

ЭЛЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ЗВЕЗДЫ ν ЭРИДАНА*

Я. И. КУМСИШВИЛИ

Глава I

Обзор работ по исследованию переменных звезд типа β Цефея Постановка задачи настоящего исследования

§ I. Введение. Результаты исследования переменных звезд играют важную роль в познании вопросов строения и развития звезд. Последовательное изучение процессов, происходящих в атмосферах и в недрах переменных звезд, позволяет расширять наши представления о физическом строении звезд вообще. Исследование труднонаблюдаемых тонких эффектов как в колебаниях блеска, так и в спектрах переменных звезд делает возможным всестороннее и глубокое изучение физических характеристик и приводит к объяснению механизма процессов, протекающих в них. Ряд характерных особенностей переменных звезд как-то: простота методики их обнаружения и более тонкой классификации, четко выраженные связи «период — светимость» и «период — спектр» для большинства переменных звезд, весьма высокая светимость, дающая возможность обнаружить их и в ближайших соседних звездных системах, и др. ставят переменные звезды в особое положение сравнительно с постоянными звездами каких-либо определенных физических категорий.

Переменные звезды принято делить на три основных класса: пульсирующие или, как их часто называют, переменные звезды «большой последовательности», эруптивные и затменно двойные переменные.

Группу переменных звезд, меняющих свой блеск в силу пульсации или сходных физических процессов, присущих самой звезде, называют пульсирующими переменными звездами или переменными «большой последовательности» [1].

Переменные звезды «большой последовательности» весьма разнообразны по своим характеристикам, но они объединены общей зависимостью «период-спектр». По определению Б. В. Кукаркина [2] переменные звезды «большой последовательности» разделяются на следующие основные типы: 1. Полуправильные и неправильные переменные; 2. Переменные типа Миры Кита; 3. Переменные типа RV Тельца; 4. Долгопериодические цефеиды; 5. Короткопериодические цефеиды.

Здесь мы не будем описывать каждый из перечисленных типов переменных звезд, коснемся лишь короткопериодических цефеид, так как

*) Статья представляет собой основу кандидатской диссертации автора.

по своим характеристикам они больше подходят к изучаемой нами звезде типа β Цефея, и, кроме того, обнаруженный в короткопериодических цефеидах эффект Блажко характерен и для звезд типа β Цефея.

Короткопериодические цефеиды, принадлежащие к упомянутому классу звезд, характеризуются хорошо выраженной периодичностью изменения блеска. Периоды изменения блеска короткопериодических цефеид заключены в пределах от 88 минут до 1,5 дня. Амплитуды изменения блеска — около одной звездной величины. Многие короткопериодические цефеиды явились объектами самых разнообразных, зачастую очень тонких, физических исследований. Работы, посвященные объектам этого типа, содержат исследования общих закономерностей спектров, лучевых скоростей, собственных движений и других характеристик.

В 1907 году С. Н. Блажко в статье «Сообщение о переменных звездах» [3] писал, что моменты максимумов и минимумов звезды 87. 1906 *Dra* (*RW* Дракона) не могут быть представлены постоянным периодом, а подвержены периодическим изменениям; в той же статье автор привел для вычисления моментов максимумов формулу, в которую входит периодический член с периодом 41.6 суток.

В 1924 году С. Н. Блажко [4] еще раз обратил внимание на изменение периода и формы кривой блеска переменной *RW* Дракона. Исследование тысячи наблюдений этой звезды, которые были получены в 1906, 1908 и 1910 гг. привело С. Н. Блажко к следующим заключениям: 1) период переменной, т. е., промежуток времени между двумя последовательными максимумами, не постоянен: он правильно меняется в течение периода в 41.5 дня. 2) Кривая блеска переменной тоже не постоянна: она правильно меняется, так же как период, в течение 41.5 дня.

Исследование переменной *XZ* Лебеда, выполненное С. Н. Блажко [5] в 1926 г., показало, что ее период меняется периодически, с периодом в 57.4 дня, причем с таким же периодом меняется и форма кривой блеска. Оказалось, что у *RW* Дракона эти особенности обнаруживаются с большей определенностью, чем у *XZ* Лебеда. С. Н. Блажко писал тогда: «до настоящего времени, кажется, только эти две переменные звезды типа Цефеид исследованы в этом отношении, и пока нельзя сказать являются ли они исключениями, или же, может быть, лишь более резкими примерами общего правила. Возможно, что у других звезд этого типа, которые имеют правильно меняющийся период, окажутся, при более точном исследовании, и правильно меняющиеся кривые блеска». Действительно оказалось, что явление периодического изменения формы кривой блеска, впервые обнаруженное С. Н. Блажко, характерно для многих короткопериодических цефеид. Вполне возможно, что этот эффект — «эффект Блажко», как его называют в настоящее время, характерен для всех короткопериодических цефеид и, что он пока исследован только у тех звезд, для которых достигает значительной величины, доступной для наблюдений.

