV Кита. Правда, эти наблюдения очень трудны, так как надо неотрывно следить за переменной звездой, причем глаз быстро устает. Поэтому такие наблюдения рекомендуется производить коллективно, не менее чем трем наблюдателям. Получается своего рода «карусель». Один наблюдатель оценивает блеск звезды, второй в это время записывает свое наблюдение — оценку блеска и момент с точностью до десятой доли минуты, не сообщая результатов своих наблюдений остальным. Третий — отдыхает, чтобы сменить первого. Такая практика была однажды применена в Одесской обсерватории и была успешной. Кратковременная вспышка не была пропущена и момент максимума был надежно определен и в точности совпал с моментом радиовспышки, наблюдавшейся в Англии на обсерватории Джодрелл Бэнк. Надо еще заметить, что тот из наблюдателей, кому «повезет» и он увидит вспышку, не должен быть эгоистом — он должен сразу же уступить место следующему наблюдателю.

ДОПОЛНЕНИЯ

Дополнение 1 СПОСОБ НАИМЕНЬШИХ КВАДРАТОВ

При обработке наблюдений приходится решать системы «нестрогих», так называемых условных уравнений вида

$$a_i x + b_i y = l_i \quad (i = 1, 2, 3, \dots, n)$$

или

$$a_i x + b_i y + c_i z = l_i, \quad (28)$$

в которых число уравнений превышает число неизвестных.

Надо найти такие значения неизвестных x , y (x , y и z), которые наилучшим образом удовлетворяют совокупности уравнений. Так как наблюдения, использованные для составления этих уравнений, содержат неизбежные погрешности, то каждое уравнение является нестрогим. Обозначив эту погрешность уравнения через v_i , можно написать уравнение (28) в виде

$$a_i x + b_i y + c_i z - l_i = v_i.$$

В способе наименьших квадратов предполагается, что наилучшими или наиболее вероятными значениями неизвестных будут такие, которые придадут сумме квадратов $\sum v_i^2$ наименьшее значение. Этот способ описан во многих книгах; его элементарное обоснование подробно изложено в книге автора «Что и как наблюдать на небе» (М.: Наука.— 5-е изд., 1979, с. 279). Не вдаваясь в подробности, укажем, как пользоваться этим способом на практике.

Из совокупности условных уравнений составляются нормальные уравнения, число которых равно числу неизвестных (при двух неизвестных необходимы два нормальных уравнения, а при трех неизвестных — три и т. д.). Чтобы получить первое нормальное уравнение, умножают каждое из условных уравнений на свой коэффициент a_i при первой неизвестной и суммируют все результаты умножений. Затем ум-

умножают каждое условное уравнение на свой коэффициент b_i , при втором неизвестном и тоже суммируют все результаты. Так получается второе нормальное уравнение. Если неизвестных три, то умножают каждое условное уравнение на свой коэффициент c_i при третьем неизвестном и суммируют результаты. Так получается третье нормальное уравнение.

Применяются следующие обозначения:

сумма произведений a_i на a_i , т. е. $\sum a_i^2$ обозначается $[aa]$;

сумма произведений a_i на b_i , т. е. $\sum a_i b_i$, обозначается $[ab]$ и т. д.

Таким образом, при двух неизвестных имеем два нормальных уравнения

$$[aa]x + [ab]y = [al],$$

и

$$[ab]x + [bb]y = [bl],$$

а при трех неизвестных — три нормальных уравнения

$$[aa]x + [ab]y + [ac]z = [al],$$

$$[ab]x + [bb]y + [bc]z = [bl]$$

и

$$[ac]x + [bc]y + [cc]z = [cl].$$

Эти уравнения решают обычными приемами элементарной алгебры. После подстановки найденных вероятнейших значений неизвестных в условные уравнения находят остатки v_i , характеризующие точность исходных данных наблюдений.

Численные примеры применения способа наименьших квадратов приведены в §§ 32 и 37.

Дополнение 2

ПРИВЕДЕНИЕ МОМЕНТОВ ВРЕМЕНИ К ЦЕНТРУ СОЛНЦА

Некоторые переменные звезды меняют свой блеск столь быстро, что нужно отмечать момент наблюдения с точностью до минуты. В таком случае необходимо вводить в моменты поправку, называемую приведением к центру Солнца. Эта необходимость вызывается тем, что при годовом обращении Земли вокруг Солнца расстояние звезды от Земли, с которой проводятся наблюдения, немного изменяется, но не более, чем на удвоенное расстояние Земли от Солнца, т. е. на $2a_0 = 2 \times 149,6 \cdot 10^6 \text{ км} = 299,2 \cdot 10^6 \text{ км}$. Но скорость света $c = 299,8 \times 10^3 \text{ км/с}$, и поэтому расстояние $2a_0$ свет пройдет за интервал времени

$$2\Delta_0 = \frac{2a_0}{c} = \frac{299,2 \cdot 10^6 \text{ км}}{299,8 \cdot 10^3 \text{ км/с}} = 998 \text{ с} = 16^{\text{м}}38^{\text{с}} = 16^{\text{м}},633.$$

Таким образом, если этого не учитывать, то при наблюдениях одной и той же звезды, разделенных промежутком в полгода, ошибка в моментах времени может достигь $16^{\text{м}}, 633$, в то время как требуемая точность должна быть не меньше 1 мин. Чтобы избежать такой ошибки, условились все моменты времени наблюдений приводить к центру Солнца, т. е. вычислять их для наблюдателя, как бы находящегося в этом центре.

Поправка приведения к центру Солнца зависит не только от положения Земли на ее орбите, но от положения звезды относительно плоскости земной орбиты. Изобразим на чертеже (рис. 42) земную орбиту $N'MN$, Солнце S в ее центре (небольшой эллиптичностью земной орбиты можно пренебречь) и направление SQ от него

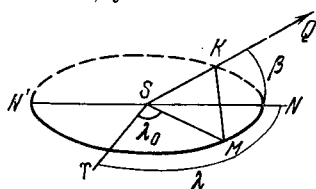


Рис. 42. К выводу формулы для приведения к центру Солнца.

па звезду Q . Пусть в некоторый момент времени Земля занимает на своей орбите положение M , так что расстояние $SM = a_0 = 149,6 \cdot 10^6$ км. Это положение определяется угловым расстоянием $\lambda_0 = \angle \gamma M$ от точки весеннего равноденствия γ , отсчитываемым в направлении движения Земли и называемым гелиоцентрической долготой Земли. Положение звезды Q на небе относительно плоскости земной орбиты ($N'MN$) определяется двумя координатами — эклиптической долготой $\lambda = \angle \gamma SN = \widehat{\gamma N}$ и эклиптической широтой $\beta = \angle NSQ$. Опустим из положения Земли M на направление SQ перпендикуляр MK , который отметит отрезок SK . При движении Земли вокруг Солнца длина отрезка SK меняется, и поэтому в разные дни года свет проходит этот отрезок за несколько различающиеся интервалы времени. При перемещении Земли в положение N длина отрезка SK достигает наибольшего значения $SK' = a_0 \cos \beta$. При любом ином положении Земли, например, в точке M , длина отрезка $SK = a_0 \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_0)$, что следует из раздела математики называемого сферической тригонометрией. Следовательно, искомая поправка приведения к Солнцу

$$\Delta = \frac{a_0}{c} \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_0),$$

а так как

$$\frac{a_0}{c} = \frac{16^M, 633}{2} = 8^M, 317,$$

то

$$\Delta = 8^M, 317 \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_0) \quad (29)$$

и получается в минутах времени.

Значения гелиоцентрической долготы Земли λ_0 для разных дней года публикуются в Астрономическом календаре-ежегоднике Всесоюзного астрономо-геодезического общества. В Астрономическом ежегоднике СССР, издаваемом Институтом теоретической астрономии Академии наук СССР, публикуются ежедневные значения геоцентрической долготы Солнца λ_{\odot} , также отсчитываемой от точки весеннего равноденствия γ по наблюдениям с Земли. Так как положения Земли и Солнца в пространстве всегда диаметрально противоположны, то

$$\lambda_{\odot} = 180^\circ + \lambda_0,$$

и поэтому в минутах

$$\Delta = - 8^M, 317 \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_{\odot}). \quad (30)$$

Чтобы выразить Δ в долях суток, следует $8^m,317$ заменить на $0^d,00578$.

Следовательно, если из наблюдений короткопериодической переменной звезды определен момент T_0 , то приведенный к центру Солнца момент, называемый гелиоцентрическим моментом, будет

$$T_{\text{hel}} = T_0 + \Delta,$$

где, в зависимости от использования λ_0 или λ_{\odot} , значение поправки Δ (в минутах или долях суток) определяется соответственно по формуле (29) или (30). Гелиоцентрические моменты, как уже указывалось, обозначаются индексом «hel».

В формулы (29) и (30) входят эклиптические координаты λ и β звезды, которые вычисляются по их экваториальным координатам — прямому восхождению α и склонению δ , публикуемым в списках (каталогах) звезд. Сферическая тригонометрия дает соответствующие формулы:

$$\sin \beta = \cos \epsilon \sin \delta - \sin \epsilon \cos \delta \sin \alpha,$$

$$\cos \lambda \cos \beta = \cos \alpha \cos \delta,$$

$$\sin \lambda \cos \beta = \sin \epsilon \sin \delta + \cos \epsilon \cos \delta \sin \alpha,$$

в которых наклонение плоскости небесного экватора к плоскости земной орбиты $\epsilon = 23^{\circ}26'5$ (для 1900 г. $\epsilon = 23^{\circ}27'1$).

Вычисления эклиптических координат звезды довольно сложны, но их можно упростить. Для этого представим формулу (30) в виде

$$\Delta = Aa + Bb + Cc,$$

где коэффициенты A , B и C связаны с положением Солнца и изменяются со временем

$$A = -0^d,00578 \cos \lambda_{\odot};$$

$$B = -0^d,00578 \sin \lambda_{\odot} \sin \epsilon,$$

$$C = -0^d,00578 \sin \lambda_{\odot} \cos \epsilon;$$

со звездой связаны величины

$$a = \cos \alpha \cos \delta, \quad b = \sin \delta, \quad c = \sin \alpha \cos \delta, \quad (31)$$

которые для избранной звезды вычисляются один раз.

Коэффициенты A , B и C могут с определенной степенью точности считаться повторяющимися из года в год в одни и те же календарные даты (небольшая неточность, которой можно пренебречь, вызвана чередованием простых и високосных годов). Они приведены в табл. IV, с. 150) и их использо-

вание дает Δ в долях суток. Покажем, как пользоваться этой таблицей. Пусть координаты звезды $\alpha = 8^{\text{ч}}0^{\text{м}} = 120^\circ$ и $\delta = +20^\circ$. По таблицам тригонометрических функций находим $\sin \alpha = 0,86603$, $\cos \alpha = -0,50000$, $\sin \delta = +0,34202$ и $\cos \delta = +0,93969$. По формулам (31) вычисляем $a = -0,46984$, $b = +0,34202$ и $c = +0,81380$.

Предположим, что надо пайти значение Δ для 24 января. По табл. IV находим значения A , B и C для 20 и 30 января:

	январь, 20	январь, 30
A	-0,00277	-0,00361
B	+0,00198	+0,00176
C	+0,00458	+0,00406
Aa	+0,00130	+0,00170
Bb	+0,00068	+0,00060
Cc	+0,00373	+0,00330
Сумма Δ_1	$= +0^{\text{д}},00571$	$\Delta_2 = +0^{\text{д}},00560.$

Интерполируя, находим для 24 января

$$\begin{aligned} \Delta &= \Delta_1 + \frac{\Delta_2 - \Delta_1}{30 \text{ янв.} - 20 \text{ янв.}} (24 \text{ янв.} - 20 \text{ янв.}) = \\ &= 0^{\text{д}},00571 + \frac{0^{\text{д}},00560 - 0^{\text{д}},00571}{10} \cdot 4 = 0^{\text{д}},00571 - \\ &\quad - 0^{\text{д}},00004 = 0^{\text{д}},00568. \end{aligned}$$

ПРИЛОЖЕНИЯ

Таблица I. Юлианские дни нулевых дат каждого месяца

	Январь	Февраль	Март	Апрель	Май	Июнь	Июль	Август	Сентябрь	Октябрь	Ноябрь	Декабрь
1975	2442413	2444	2472	2503	2533	2564	2594	2625	2656	2686	2717	2747
1976	2778	2809	2838	2869	2899	2930	2960	2991	3022	3052	3083	3113
1977	3144	3175	3203	3234	3264	3295	3325	3356	3387	3417	3448	3478
1978	3509	3540	3568	3599	3629	3660	3690	3721	3752	3782	3813	3843
1979	3874	3905	3933	3964	3994	4025	4055	4086	4117	4147	4178	4208
1980	4239	4270	4299	4330	4360	4391	4421	4452	4483	4513	4544	4574
1981	4605	4636	4664	4695	4725	4756	4786	4817	4848	4878	4909	4939
1982	4970	5001	5029	5060	5090	5121	5151	5182	5213	5243	5274	5304
1983	5335	5366	5394	5425	5455	5486	5516	5547	5578	5608	5639	5669
1984	5700	5731	5760	5791	5821	5852	5882	5913	5944	5974	6005	6035
1985	6066	6097	6125	6156	6186	6217	6247	6278	6309	6339	6370	6400
1986	6431	6462	6490	6521	6551	6582	6612	6643	6674	6704	6735	6765
1987	6796	6827	6855	6886	6916	6947	6977	7008	7039	7069	7100	7130
1988	7161	7192	7221	7252	7282	7313	7343	7374	7405	7435	7466	7496
1989	7527	7558	7586	7617	7647	7678	7708	7739	7770	7800	7831	7861
1990	7892	7923	7951	7982	8012	8043	8073	8104	8135	8165	8196	8226

Т а б л и ц а II. Номера дней юлианского периода
нулевого марта

Год	Номер	Год	Номер	Год	Номер	Год	Номер
1900	2415079	1919	2422018	1938	2428958	1957	2435898
1901	5444	1920	2384	1939	9323	1958	6263
1902	5809	1921	2749	1940	9689	1959	6628
1903	6174	1922	3114	1941	2430054	1960	6994
1904	6540	1923	3479	1942	0419	1961	7359
1905	6905	1924	3845	1943	0784	1962	7724
1906	7270	1925	4210	1944	1150	1963	8089
1907	7635	1926	4575	1945	1515	1964	8455
1908	8001	1927	4940	1946	1880	1965	8820
1909	8366	1928	5306	1947	2245	1966	9185
1910	2871	1929	5671	1948	2611	1967	9550
1911	9096	1930	6036	1949	2976	1968	9916
1912	9462	1931	6401	1950	3341	1969	2440281
1913	9827	1932	6767	1951	3706	1970	0646
1914	2420192	1933	7132	1952	4072	1971	1011
1915	0557	1934	7497	1953	4437	1972	1377
1916	0923	1935	7862	1954	4802	1973	1742
1917	1288	1936	8228	1955	5167	1974	2107
1918	1653	1937	8593	1956	5533		

Число суток, прошедших с нулевого марта
до нулевого числа месяца

Апреля	31	Октября	214
Мая	61	Ноября	245
Июня	92	Декабря	275
Июля	122	Января	306
Августа	153	Февраля	337
Сентября	184		

Таблица III. Преобразование часов и минут в десятичные доли суток

мин	часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
0	0,0000	0,0417	0,0833	0,1250	0,1667	0,2083	0,2500	0,2917	0,3333	0,3750	0,4167	0,4583
1	0,0007	0,0424	0,0840	0,1257	0,1674	0,2090	0,2507	0,2924	0,3340	0,3757	0,4174	0,4590
2	0,0014	0,0431	0,0847	0,1264	0,1681	0,2097	0,2514	0,2931	0,3347	0,3764	0,4181	0,4597
3	0,0021	0,0438	0,0854	0,1271	0,1688	0,2104	0,2521	0,2938	0,3354	0,3771	0,4188	0,4604
4	0,0028	0,0444	0,0861	0,1278	0,1694	0,2111	0,2528	0,2944	0,3361	0,3778	0,4194	0,4611
5	0,0035	0,0451	0,0868	0,1285	0,1701	0,2118	0,2535	0,2951	0,3368	0,3785	0,4201	0,4618
6	0,0042	0,0458	0,0875	0,1292	0,1708	0,2125	0,2542	0,2958	0,3375	0,3792	0,4208	0,4625
7	0,0049	0,0465	0,0882	0,1299	0,1715	0,2132	0,2549	0,2965	0,3382	0,3799	0,4215	0,4632
8	0,0056	0,0472	0,0889	0,1306	0,1722	0,2139	0,2556	0,2972	0,3389	0,3806	0,4222	0,4639
9	0,0063	0,0479	0,0896	0,1313	0,1729	0,2146	0,2563	0,2979	0,3396	0,3813	0,4229	0,4646
10	0,0069	0,0486	0,0903	0,1319	0,1736	0,2153	0,2570	0,2986	0,3403	0,3819	0,4236	0,4653
11	0,0076	0,0493	0,0910	0,1326	0,1743	0,2160	0,2577	0,2993	0,3410	0,3826	0,4243	0,4660
12	0,0083	0,0500	0,0917	0,1333	0,1750	0,2167	0,2583	0,3000	0,3417	0,3833	0,4250	0,4667
13	0,0090	0,0507	0,0924	0,1340	0,1757	0,2174	0,2590	0,3007	0,3424	0,3840	0,4257	0,4674
14	0,0097	0,0514	0,0931	0,1347	0,1764	0,2181	0,2597	0,3014	0,3431	0,3847	0,4264	0,4681
15	0,0104	0,0521	0,0938	0,1354	0,1771	0,2188	0,2604	0,3021	0,3438	0,3854	0,4271	0,4688
16	0,0111	0,0528	0,0944	0,1361	0,1778	0,2194	0,2611	0,3028	0,3444	0,3861	0,4278	0,4694
17	0,0118	0,0535	0,0951	0,1368	0,1785	0,2201	0,2618	0,3035	0,3451	0,3868	0,4285	0,4701
18	0,0125	0,0542	0,0958	0,1375	0,1792	0,2208	0,2625	0,3042	0,3458	0,3875	0,4292	0,4708
19	0,0132	0,0549	0,0965	0,1382	0,1799	0,2215	0,2632	0,3049	0,3465	0,3882	0,4299	0,4715
20	0,0139	0,0556	0,0972	0,1389	0,1806	0,2222	0,2639	0,3056	0,3472	0,3889	0,4306	0,4722