В 1939 г. С. Н. Блажко [6] исследовал переменную Геркулеса, которая также показала изменение периода и формы кривой блеска. По исследованию Балаш и Детре [7] период изменения периода *AR* Геркулеса составляет 31.5 дня. Сильно меняется также амплитуда изменения блеска от $0^m.9$ до $1^m.77$.

В 1940 г. Д. Я. Мартынов [8] обнаружил интересные закономерности в изменениях блеска γ Малого Льва. Максимальный блеск этой

звезды меняется с тридцатитрехдневным периодом и изменение амплитуды происходит от $0^m.9$ до $1^m.9$. Для этой звезды не было обнаружено изменений периода, синхронных с тридцатитрехдневной периодичностью переменности амплитуды.

В. П. Цесевич провел исследование нескольких короткопериодических цефеид с целью изучения изменения периода и формы кривой блеска [9, 10, 11]. Для объяснения причин, вызывающих эффект Блажко, В. П. Цесевич высказал предположение, что в разных направлениях Цефеида пульсирует неодинаково, вращаясь вместе с тем вокруг оси. Период пульсации соответствует основному периоду изменения блеска звезды, а период вращения — периоду изменения формы кривой блеска. В настоящее время «эффект Блажко» еще не получил окончательного объяснения.

Звезда γ Эридана, которую мы исследовали электроколориметрически в 1951 — 1958 гг. также характеризуется изменением как формы кривой блеска, так и амплитуды. Мы обнаружили также и изменение цвета этой звезды.

§ 2. История изучения звезд типа β Цефея. Звезды типа β Цефея или, как их часто называют, звезды типа β Большого Пса представляют немногочисленную, но весьма интересную группу звезд. Это — очень однородная группа пульсирующих гигантов, блеск которых меняется в пределах порядка $0^m.1$ а лучевые скорости — в пределах 70 км/сек; периоды же изменений блеска и лучевых скоростей заключены в пределах от $0^d.1$ до $0^d.3$; спектральные подклассы *B1—B3*; классы светимости — *III—IV*. В отличие от цефеид, максимум блеска соответствует фазе наибольшего сжатия звезды согласно пульсационной гипотезе [12].

В 1902 г. Фрост [13] получил спектры звезды β Цефея и обнаружил, что ее лучевая скорость меняется. После этого Фрост в течение 4-х лет усердно продолжал свои наблюдения и пришел к выводу, что период изменения лучевых скоростей составляет 4 ч. 34 м. 11 с. и, что кривая изменения лучевых скоростей почти симметрична. Амплитуда составляет 34 км/сек. Наименьший период известных до этого спектрально двойных звезд 1.45 дня (μ Скорпиона, *V* Кормы). На основе кривой изменения лучевых скоростей Фрост вычислил орбиту. Радиус орбиты β Цефея оказался чрезвычайно малым — 45000 км.

В то время еще не было известно, что блеск β Цефея меняется. В 1913 году Гутник [14] фотоэлектрически обнаружил, что блеск β Цефея меняется с амплитудой $0^m.05$ с таким же периодом, как и лучевая скорость, хотя при этом кривая блеска не была похожа на кривую затменной переменной. Проблема β Цефея в течение ряда лет оставалась нерешенной.

Фрост занялся систематическим исследованием звезд с переменными лучевыми скоростями.

Вторая открытая звезда этой группы — это σ Скорпиона. В 1904 г. Слайфер [15] обнаружил, что лучевая скорость этой звезды меняется. Позднее, в 1916 г. Селга [16] определил период изменения лучевых скоростей этой звезды. Он оказался равным 5.9 ч.

Третьим представителем этой группы звезд является β Большого Пса, для которых Альбрехт [17] в 1908 году нашел, что лучевая скорость меняется, а в 1910 г. он же получил значение периода, несколько превышающее 6 ч. В 1906 г. Стеббинс [18] по фотоэлектрическим наблюдениям обнаружил изменения блеска σ Скорпиона, с амплитудой

0^m.03. а в 1928 им же было обнаружено изменение блеска β Большого Пса [19]. В 1912 г. Адамс подметил изменение лучевых скоростей 12-ой Ящерицы, а Юнг нашел его период в 4.6 ч. Стеббинс обнаружил изменение блеска этой звезды.

Как известно, для спектрально двойных звезд типов *O*, *B*, *A* амплитуда изменения лучевых скоростей в среднем быстро увеличивается при уменьшении периода, но это продолжается до тех пор, пока период не достигнет значения 1.3 суток; для периодов меньших этого значения амплитуда уменьшается.

Как отмечает в своем интересном исследовании Струве [20], это может означать только одно: звезда β Цефея и ей подобные звезды не являются двойными, они похожи более на цефеиды, но отличаются от них малой амплитудой изменения блеска. Почти все представители этой группы обнаруживают неправильности как в изменении лучевых скоростей, так и в изменении блеска.

Струве считает, что обозначение этой группы звезд β Большого Пса, который ввел Анрото, исторически не оправдано, так как, без сомнения, первой и наиболее типичной представительницей этой группы являлась β Цефея.

Значительную работу для изучения звезд типа β Цефея выполнил Анрото [21, 22] в 20-ых годах текущего столетия. Он обнаружил, что амплитуда кривой лучевых скоростей β Большого Пса подвержена изменениям, но он не смог найти закона, по которому меняется амплитуда. Еще важнее было его сообщение о поведении спектральных линий этой звезды. Как он отмечал, ширины спектральных линий периодически менялись: они то становились узкими, то расширялись и расплывались; причем эти изменения происходили с периодом, почти равным периоду изменения лучевых скоростей, а именно 0^m.25130. Он не смог найти причины этих изменений. Спектральные и фотометрические наблюдения, выполненные в 20-х годах, показали, что лучевые скорости и блеск для этой группы звезд меняются с одинаковым периодом.

В 1928 г. Анрото [23] опубликовал список 29 звезд типа β Цефея (или заподозренных). Он указывал, что для звезд типа β Цефея характерны:

1. Весьма короткопериодические изменения лучевых скоростей, часто сопровождаемые параллельным, небольшим изменением блеска.

2. В большинстве случаев имеет место также изменение амплитуды короткопериодической кривой лучевой скорости; изменения, которые находят также в кривой блеска. Например, это явление отмечено в случае 12 Ящерицы. Изменения того же характера, в начале считавшиеся неустойчивыми, имеют место и в случае δ Кита.

3. Во многих случаях долгопериодическое изменение лучевой скорости указывает на то, что звезда движется по орбите с тем же периодом. Упомянувшиеся изменения амплитуды являются, без сомнения, функцией положения звезды на орбите. Иногда короткопериодические изменения не постоянны, что может быть реальным или кажущимся следствием движения по орбите. Но само это изменение не может быть приписано орбитальному движению.

4. Ширина и интенсивность спектральных линий меняются с постоянным периодом, который почти равен короткому периоду колебания лучевой скорости. Все изменения сходны с изменениями, происходящими в звездах типа *RR* Лиры. В большинстве случаев эти звезды

сравнительно ярки и поэтому могут быть исследованы точно и детально спектрографом и фотоэлектрически.

В 1934 г. Мейер [24] исследовал β Большого Пса по спектроскопическим наблюдениям, которые были получены Анрото и им в разные годы. Он обнаружил, что:

1. Амплитуда кривой лучевых скоростей этой звезды меняется приблизительно от 3 до 20 км в течение периода 49.1 дня.

2. Кривая лучевых скоростей может быть представлена как сумма двух гармонических колебаний с мало отличными друг от друга амплитудами и периодами. Для периодов он получил значения: 6 ч. 2 м. и 6 ч. 0 м. Более длинный период совпадал с периодом указанным Анрото, — периодом, с которым расширялись спектральные линии.

Как на возможную физическую интерпретацию Мейер указывал на пульсацию, с периодом 6 ч. 2 м. и на существование массивного компонента, который вращается с периодом 6 ч. 0 м.

В 1936 г. Мур [25] опубликовал четвертый каталог спектрально двойных звезд. В этот каталог занесены 13 звезд типа β Цефея, а именно: δ Кита, γ Эридана, β Большого Пса, σ Скорпиона, θ Змееносца, 12 Ящерицы, β Большой Медведицы, ξ Большой Медведицы, β Большой Медведицы, δ Щита, δ Орла, τ Лебеда, β Цефея. Из них только 6 имеют спектр *B*. Для этих звезд, на основе кривой изменения лучевых скоростей, Муром вычислены орбитальные элементы. Эти объекты занесены в таблицу звезд, для которых изменение лучевых скоростей вызвано не орбитальным движением, а другими причинами. Мур отмечает, что орбитальные элементы, несмотря на то, что они выведены по кривой изменения лучевых скоростей, имеют значение лишь в смысле удобного описания формы кривых лучевых скоростей. Так что, эти звезды, возможно, могут быть отнесены в общем смысле к пульсирующим звездам.