Таблица III (продолжение)

мин	часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
21	0,0146	0,0563	0,0979	0,1326	0,1813	0,2229	0,2646	0,3065	0,3479	0,3896	0,4313	0,4729
22	0,0153	0,0569	0,0986	0,1403	0,1819	0,2235	0,2653	0,3069	0,3486	0,3903	0,4319	0,4736
23	0,0160	0,0576	0,0993	0,1410	0,1826	0,2243	0,2660	0,3076	0,3493	0,3910	0,4326	0,4743
24	0,0167	0,0583	0,1000	0,1417	0,1833	0,2250	0,2667	0,3083	0,3500	0,3917	0,4333	0,4750
25	0,0174	0,0590	0,1007	0,1424	0,1840	0,2257	0,2674	0,3090	0,3507	0,3924	0,4340	0,4757
26	0,0181	0,0597	0,1014	0,1431	0,1847	0,2261	0,2681	0,3097	0,3514	0,3931	0,4347	0,4764
27	0,0188	0,0604	0,1021	0,1438	0,1854	0,2271	0,2688	0,3104	0,3521	0,3938	0,4354	0,4771
28	0,0194	0,0611	0,1028	0,1444	0,1861	0,2278	0,2694	0,3111	0,3528	0,3944	0,4361	0,4778
29	0,0201	0,0618	0,1035	0,1451	0,1868	0,2285	0,2701	0,3118	0,3535	0,3951	0,4368	0,4785
30	0,0208	0,0625	0,1042	0,1458	0,1875	0,2292	0,2708	0,3125	0,3542	0,3958	0,4375	0,4792
31	0,0215	0,0632	0,1049	0,1465	0,1882	0,2299	0,2715	0,3132	0,3549	0,3965	0,4382	0,4799
32	0,0222	0,0639	0,1056	0,1472	0,1889	0,2306	0,2722	0,3139	0,3555	0,3972	0,4389	0,4806
33	0,0229	0,0646	0,1063	0,1479	0,1896	0,2313	0,2729	0,3146	0,3563	0,3979	0,4396	0,4813
34	0,0236	0,0653	0,1069	0,1486	0,1903	0,2319	0,2736	0,3153	0,3569	0,3986	0,4403	0,4819
35	0,0243	0,0660	0,1076	0,1493	0,1910	0,2326	0,2743	0,3160	0,3576	0,3993	0,4410	0,4826
36	0,0250	0,0667	0,1083	0,1500	0,1917	0,2333	0,2750	0,3167	0,3583	0,4000	0,4417	0,4833
37	0,0257	0,0674	0,1090	0,1507	0,1924	0,2340	0,2757	0,3174	0,3590	0,4007	0,4424	0,4840
38	0,0264	0,0681	0,1097	0,1514	0,1931	0,2347	0,2764	0,3181	0,3597	0,4014	0,4431	0,4847
39	0,0271	0,0688	0,1104	0,1521	0,1938	0,2354	0,2771	0,3188	0,3604	0,4021	0,4438	0,4854
40	0,0278	0,0694	0,1111	0,1528	0,1944	0,2361	0,2778	0,3194	0,3611	0,4028	0,4444	0,4861

Т а б л и ц а III (продолжение)

млн	часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
41	0,0285	0,0704	0,1118	0,1535	0,1951	0,2368	0,2785	0,3201	0,3618	0,4035	0,4451	0,4868
42	0,0292	0,0708	0,1125	0,1542	0,1958	0,2375	0,2792	0,3208	0,3625	0,4042	0,4458	0,4875
43	0,0299	0,0715	0,1132	0,1549	0,1965	0,2382	0,2799	0,3215	0,3632	0,4049	0,4465	0,4882
44	0,0306	0,0722	0,1139	0,1556	0,1972	0,2389	0,2806	0,3222	0,3639	0,4056	0,4472	0,4889
45	0,0313	0,0729	0,1146	0,1563	0,1979	0,2396	0,2813	0,3229	0,3646	0,4063	0,4479	0,4896
46	0,0319	0,0736	0,1153	0,1569	0,1986	0,2403	0,2819	0,3236	0,3653	0,4069	0,4486	0,4903
47	0,0326	0,0743	0,1160	0,1576	0,1993	0,2410	0,2826	0,3243	0,3660	0,4076	0,4493	0,4910
48	0,0333	0,0750	0,1167	0,1583	0,2000	0,2417	0,2833	0,3250	0,3667	0,4083	0,4500	0,4917
49	0,0340	0,0757	0,1174	0,1590	0,2007	0,2424	0,2840	0,3257	0,3674	0,4090	0,4507	0,4924
50	0,0347	0,0764	0,1181	0,1597	0,2014	0,2431	0,2847	0,3264	0,3681	0,4097	0,4514	0,4931
51	0,0354	0,0771	0,1188	0,1604	0,2021	0,2438	0,2854	0,3271	0,3688	0,4104	0,4521	0,4938
52	0,0361	0,0778	0,1194	0,1611	0,2028	0,2444	0,2861	0,3278	0,3694	0,4111	0,4528	0,4944
53	0,0368	0,0785	0,1201	0,1618	0,2035	0,2451	0,2868	0,3285	0,3701	0,4118	0,4535	0,4951
54	0,0375	0,0792	0,1208	0,1625	0,2042	0,2458	0,2875	0,3292	0,3708	0,4125	0,4542	0,4958
55	0,0382	0,0799	0,1215	0,1632	0,2049	0,2465	0,2882	0,3299	0,3715	0,4132	0,4549	0,4965
56	0,0389	0,0806	0,1222	0,1639	0,2056	0,2472	0,2889	0,3306	0,3722	0,4139	0,4556	0,4972
57	0,0396	0,0813	0,1229	0,1646	0,2063	0,2479	0,2896	0,3313	0,3729	0,4146	0,4563	0,4979
58	0,0403	0,0819	0,1236	0,1653	0,2069	0,2486	0,2903	0,3319	0,3736	0,4153	0,4570	0,4986
59	0,0410	0,0826	0,1243	0,1660	0,2076	0,2493	0,2910	0,3326	0,3743	0,4160	0,4577	0,4993
60	0,0417	0,0833	0,1250	0,1667	0,2083	0,2500	0,2917	0,3333	0,3750	0,4167	0,4583	0,5000

Таблица IV. Вспомогательные величины для вычисления приведения к центру Солнца

Дата	A	B	C	Дата	A	B	C
Январь	0	-0,00086	+0,00224	Июль	8	+0,00162	-0,00226
	10	-0,00184	+0,00495		18	+0,00254	-0,00488
	20	-0,00277	+0,00198		28	+0,00338	-0,00442
	30	-0,00361	+0,00176	Август	7	+0,00413	-0,00467
Февраль	9	-0,00434	+0,00148		17	+0,00476	-0,00437
	19	-0,00494	+0,00116		27	+0,00526	-0,00403
Март	0	-0,00538	+0,00080	Сентябрь	6	+0,00561	-0,00066
	10	-0,00567	+0,00042		16	+0,00579	-0,00027
	20	-0,00578	+0,00002		26	+0,00581	+0,00012
	30	-0,00571	-0,00038	Октябрь	6	+0,00565	+0,00051
Апрель	9	-0,00548	-0,00076		16	+0,00529	+0,00093
	19	-0,00509	-0,00113		26	+0,00485	+0,00124
	29	-0,00455	-0,00146	Ноябрь	5	+0,00423	+0,00455
Май	9	-0,00388	-0,00174		15	+0,00347	+0,00482
	19	-0,00310	-0,00198		25	+0,00261	+0,00203
	29	-0,00223	-0,00216	Декабрь	5	+0,00167	+0,00217
Июнь	8	-0,00129	-0,00228		15	+0,00068	+0,00225
	18	-0,00032	-0,00234		25	-0,00033	+0,00226
	28	+0,00066	-0,00233	Январь	4	-0,00125	+0,00220
							-0,00520
							-0,00488
							-0,00442
							-0,00384
							-0,00315
							-0,00237
							-0,00152
							-0,00063
							+0,00028
							+0,00118
							+0,00214
							+0,00286
							+0,00358
							+0,00419
							+0,00467
							+0,00501
							+0,00520
							+0,00522
							+0,00509