В 1938 г. Пейн-Гапошкина и С. Гапошкин [26] в своей монографии «Variable stars» отнесли к типу β Цефея 30 звезд, при этом 13 из них — не совсем уверенно. В 1941 году Струве и Свингс [27] подробно исследовали группу звезд типа β Цефея на основе спектров, полученных на Мак-Дональдской обсерватории, и пришли к заключению, что к этой группе достоверно можно отнести только лишь четыре звезды; β Цефея, σ Скорпиона, β Большого Пса и 12 Ящерицы. Суммируя свои результаты они заключают, что:

1. Изменение скорости, вероятно, не чисто атмосферное явление. Иначе было бы непонятно, почему периоды настолько сходны, а спектры так различны по характеру.

2. Изменения связаны только с ее разреженной атмосферой. Разумеется, β Цефея не показывает ничего подобного этому, хотя изменения были обнаружены в 12 Ящерицы.

3. Небольшие колебания блеска указывают скорее на внутренний процесс, нежели на эффект движения двойной звезды.

4. Существование медленного изменения в средней лучевой скорости — γ может указывать на движение двойной, но в этом предположении нет уверенности.

5. Связь между кривыми блеска и скорости определенная и отличающаяся от связи в случае истинной цефеиды, она имеет некоторое сходство с ней.

В частности, максимум блеска всегда наступает вскоре после фазы максимального сжатия.

Известный сдвиг на $1/4P$, наблюдаемый в нормальных цефеидах, в данном случае сильно уменьшен.

В 1950 г. Струве [28] исследовал звезду β Большого Пса на основе спектров, полученных на Ликской Обсерватории между 1904 г. и 1948 г. Струве характеризует кривую лучевых скоростей звезды тремя периодами: $P_1=0.25002246$ дня и $K_1=5.8$ км/сек. (относящиеся к лучевым скоростям); период P_1 постоянен за весь интервал наблюдений, P_2 , относящийся к изменению ширины линии, меняются от 0.2513015 до 0.2513003 дня с соответствующим изменением в K_2 от 4.2 до 2.0 км/сек, наконец, P_3 — период биения периодов P_1 и P_2 изменяется от 49.09 до 49.17 дня.

Вопрос о причине, вызывающей изменение блеска и лучевых скоростей звезд типа β Цефея, в настоящее время является открытым. Многочисленные явления, которыми характеризуется переменность лучевых скоростей и блеска этих звезд, до сих пор не получили объяснения. Только эффект пульсации не может объяснить поведение кривых лучевых скоростей и блеска. Среди звезд типа β Цефея мы встречаемся с такими звездами, у которых существует два, и возможно, больше периода изменения лучевых скоростей; меняется также форма кривой лучевых скоростей. Из этого класса звезд те, которые изучены также и фотометрически, показывают изменение блеска. При этом оказывается, что изменяются и амплитуда и форма кривой блеска. В указанной выше работе Струве, для объяснения природы звезд типа β Цефея, высказал предположение о сочетании пульсации с двойственностью. Он попытался рассмотреть эти звезды как тесные пары, предположив, что невидимый спутник пары является белым карликом. Он допускал, что P_1 представляет орбитальный период спутника, в то время, как P_2 соответствует пульсации, которая вызывается спутником в атмосфере главной звезды. При этом затмение не происходит. Как отмечает Струве, периоды P_1 и P_2 не характерны для всех звезд этого типа: β Цефея показывает только P_1 ; HD 199140 показывает оба P_1 и P_2 периода. 12 Ящерицы, обнаруживает также оба P_1 и P_2 периода. Это может означать, что отношение амплитуд, которые соответствуют P_1 и P_2 , для разных звезд очень сильно отличаются.

Суммарная амплитуда K_1+K_2 изменяется в широких пределах; она может быть так мала как 2 км/сек (в случае β CMa) или достигать 60 км/сек (в случае HD 199140). Обычно блеск этих звезд меняется, но кривые блеска не показывают эффекта затмения.