Таблица V. Наиболее яркие переменные звезды

Звезда	M	m	Тип	Элементы	Спектральный класс
ζ Близнецов	3,8	4,4	Церф.	$M = 2434426,65 + 10,15172 \cdot E$ **	F7-G3
η Близнецов	3,1	3,9	—	Полуправильная и затменная *	M3
δ Весов	4,8	5,9	Затм.	$m = 2434456,543 + 2,327353 \cdot E$	A1
ε Возничего	3,2	4,0	Затм.	$m = 2425725 + 9383 \cdot E$	F0ep
ζ Возничего	5,0	5,6	Затм.	$m = 2432553,685 + 972,176 \cdot E$	B7+K4
α Геркулеса	3,0	4,0	Непр.	Короткие циклы наложены на шестилетние	M5
κ Геркулеса	4,2	6,0	Полупр.	Циклы 70 и 90 ¹	M6
и Геркулеса	4,6	5,2	β Лиры	$m = 2405830,030 + 2,0510270 \cdot E$	B3+B5
γ Кассиопеи	1,6	3,0	Непр.	—	B0e
ρ Кассиопеи	4,1	6,2	Полупр.	Циклы 110 и 1100 ^d	Fep
β Лиры	3,4	4,3	β Лиры	$m = 2443631,56 + 12,9350 \cdot E$ **	B8p
Р Лиры	4,0	5,0	Непр.	Циклы 46 и несколько лет	M6
α Ориона	0,4	1,3	Непр.	Короткие циклы и 2070 ^d	M2
η Орла	3,5	4,6	Церф.	$M = 2432923,749 + 7,176641 \cdot E$	F6-G4
β Персея	2,1	3,0	Непр.	—	M2e
ρ Персея	2,2	3,5	Затм.	$m = 2441647,351 + 2,867326 \cdot E$ **	B8+G
ρ Персея	3,3	4,0	Непр.	Циклы 331—35 ^d ; 1100 ¹	M4
λ Тельца	3,5	4,0	Затм.	$m = 2421503,850 + 3,952952 \cdot E$	B3
δ Цефея	3,6	4,5	Церф.	$M = 2427628,86 + 5,366341 \cdot E$ **	F5-G2
μ Цефея	3,6	5,1	Непр.	Циклы 90 ^d ; 730 ^d ; 4500 ^d (M — момент максимума, m — момент минимума блеска)	M2

* η Близнецов — полуправильные колебания с циклом 233^d наложены на затменные минимумы, удовлетворяющие формуле $m = 2429355 + 2984 \cdot E$.

** Период изменяется.

Т а б л и ц а VI. Список звезд сравнения для ярких переменных звезд

Название	V	B-V	U-V	Спектральный класс	$m_{\text{виз}}$
ζ, η Близнецов					
δ Близнецов	3,52	+0,34	+0,06	F0	3,51
ε »	2,98	+1,40	+1,47	G8	3,18
ι »	3,79	+1,03	+0,86	K0	3,89
κ »	3,56	+0,92	+0,70	G8	3,68
λ »	3,59	+0,11	+0,10	A3	3,65
μ »	2,86	+1,66	+1,86	M3	3,18
ν »	4,14	-0,14	-0,49	B7	4,06
ξ »	3,34	+0,42	+0,05	F5	3,40
ρ »	4,17	+0,32	-0,03	F0	4,18
υ »	4,06	+1,54	+1,95	M0	4,22
1 »	4,15	+0,87	+0,52	G5	4,30
δ Весов					
μ Девы	3,89	+0,39	-0,02	F3	3,95
ξ ² Весов	5,49	+1,49	+1,81	K4	5,63
16 »	4,49	+0,33	+0,05	F0	4,59
17 »	—	—	—	A	6,42
18 »	5,91	+1,32	+1,49	K3	6,02
ε, ζ Возничего					
ι Возничего	2,67	+1,54	+1,75	K3	2,90
η »	3,19	-0,18	-0,67	B3	3,28
λ »	4,70	+0,60	+0,15	G0	4,85
μ »	4,90	+0,19	+0,09	A _m	4,78
α Геркулеса					
α Змееносца	2,07	+0,14	+0,11	A5	2,14
β »	2,77	+1,16	+1,24	K2	2,94
β Геркулеса	2,77	+0,94	+0,69	G8	2,81
γ »	3,76	+0,27	+0,20	A9	3,79
δ »	3,12	+0,07	+0,08	A3	3,16
g Геркулеса					
σ Геркулеса	4,20	-0,02	-0,10	B9	4,25
τ »	3,89	-0,15	-0,56	B5	3,91
υ »	4,75	-0,13	-0,31	B9p	4,64
φ »	4,27	-0,07	-0,28	B9p	4,26
52 »	4,83	+0,08	+0,02	A2p	4,86
16 ^{чм} 5 +42°38'	5,84	+1,40	+1,70	K4	6,01
16 16,4 +49°17'	6,02	—	—	K5	6,19
16 28,8 +45°50'	5,61	+0,12	+0,13	A5	5,55
и Геркулеса					
λ Геркулеса	4,41	+1,44	+1,68	K4	4,14
ρ »	4,17	0,00	-0,05	A0p	4,48
с »	5,39	+0,31	+0,03	A7	5,38
d »	5,25	+0,08	+0,02	A3	5,27
e »	4,62	+0,04	-0,01	A2	4,80
w »	5,40	+0,62	+0,07	G0	5,36

Таблица VI (продолжение)

Название	V	B-V	U-B	Спектральный класс	$m_{\text{виз}}$
γ Кассиопеи					
α Андромеды	2,06	-0,11	-0,47	B8	2,15
β Кассиопеи	2,28	+0,34	+0,11	F2	2,42
ε »	3,38	-0,15	-0,62	B3p	3,44
ζ »	3,66	-0,18	-0,89	B2	3,72
ρ Кассиопеи					
κ Кассиопеи	4,16	+0,13	-0,80	B1	4,24
θ »	4,36	+0,17	+0,13	A7	4,52
σ »	4,89	-0,08	-0,82	B1	4,93
τ »	4,87	+1,11	+1,05	K1	5,09
υ ₁ »	4,84	+1,22	+1,26	K2	4,95
υ ₂ »	4,64	+0,96	+0,70	G8	4,83
23ч50м,5+56°53'	6,00	+0,22	-0,74	B0	6,05
0 1,1+57°53'	5,98	+0,67	—	G4	6,10
β и R Лирь					
γ Лирь	3,23	-0,03	-0,08	B9	3,30
ζ »	4,35	+0,20	+0,15	Am	4,29
η »	4,38	-0,14	-0,67	B2	4,46
θ »	4,37	+1,25	+1,23	K0	4,46
16 »	5,03	+0,18	+0,07	A5	5,06
μ Геркулеса	3,42	+0,75	+0,40	G5	3,48
ξ »	3,71	+0,94	+0,70	G9	3,82
α Ориона					
α Возничего	0,06	+0,81	+0,47	G8	0,21
β Ориона	0,15	-0,03	-0,63	B8	0,34
α Малого Пса	0,35	+0,43	+0,04	F5	0,48
α Тельца	0,86	+1,55	+1,95	K5	1,06
β Близнецов	1,13	+1,00	+0,87	K0	1,21
α »	1,58	+0,03	+0,01	A3	1,58
γ Ориона	1,63	-0,21	-0,88	B2	1,70
β Тельца	1,66	-0,13	-0,49	B7	1,78
η Орла					
β Орла	3,72	+0,86	+0,48	G8	3,90
δ »	3,36	+0,33	+0,05	F0	3,44
θ »	3,21	-0,07	-0,12	B9,5	3,37
ι »	4,36	-0,09	-0,44	B5	4,28
μ »	4,44	+1,18	+1,23	K3	4,65
ν »	4,67	+0,60	+0,51	F2	4,86

Таблица VI (продолжение)

Название	V	B-V	U-V	Спектральный класс	$m_{\text{виз}}$
β Перса					
α Андромеды	2,06	-0,11	-0,47	B8p	2,15
α Перса	2,47	-0,03	-0,03	B9,5	2,57
η »	2,95	+0,87	+0,59	G8+F0	3,10
λ »	3,95	+1,07	+0,89	G8	4,14
μ »	3,48	+0,94	+0,67	G8	3,67
β и ρ Персея					
α Персея	1,80	+0,48	+0,40	F5	1,90
δ »	3,03	-0,12	-0,50	B5	3,10
ϵ »	2,89	-0,18	-1,00	B0,5	2,96
ν »	3,77	+0,42	+0,30	F5	3,93
π »	4,70	+0,06	+0,12	A5	4,62
16 »	4,24	+0,35	+0,08	F2	4,27
γ Андромеды	2,10	+1,21	+0,92	K2	2,18
α Треугольника	3,44	+0,49	+0,08	F6	3,68
β »	3,00	+0,16	+0,14	A5	3,08
λ Тельца					
γ Тельца	3,64	+0,99	+0,78	K0	3,86
ϵ »	3,53	+1,01	+0,87	K1	3,60
ν »	3,91	+0,03	+0,05	A1	3,94
ξ »	3,74	-0,08	-0,34	B8	3,75
σ »	3,60	+0,90	+0,61	G8	3,80
ϵ »	5,06	-0,12	-0,61	B3	5,03
δ и μ Цефея					
ϵ Цефея	4,20	+0,27	+0,06	F0	4,23
ζ »	3,36	+1,55	+1,72	K1	3,62
λ »	5,04	+0,23	-0,74	O6	5,19
ν »	4,29	+0,51	+0,13	A2	4,46
ξ »	4,29	+0,34	+0,09	Am	4,40
θ »	4,75	+0,29	-0,55	B2	4,89
α Ящерицы	3,77	+0,01	0,00	A2	3,85
σ Кита					
α Кита	2,52	+1,63	+1,94	M2	2,82
γ »	3,47	+0,10	+0,07	A2	3,58
δ »	4,06	-0,21	-0,88	B2	4,04
κ »	4,84	+0,69	+0,20	G5	4,96
λ »	4,70	-0,12	-0,45	B5	4,69
μ »	4,28	+0,31	+0,08	F0	4,36
ν »	4,37	+0,88	+0,61	G8	4,54
ξ »	4,28	-0,06	-0,13	B9	4,34
α Овна	2,00	+1,15	+1,12	K2	2,23
α Рыб	3,82	+0,02	-0,09	A2p	3,91