Струве и его сотрудниками было предпринято с 1950 г. систематическое исследование звезд типа β Цефея, так как Струве считает, что для объяснения сложных характеристик этих звезд недостаточны спорадические наблюдения, которые не дают новых данных. Это исследование продолжается до настоящего времени.

Параллельно со спектроскопическими исследованиями выполняются также фотоэлектрические измерения этих звезд, главным образом, в Утрехте Де Ягером и на Mount Stromlo (Австралия) Хоггом.

В течение последних лет были выполнены многочисленные исследования переменных звезд типа β Цефея. Развитие фотоэлектрических наблюдений привело к открытию значительного числа переменных звезд, существенно отличающихся по своим характеристикам от переменных звезд типа β Цефея. В общем каталоге переменных звезд Б. В. Кукар-

кина и П. П. Паренаго содержится 6 звезд типа β Цефея. В IV, V, VI и VII Дополнения были внесены еще 8 звезд этого типа.

В VI Дополнении был введен новый тип переменных звезд, некоторые представители которого раньше относились к типу β Цефея. По предложению авторов (Б. В. Кукаркин, П. П. Паренаго, Ю. И. Ефремов, П. Н. Холопов) этот тип переменных звезд был назван типом α^2 Гончих Псов, по имени наилучшим образом изученного представителя. Эти звезды обозначаются символом α CV. В настоящее время известны 9 переменных данного типа. Этот новый тип переменных так охарактеризован в упомянутом каталоге: «К типу α CV относятся спектрально-двойные звезды спектрального класса A_p , в спектрах которых усилены линии кремния, стронция, хрома и редкоземельных элементов. Интенсивность этих линий меняется с периодом, равным периоду изменения блеска звезды. Блеск меняется в пределах, обычно не превышающих $0^m.1$, причем амплитуда его изменения больше в визуальных лучах, чем в фотографических. Периоды заключены в пределах от 1^d до 25^d , звезды этого типа являются более голубыми в минимуме блеска».

В 1941—1942 гг. на Абастуманской обсерватории В. Б. Никоновым и Э. С. Бродской [29] выполнено фотоэлектрическое исследование звезды α^2 Гончих Псов. Эти наблюдения с полной убедительностью подтвердили наличие изменений как блеска, так и цвета α^2 Гончих Псов. Упомянутые авторы особо отмечают, что в максимуме блеска звезда желтее, чем в минимуме. Таким образом, изменение цвета противоположно тому, что имеет место в цефеидах и долгопериодических переменных, находясь в противоречии с теорией пульсации звезд.

Звезда δ Щита сравнительно хорошо изучена. В 1915—1937 гг. на Ликской обсерватории Фат [30, 31] исследовал эту звезду фотоэлектрически. Он обнаружил, что амплитуда изменения ее блеска меняется. Им же было обнаружено, что у этой звезды имеется второй период. В 1939 г. были предприняты непрерывные кооперированные фотоэлектрические наблюдения этой звезды, в которых принимала участие также и Абастуманская астрофизическая обсерватория [32].

Струве [20] окончательно относит к группе звезд β Цефея 10 звезд, считая кроме того 6 звезд заподозренными в переменности этого типа. В указанной работе приведена таблица, содержащая список этих звезд с указанием периода или периодов изменения лучевых скоростей и блеска для каждой звезды, амплитуды лучевых скоростей и наибольшей амплитуды изменения блеска, спектрального класса вместе с классом светимости, цвета звезд выраженного в системе $B-V$ и, наконец, визуальной абсолютной величины. Мы воспроизводим здесь эту таблицу.

Звезды расположены в порядке уменьшения периодов. Первая звезда имеет период 6 часов, последняя 3.5 часа. Половина этих звезд показывает два периода, в то время как остальные имеют только один период.

Самую большую амплитуду лучевых скоростей и блеска показывает BW Лисички, период которой значительно меньше периодов β Большого Пса и σ Скорпиона. Обнаруживается также зависимость между периодом и абсолютной величиной, с одной стороны, и цветом, с другой. Эта зависимость показана на диаграмме цвет абсолютная величина (рис. 1).

На рис. 1 видно, что последовательность звезд типа β Цефея начинается немного раньше спектрального класса $B1$, около визуальной аб-

P-36188

солютной величины — 4,5, опускается вертикально около — 4,0, поворачивает направо и сливается с главной последовательностью около абсолютной величины — 2,8 и спектрального класса B2. Вопрос — относятся ли все звезды заштрихованной области к типу β Цефея — еще не ясен.