Т а б л и ц а VII. Спикоск заменных переменных звезд

Звезда	α_{1900}	δ_{1900}	$\Delta \alpha$	$\Delta \delta$	M	m_I	m_{II}	Min. hel. JD	P	D	d
U Цефея	00 ^h 53 ^m 25 ^s	+81°20',2	+5,40	+0',325	6,6	9,8	6,7	2442327,770	24,493083	0 ^p ,45	0 ^p ,038
RZ Кассиопеи	02 39 54	+69 12,9	+5,33	+0,256	6,2	7,7	6,4	39025,302	1,1952499	0,17	0,000
RW Тельца	03 57 45	+27 51,0	+3,68	+0,170	8,0	11,5	—	39916,716	2,7688575	0,14	0,020
AR Возничего	05 11 44	+33 39,5	+3,94	+0,070	6,0	6,7	—	41941,464	4,13467182	0,07	0,000
»					6,0	—	6,5	41943,531	»	0,07	0,000
WW Возничего	06 25 56	+32 31,5	+3,92	-0,038	5,7	6,4	—	36591,671	2,525019	0,11	0,000
»					5,7	—	6,3	36592,934	»	0,11	0,000
R Большого Пса	07 14 57	-16 12,6	+2,70	-0,107	6,0	6,7	—	35534,676	1,1359386	0,16	0,000
S Рака	08 33 13	+19 23,6	+3,44	-0,213	8,4	11,1	8,5	36985,029	9,4845516	0,08	0,010
W Большой Медведицы	09 36 44	+56 24,5	+4,25	-0,271	7,9	8,6	8,5	41004,393	0,33363696	—	—
TX Большой Медведицы	10 39 27	+46 05,5	+3,55	-0,314	6,8	10,9	6,9	38856,353	3,063243	0,16	0,000
U Северной Коронны	15 14 07	+32 00,7	+2,45	-0,221	7,0	8,4	7,1	35227,620	3,452184	0,13	0,018
U Стрелы	19 14 26	+19 25,7	+2,63	+0,107	6,6	9,2	6,7	40774,464	3,380626	0,14	0,019
Y Лебедя	20 48 04	+34 16,9	+2,40	+0,224	7,3	7,9	—	41230,35	2,996467	0,10	0,000
»					7,3	—	7,9	41232,11	2,996166	0,10	0,000
VV Цефея	21 53 50	+63 09,0	+1,69	+0,285	6,6	7,5	—	35931,	7430	0,066	0,061

Таблица VIII. Список пульсирующих и взрывных переменных звезд

Звезда	α_{1900}	δ_{1900}	$\Delta \alpha$	$\Delta \delta$	M	m	Max. JD	P	e
Долгопериодические звезды (мириды)									
o Кита	02 ^h 14 ^m 18 ^s	-03°26'.1	+3 ^s 03	+0'.278	2,0	10,1	2441830	331 ^d .86	0,36
R Льва	09 42 11	+11 53,5	3,23	-0,276	5,4	10,5	1688	312,43	0,43
R Орла	19 01 33	+08 04,7	2,89	-0,089	5,7	12,0	2326	290,8	0,42
x Лебедя	19 46 43	+32 39,6	2,31	+0,150	3,3	14,2	2143	406,93	0,41
T Цефея	21 08 13	+63 05,0	0,81	+0,245	5,4	11,0	2205	387,79	0,54
Звезды типа RV Тельца									
U Единорога	07 26 01	-09 34,1	+2,86	-0,122	6,1	8,1	2437395	92,26	0,22
AS Геркулеса	18 26 02	+21 47,9	2,54	+0,038	7,4	9,6	5052	75,4619	0,23
R Щита	18 42 08	-05 48,8	3,21	+0,061	6,3	8,6	2078,3	140,05	—
Звезды типа RR Лирь									
VZ Рака	08 35 17	+10 10,8	+3,26	-0,210	7,2	7,9	2438823,320	0,1783639	0,28
RR Лирь	19 22 16	+42 35,3	+1,92	+0,117	6,9	8,0	42198,464	0,5668158	0,19
XZ Лебедя	19 30 26	+56 10,3	+1,23	+0,128	8,7	10,4	41551,344	0,466461	0,17

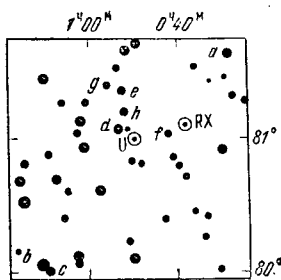
Таблица VIII (продолжение)

Звезда	α_{1900}	δ_{1900}	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$	M	m	Max. JD	P	ϵ
Цфеиды									
SU Кассиопей	02 ^h 43 ^m 03 ^s	+68°28',4	+5',26	+0',253	5,8	6,2	2438000,598	1 d, 94,9319	0,38
RX Возничего	04 54 28	+39 48,7	+4,14	+0,094	7,3	8,0	9075,63	41,623515	0,49
T Единорога	06 19 49	+20 08,4	+3,24	-0,029	5,6	6,6	6137,090	27,0205	0,27
RT Возничего	06 22 08	+20 33,3	+3,85	-0,032	5,0	5,8	9919,135	3,72794	0,25
W Блинецов	06 29 14	+15 24,5	+3,44	-0,043	6,5	7,4	7136,473	7,91413	0,30
AP Геркулеса	18 45 58	+15 49,3	+2,70	+0,067	10,4	11,2	40114,16	10,3659	0,40
SZ Орла	18 59 35	+01 09,4	+3,05	+0,086	7,9	9,3	35528,937	17,137939	0,37
TT Орла	19 03 09	+01 08,5	+3,05	+0,091	6,5	7,7	5517,141	13,7546	0,34
U Орла	19 23 58	-07 15,0	+3,23	+0,120	6,1	6,9	6074,406	7,02393	0,30
SU Лебедя	19 40 48	+29 01,4	+2,40	+0,142	6,4	7,2	6237,609	3,845507	0,37
S Стрелы	19 51 29	+16 22,2	+2,73	-0,156	5,3	6,0	6082,168	8,382173	0,31
X Лебедя	20 39 29	+35 13,6	+2,35	-0,214	5,9	6,9	5915,918	16,3866	0,35
T Лисички	20 47 13	+27 52,5	+2,55	+0,223	5,4	6,1	5934,758	4,435572	0,31
Звезды типа RW Возничего — T Тельца и UV Кита									
UV Кита	01 34 01	-18 28,0	+2,89	+0,306	7	12,9			
RY Тельца	04 15 45	+28 12,4	+3,72	+0,147	9,3	12,3			
T Тельца	04 16 09	+19 17,9	+3,49	+0,146	9,6	13,5			
RW Возничего	05 01 26	+30 16,1	+3,83	+0,084	9,6	13,6			
RR Тельца	05 33 17	+26 19,0	+3,73	+0,039	10,2	14,2			
AE Водолея	20 34 59	-01 13,5	+3,09	+0,209	10,4	12,0			

Таблица VIII (продолжение)

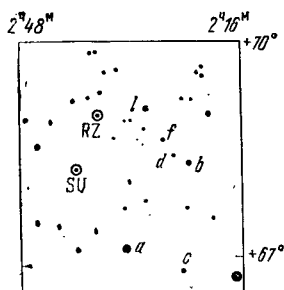
Звезда	α_{1900}	δ_{1900}	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$	M	m	Циклы и цвет
SS Лебедя	$21^{\text{h}}38^{\text{m}}48^{\text{s}}$	$+43^{\circ}07',7$	$+2^{\text{s}},35$	$+0',273$	8,2	12,4	Цикл 51 ^d ,6
Тип U Близнецов							
Неправильные и полуправильные гиганты							
Z Эридана	$02^{\text{h}}43^{\text{m}}08^{\text{s}}$	$-12^{\circ}52',7$	$+2^{\text{s}},87$	$+0',253$	6,4	7,8	Циклы 80 ^d ; 746 ^d
AE Возничего	05 09 42	$+34 11,9$	$+3,96$	$+0,073$	5,4	6,1	Бело-голубая
UU Возничего	06 29 40	$+38 31,5$	$+4,13$	$-0,043$	5,1	6,8	Цикл 235 ^d
W Большого Пса	07 03 23	$-11 46,0$	$+2,80$	$-0,091$	6,9	7,5	Красная
RS Рака	09 04 36	$+31 22,2$	$+3,64$	$-0,241$	5,3	6,8	Циклы 120 ^d ; 1700 ^d
U Гидры	10 32 37	$-12 51,9$	$+2,96$	$-0,310$	4,8	5,9	Красная; Цикл 450 ^d ?
Y Гончих Псов	12 40 26	$+45 59,2$	$+2,83$	$-0,329$	4,8	6,0	Циклы 158 ^d ; 2100 ^d
X Геркулеса	15 59 39	$+47 30,9$	$+1,81$	$-0,167$	5,8	7,2	Циклы 95 ^d ; 746 ^d
UX Дракона	19 25 07	$+76 21,7$	$-2,06$	$+0,121$	5,9	6,5	Цикл 168 ^d ?
AF Лебедя	19 27 13	$+45 56,3$	$+1,79$	$+0,124$	6,4	8,4	Циклы 94 ^d ,1; 960 ^d
U Дельфина	20 40 53	$+17 43,6$	$+2,75$	$+0,216$	5,6	7,5	Циклы 110 ^d ; 1100 ^d
W Лебедя	21 32 15	$+44 55,6$	$+2,27$	$+0,267$	5,1	7,6	Циклы 131 ^d ; 120 ^d
TW Пегаса	21 59 27	$+27 51,8$	$+2,72$	$+0,289$	7,0	9,2	M=2430370 + 956,4·E
R Северной Короны	15 44 27	$+28 27,8$	$+2,47$	$-0,186$	5,8	14,8	

**КАРТЫ ОКРЕСТНОСТЕЙ
ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД**



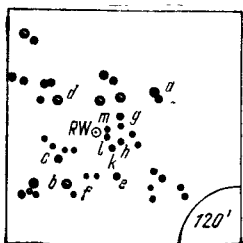
U и RX Цефея

$a = 6,38; b = 6,73; c = 7,20;$
 $d = 7,80; e = 8,41; f = 9,12;$
 $g = 9,54; h = 10,16,$



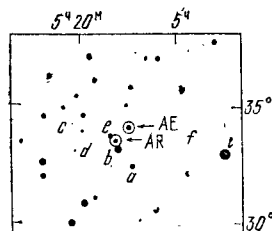
RZ и SU Кассиопей

$a = 6,05; b = 6,76; c = 7,28$
 $d = 7,42; l = 7,74; f = 8,04.$



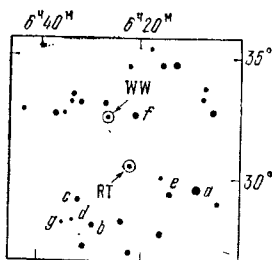
RW Тельца

$a = 7,12; b = 7,82; c = 8,34;$
 $d = 9,22; e = 9,38; f = 10,09;$
 $g = 10,35; h = 10,97; k = 11,18;$
 $l = 11,66; m = 12,40.$



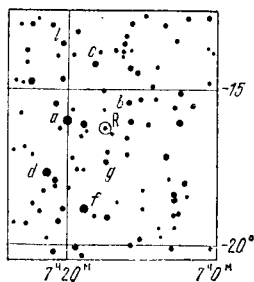
AE и AR Возничего

$a = 5,14; b = 5,39; c = 5,85;$
 $d = 6,30; e = 6,52; f = 6,94.$



RT и WW Возничего

$a = 4,45; b = 5,05; c = 5,54;$
 $d = 5,84; e = 6,27; f = 6,43;$
 $g = 6,54.$

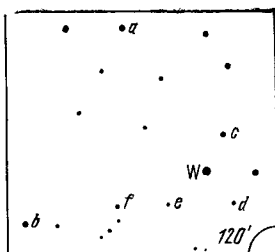


R Большого Пса

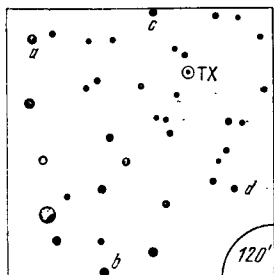
$a = 5,20; b = 5,39; c = 5,73;$
 $d = 5,76; e = 5,89; f = 6,20;$
 $g = 6,61.$



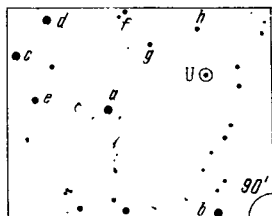
S Ракa
 $a = 7,86$; $b = 7,92$; $c = 8,27$;
 $d = 8,94$; $e = 9,08$; $f = 9,56$;
 $g = 10,34$.



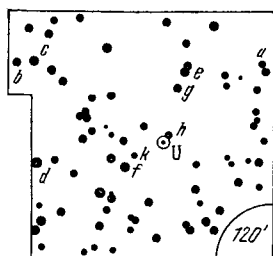
W Большой Медведицы
 $a = 7,18$; $b = 7,66$; $c = 8,73$;
 $d = 8,74$; $e = 8,94$; $f = 9,46$.



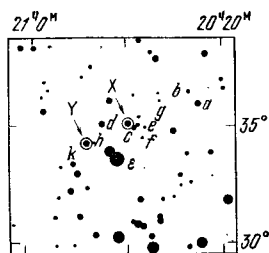
TX Большой Медведицы
 $a = 7,07$; $b = 7,62$; $c = 7,92$;
 $d = 9,12$.



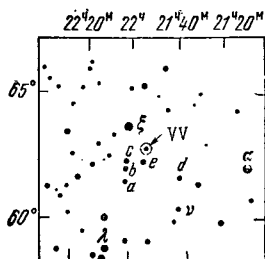
U Северной Короны
 $a = 6,80$; $b = 6,88$; $c = 7,90$;
 $d = 8,24$; $e = 8,60$; $f = 8,66$;
 $g = 9,00$; $h = 9,57$.



U Стрелы
 $a = 5,96$; $b = 6,30$; $c = 7,00$;
 $d = 7,78$; $e = 8,12$; $f = 8,52$;
 $g = 9,45$; $h = 9,57$; $k = 10,16$.



X и Y Лебедя
 $a = 5,94$; $b = 6,30$; $c = 6,50$;
 $d = 6,70$; $e = 6,86$; $f = 7,17$;
 $g = 7,42$; $h = 7,68$; $k = 7,87$.



VV Цефея
 $a = 5,17; b = 5,39; c = 5,46;$
 $d = 5,97; e = 6,16.$



o Кита
 $a = 5,72; b = 6,30; c = 6,55; d = 7,26; e = 8,08; f = 8,84.$

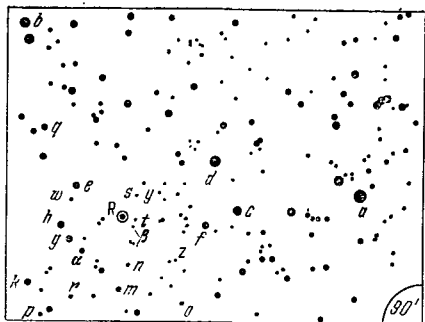
Р Льва
 $a = 5,87; b = 6,37; c = 6,62;$
 $d = 6,88; e = 7,23; f = 7,47;$
 $g = 7,67; h = 8,02; k = 8,21;$
 $m = 8,65; n = 8,85;$
 $o = 8,98; p = 9,14;$
 $q = 9,68.$





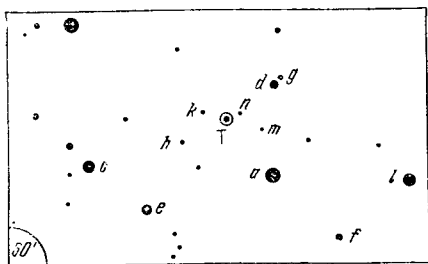
χ Лебедя

$a = 5,03$; $b = 5,89$; $c = 6,18$; $d = 6,40$; $e = 7,28$; $f = 7,53$; $g =$
 $= 8,11$; $h = 8,33$; $k = 8,68$; $m = 8,88$; $n = 9,01$; $o = 9,28$; $p =$
 $= 9,56$; $q = 10,22$; $r = 10,53$; $s = 10,79$; $t = 11,00$; $u = 11,33$;
 $w = 11,65$; $x = 11,92$; $y = 12,20$; $z = 12,45$; $d' = 12,81$; $\beta = 13,40$
 (Внизу более подробная карта.)



Р Орла

$a = 6,12$; $b = 7,18$; $c = 7,77$; $d = 7,94$; $e = 8,30$; $f = 8,50$; $g = 8,85$; $h = 8,88$; $k = 9,12$; $m = 9,46$; $n = 9,49$; $o = 10,12$; $p = 10,45$; $q = 10,71$; $r = 10,94$; $s = 11,41$; $t = 11,41$; $y = 11,56$; $w = 11,57$; $z = 12,15$; $\alpha = 12,88$; $\beta = 13,24$.

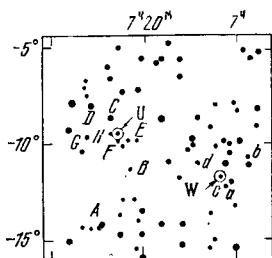


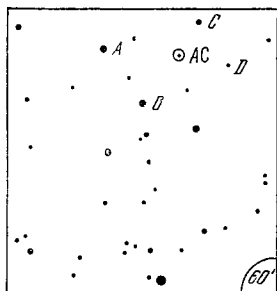
Т Цефея

$a = 6,68$; $b = 7,12$; $c = 7,69$; $d = 8,12$; $e = 8,18$; $f = 8,78$; $g = 9,18$; $h = 9,65$; $k = 10,10$; $m = 10,50$; $n = 11,06$.