Таблица 1

Звезда	P_1	P_2	$2K_1, 2K_2$		Δm_1	Спект. класс	Цвет	M_v
			км/сек					
β CMa	6ч.0м.	6ч.2м	12	6	0 ^m .03	B1П-III	-0.280	-4 ^m .7
	5 44 или 6 7	5 55	15	100	—	0 ^m .08 B1III		-4.3
ζ CMa	6 7	—	36	—	0.01 или 0.45	— B1IV	-0.230	-4.2
	5 2	—	—	—	—	—	—	—
BW Vul	—	4 49	—	150	—	0.19—0.26 B2III	-0.270	-4.1
12 DDLac	4 44	4 38	15	36	0.042	0.074 B2III	-0.265	-4.1
BCep	4 34	—	18-46	—	0.02	— B2III	-0.275	-4.1
—	—	—	—	—	-0.05	—	—	—
ν Eri	4 16	4 10	22	49	0.067	0.114 B2III	-0.255	-4.1
16 ENLac	4 6	4 4	4	30	0.035	0.055 B2IV	-0.260	-3.3
β Cet	3 52	—	13	—	0.025	— B2IV	-0.245	-3.3
γ Peg	3 38	—	7	—	0.015	— B2IV	-0.240	-3.0

Пять звезд этой группы характеризуются интерференцией периодов. В случае β Большого Пса периоды отличаются друг от друга на 2 минуты. Большой период (период биения) немного больше 49 дней. Это самый длинный период в этой группе. Для других звезд этого типа период биения уменьшается до 7 дней. Все звезды этой группы, для которых имеется фотоэлектрический цвет, в максимуме блеска синее, чем в минимуме.

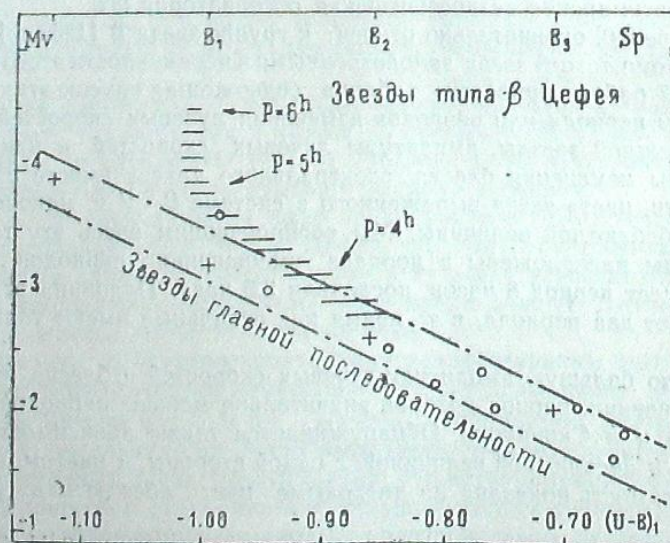


Рис. 1

Наблюдаемое изменение блеска радиально пульсирующей звезды есть результат двух эффектов: изменений радиуса и температуры звезды. Исследования, посвященные этим вопросам, были проведены на Ликской обсерватории Стеббинсом и Кроном [33] в 1954 году. Они наблюдали β Цефея в шести цветах (от ультрафиолетового — 353 м μ до инфракрасного — 1030 м μ) в течение двух ночей. На рис. 2 приведены их результаты.

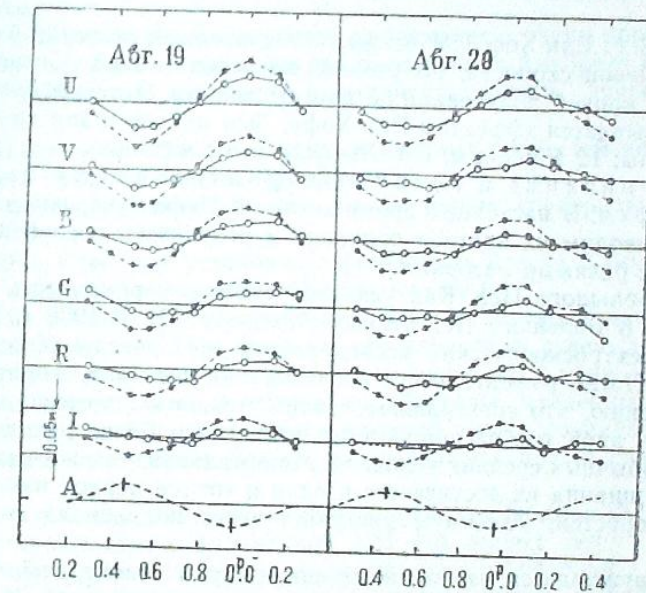


Рис. 2

Непрерывные кривые показывают зависимость между Δt и длиной волны. В максимуме блеска звезда синее.