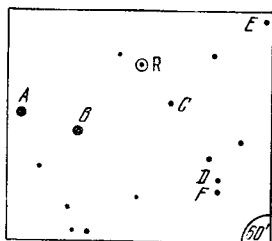
U Единорога и W Большого Пса

$A = 5,57$; $B = 5,86$; $C = 6,02$;
 $D = 6,43$; $E = 6,62$; $F = 6,97$;
 $G = 7,31$; $H = 7,51$; $a = 6,40$;
 $b = 6,77$; $c = 7,00$; $d = 7,24$;

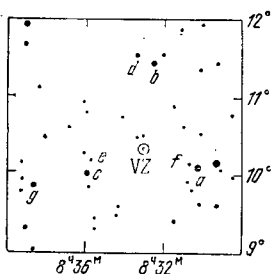




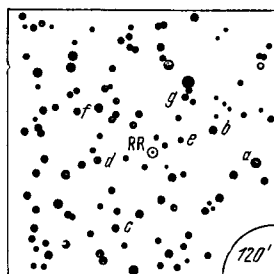
AC Геркулеса
 $A = 7,23$; $B = 7,77$;
 $C = 8,37$; $D = 9,07$.



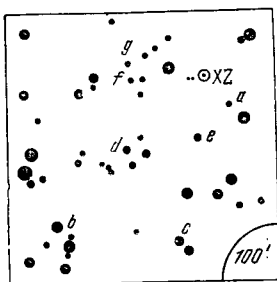
R Щита
 $A = 6,13$; $B = 6,74$; $C = 7,07$;
 $D = 8,00$; $E = 8,31$; $F = 8,62$.



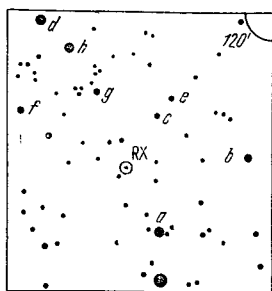
VZ Рака
 $a = 6,48$; $b = 6,93$; $c = 7,34$;
 $d = 7,40$; $e = 8,24$; $f = 8,57$;
 $g = 8,87$.



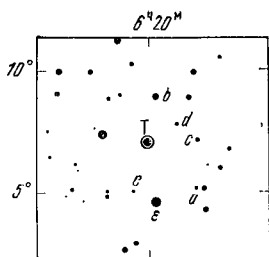
RR Лиры
 $a = 6,78$; $b = 6,94$; $c = 7,50$;
 $d = 7,80$; $e = 8,39$; $f = 8,59$;
 $g = 8,93$.



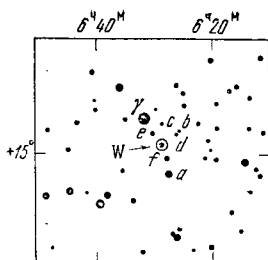
XZ Лебеда
 $a = 8,65$; $b = 9,15$; $c = 9,56$;
 $d = 9,68$; $e = 9,80$; $f = 10,10$;
 $g = 10,41$.



RX Возничего
 $a = 6,81$; $b = 7,26$; $c = 7,48$;
 $d = 7,72$; $e = 8,02$; $f = 8,06$;
 $g = 8,49$; $h = 8,87$.

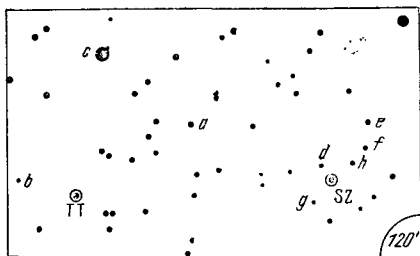
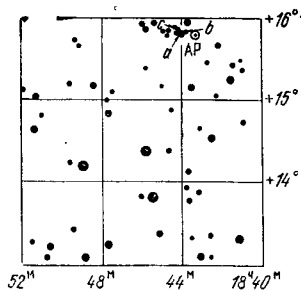


Т Единорога
 $a = 5,81$; $b = 6,11$; $c = 6,41$;
 $d = 6,69$; $e = 7,23$.

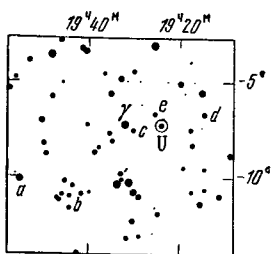


W Близнецов
 $a = 5,61$; $b = 6,37$; $c = 6,67$;
 $d = 7,13$; $e = 7,13$; $f = 7,44$.

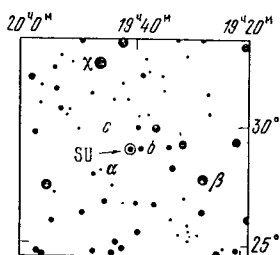
AP Геркулеса
 $a = 9,02$; $b = 10,21$; $c = 11,11$.



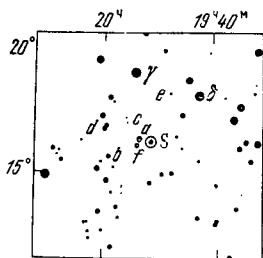
SZ и TT Орла
 $a = 7,36$; $b = 7,61$; $c = 8,04$; $d = 8,40$; $e = 9,16$; $f = 9,61$;
 $g = 9,64$; $h = 10,03$.



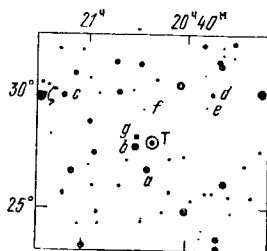
U Орла
 $a = 5,94; b = 6,23; c = 6,40;$
 $d = 6,69; e = 7,28.$



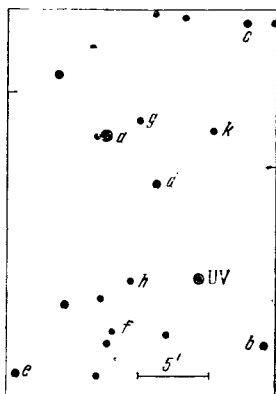
SU Лебедя
 $a = 6,22; b = 6,44; c = 7,13.$



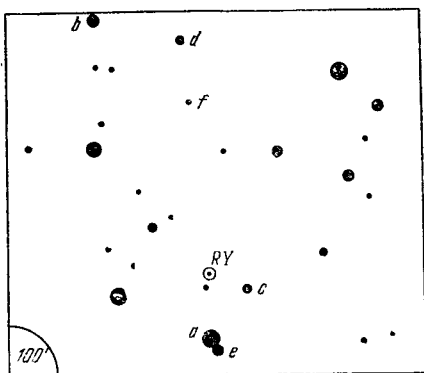
S Стрелы
 $a = 5,38; b = 5,47; c = 5,56;$
 $d = 5,89; e = 6,29; f = 6,81.$



T Лисички
 $a = 4,76; b = 5,24; c = 5,97;$
 $d = 5,86; e = 6,09; f = 6,40;$
 $g = 6,44.$



UV Кита
 $a = 7,3; b = 9,1; c = 10,4; d =$
 $= 12,01; e = 12,0; f = 12,6;$
 $g = 13,0; h = 13,1; k = 14,4.$



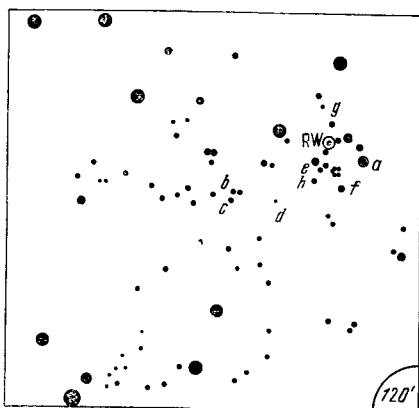
RY Тельца

$a = 8,46$; $b = 8,58$; $c = 9,54$; $d = 9,80$; $e = 10,91$; $f = 11,88$.

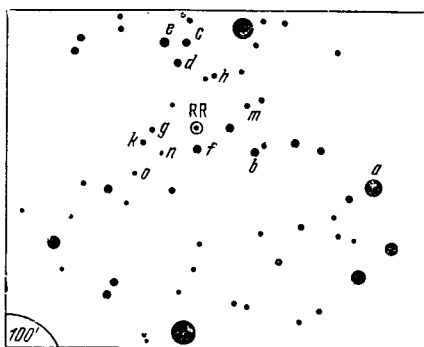


T Тельца

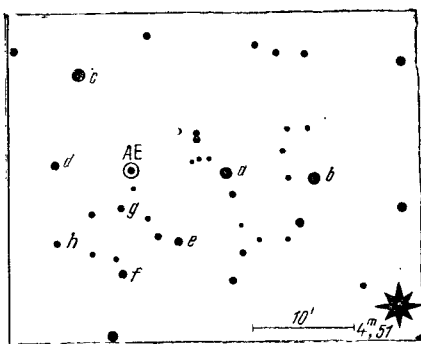
$a = 7,61$; $b = 8,27$; $c = 8,73$; $d = 9,30$; $e = 9,80$; $f = 10,10$; $g = 10,76$; $h = 11,16$; $k = 11,77$; $m = 12,37$; $n = 12,92$; $o = 13,48$.