Кривые блеска обнаруживают отставание этих максимумов при переходе от ультрафиолетовых лучей к инфракрасным. Подобное явление было найдено Стеббинсом [34] для звезд η Орла и δ Цефея. Сдвиг фазы для δ Цефея по Стеббинсу составляет 0.05 периода между 353 м μ и 1030 м μ . Таким образом, β Цефея показывает сдвиг фазы при переходе к длинным волнам, как это имеет место для Цефеид.

На рис. 2 кривая A представляет изменение блеска, вызванное только лишь изменением объема звезды. Эта кривая является результатом интеграции кривой лучевых скоростей. Когда вычитываем кривую A из каждой наблюдаемой кривой блеска для каждой ночи, получаем 6 кривых, которые относятся к изменениям только температуры. Эти кривые согласуются с формулой Планка только тогда, когда изменение радиуса равно $\Delta R = 5.24 \cdot 10^4$ км = 0.075 R_{\odot} , и в то же время амплитуда кривой A составляет $0^m.036$. Комбинация этих двух величин требует, чтобы $R = 9.0 R_{\odot}$ при температуре 23000° и β Цефея должна иметь визуальную абсолютную величину $M_v = -4^m.2$. А В. Морган и П. Кианн [35] в 1951 г. по спектрам получили $-4^m.1$. Этот результат свидетельствует, что теория пульсации удовлетворительно объясняет переменность этой звезды.

Стеббинс и Крон обратили внимание на то обстоятельство, что β Цефея сравнительно простая звезда — она имеет только один период и не показывает изменения профилей линий. Теория пульсации может также объяснить переменность звезд ξ Большого Пса, γ Пегаса, δ Кита, которые также имеют один период и резкие спектральные линии. А вопрос — можно ли применить теорию пульсации для объяснения поведения остальных звезд этой группы, в настоящее время остается открытым.

В 1953 г. Ван-Хоф [36] открыл замечательное явление отставания кривой лучевой скорости, полученной на основе линий поглощения водорода, от кривой полученной по другим линиям. Этот эффект, который теперь называется эффектом Ван-Хофа, был найден и для других звезд этой группы: 12 Ящерицы, VW Лисички и σ Скорпиона.

§ 3. Описание и главные характеристики звезд типа β Цефея. В настоящее время к типу β Цефея уверенно относят 10 звезд. Приводим их краткое описание и результаты исследований, выполненных разными авторами.

1. β Большого Пса. Как уже отмечалось, переменность лучевых скоростей β Большого Пса открыл Альбрехт [17]. В 1908 г. В 1917 — 1918 гг. спектроскопическим исследованием этой звезды занимался Анрото [21]. После внимательного исследования спектров, Анрото пришел к заключению, что спектральные линии меняются: временами они суживаются, иной раз расширяются и становятся более расплывчатыми, чем при обычных средних условиях. Минимальная, так же как и максимальная, ширина их достигается в один и тот же период изменения лучевых скоростей; максимум наступает через полпериода после минимума.

Обнаруживается период изменения ширины спектральных линий, слегка отличный от периода изменения лучевых скоростей. Несомненно