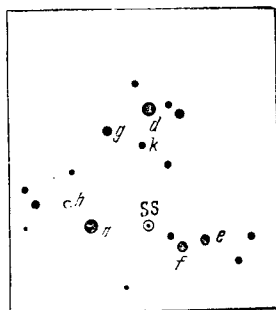
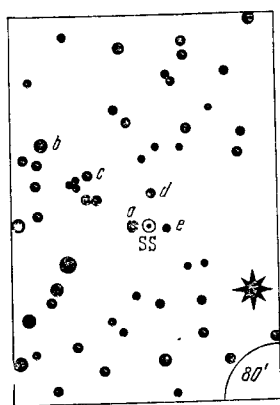
RW Возничего
 $a = 9,61$; $b = 10,31$; $c = 10,48$; $d = 10,84$; $e = 11,03$; $f = 11,17$;
 $g = 11,60$; $h = 11,46$.



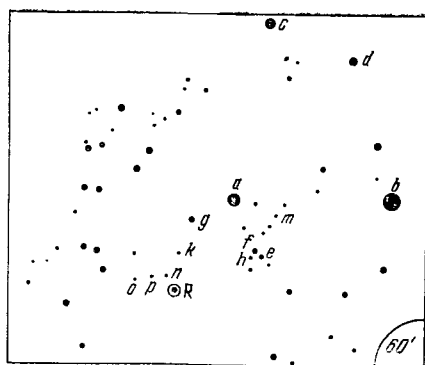
RR Тельца
 $a = 7,95$; $b = 8,75$; $c = 8,76$; $d = 9,42$; $e = 10,00$; $f = 10,53$; $g = 10,54$;
 $h = 10,73$; $k = 11,31$; $m = 11,51$; $n = 12,10$; $o = 12,60$.



AE Водолея
 $a = 9,8$; $b = 10,0$; $c = 10,5$; $d = 10,9$; $e = 11,2$; $f = 11,4$; $g = 12,2$;
 $h = 12,7$.

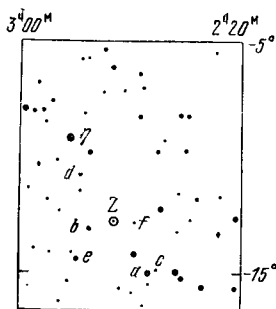


SS Лебедя
 $a = 8,51$; $b = 8,6$; $c = 8,9$; $d = 9,62$; $e = 9,86$; $f = 10,92$; $g =$
 $= 11,01$; $h = 12,31$.
 (Справа — ближайшие окрестности переменной.)



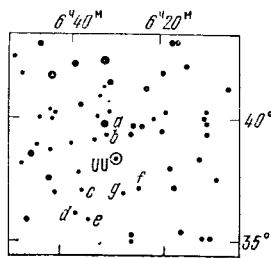
Р Северной Короны

$a = 7,18$; $b = 7,93$; $c = 8,60$; $d = 8,88$; $e = 9,82$; $f = 10,29$; $g = 10,66$; $h = 11,10$; $k = 11,36$; $m = 11,79$; $n = 12,20$; $o = 12,63$; $p = 13,07$.



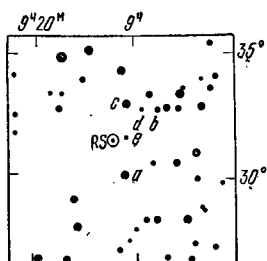
Z Эридана

$a = 6,05$; $b = 6,14$; $c = 6,57$;
 $d = 6,92$; $e = 7,16$; $f = 7,66$;
 $g = 8,02$.

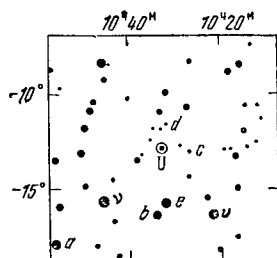


UU Возничего

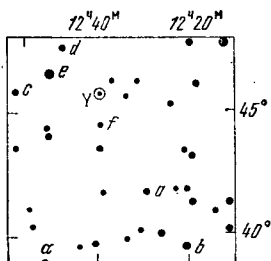
$a = 5,28$; $b = 5,71$; $c = 6,24$;
 $d = 6,28$; $e = 6,33$; $f = 6,61$;
 $g = 6,93$.



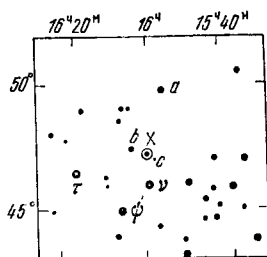
RSO Пака
 $a = 5,38; b = 5,83; c = 6,33;$
 $d = 6,42; e = 7,06.$



U Гидры
 $a = 4,20; b = 5,11; c = 5,51;$
 $d = 5,85; e = 6,23.$

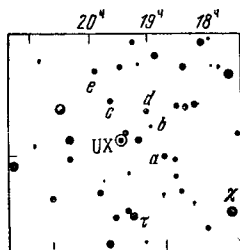


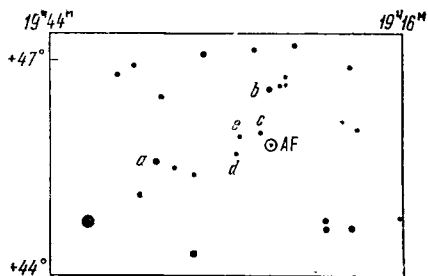
У Гончих Псов
 $a = 4,32; b = 5,22; c = 5,72;$
 $d = 6,02; e = 6,22; f = 6,34.$



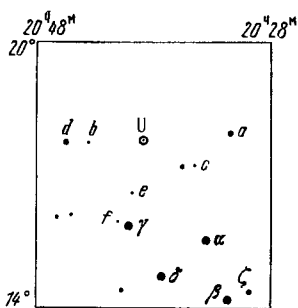
X Геркулеса
 $a = 5,90; b = 6,58; c = 7,40.$

UX Дракона
 $a = 6,18; b = 6,49; c = 7,06;$
 $d = 7,47; e = 7,80.$

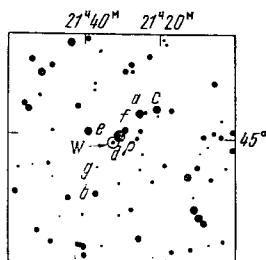




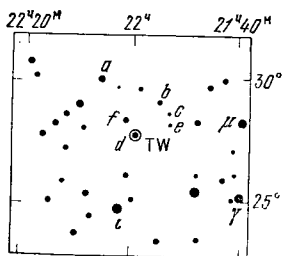
AF Лебедя
 $a = 6,34; b = 6,70; c = 6,87; d = 7,40; e = 7,79.$



U Дельфина
 $a = 6,27; b = 6,49; c = 6,61; d = 6,76; e = 7,17; f = 7,47.$



W Лебедя
 $a = 5,34; b = 5,35; c = 5,54; d = 6,11; e = 6,47; f = 6,56; g = 6,70.$



TW Перса
 $a = 6,38; b = 6,83; c = 7,25; d = 7,54; e = 7,98; f = 8,54.$

Владимир Платонович Цесевич
ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ И ИХ
НАБЛЮДЕНИЕ

М., 1980 г., 176 стр. с илл.

Редактор *М. М. Дагаев.*
Технический редактор *С. Я. Шкляр.*
Корректор *М. Л. Медведская*

ИБ № 11221

Сдано в набор 21.12.79. Подписано к печати
16.05.80. Т-09571. Бумага 84×108¹/₃₂. Тип. № 2.
Обыкновенная гарнитура. Высокая печать. Ус-
ловн. печ. л. 9,24. Уч.-изд. л. 9,24. Тираж
60 000 экз. Заказ № 792. Цена книги 30 коп.

Издательство «Наука»
Главная редакция физико-математической
литературы
117071, Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

4-я типография издательства «Наука»
630077, Новосибирск, 77, Станиславского, 25

ИЗДАТЕЛЬСТВО «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
117071, Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

Серия «Библиотека любителя астрономии»
ВЫШЛИ ИЗ ПЕЧАТИ:

1. В. А. Бронштэн. Планеты и их наблюдение.
2. В. П. Цесевич. Переменные звезды и их наблюдение.

ГОТОВЯТСЯ К ВЫПУСКУ В 1980 г.

3. К. И. Чурюмов. Кометы и их наблюдение.

ПЛАНИРУЮТСЯ К ВЫПУСКУ В ПОСЛЕДУЮЩИЕ ГОДЫ:

4. В. В. Шевченко. Луна и ее наблюдение.
5. И. Т. Зоткин. Метеоры и их наблюдение.

Требуйте вышедшие из печати книги в магазинах Книготорга, Центрокоопкниги и Академкниги. На печатающиеся издания принимаются предварительные заказы.

30 коп.