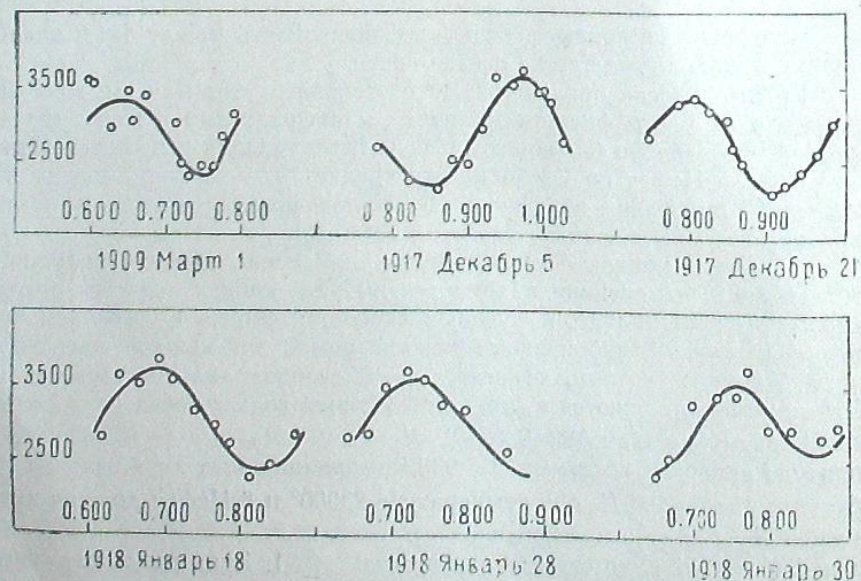


Рис. 3

имеется также изменение интенсивностей спектральных линий. Интересны кривые изменения ширины спектральных линий и соответствующие индивидуальные кривые изменения лучевых скоростей, полученные в 1918 г. Анрото. На рис. 3 приведены кривые изменения ширины спектральных линий.

Все кривые показывают аналогичные изменения. Анрото продолжил исследование β Большого Пса в 1922 г. [37] и получил следующие результаты.

1) Изменение лучевых скоростей происходит с очень короткой (около 6 часов) продолжительностью, о чем упоминал Альбрехт в 1908 году.

2) Значительное изменение в амплитуде кривой лучевых скоростей.

3) Максимумы отдельных кривых лучевых скоростей вероятно не могут быть связаны общим периодом.

4) Короткопериодические изменения ширины спектральных линий; $P_1 = 0^d 25130$.

В 1928 г. Стеббинс установил переменность блеска β Большого Пса и нашел амплитуду изменения блеска меньше 0.1.

В 1930 — 1932 гг. спектроскопическим исследованием этой звезды занимался Мейер [24]. Он показал, что изменение лучевых скоростей можно представить, как результат наложения двух кривых со слегка отличными амплитудами и периодами. Периоды, найденные Мейером, равны 6 ч. 00 м. и 6 ч. 02 м. Этот последний период совпадает с периодом, который был найден Анрото для изменения ширины спектральных линий.

В 1935 г. блеск звезды исследовал фотоэлектрически Фат [38] и нашел, что он меняется с амплитудой 0.03. Но, период этих изменений нельзя было точно определить из имеющихся наблюдений.

Как уже упомянуто выше, очень важное спектроскопическое исследование этой звезды принадлежит Струве. Он уточнил значения двух периодов изменения лучевых скоростей, полученных Мейером. А именно, он указал, что период $P_1 = 0^d 25002246$ представляет колебание лучевых скоростей с полуамплитудой $K_1 = 5.8$ км/сек, и что этот период остается постоянным для всего интервала времени, покрытого наблюдениями. Второй период $P_2 = 0.2513003$ представляет изменение контуров линий. Этот период меняется незначительно и его изменение связано с изменением амплитуды K_2 между 4.2 и 2.0 км/сек. Струве также нашел третий $P_3 = 49.1695$, который связан с первым и вторым соотношением:

$$\frac{1}{P_3} = \frac{1}{P_1} - \frac{1}{P_2}$$

2. σ Скорпиона. σ Скорпиона была объектом многочисленных спектроскопических исследований [39, 40, 41]. Как уже отмечалось фотоэлектрическими наблюдениями Стеббинса [18] было установлено, что блеск звезды меняется, а на основании наблюдений Хогга, Готлиба, Симонова и Холла [42] была получена кривая изменения блеска.

На основе совместного рассмотрения кривых лучевых скоростей и блеска Леви [39] заключает, что минимум блеска совпадает с минимумом лучевых скоростей. Этот результат противоречит той зависи-

мости, которая имеет место для других представителей этой группы. Но надо отметить, что спектроскопические и фотометрические данные, которыми располагал Леви, были получены не одновременно. Для дальнейшего исследования этого соотношения Вилиамс и Струве [43] в 1954 г. предприняли одновременные спектроскопическое и электрофотометрическое исследования σ Скорпиона. Фотозлектрические наблюдения были выполнены на Ликской обсерватории с помощью установленного на 12" рефракторе электрофотометра, в котором применен фотоумножитель IP21 и желтый фильтр с эффективной длиной волны 5300 Å. В результате исследования было установлено, что минимум блеска σ Скорпиона запаздывает на 0.051 относительно минимума лучевых скоростей.

Струве, Мак-Намар и Зеберге [40] заключили на основе спектроскопических исследований, что фундаментальный период для σ Скорпиона $P_2=0.246844$. Индивидуальные кривые лучевых скоростей показывают, что имеется длинный период в 8.0, который является результатом интерференций колебаний с периодами $P_1=0.255$ и $P_2=0.239$. Фундаментальному периоду соответствует $2K_2=110$ км/сек, а $P_1=2K_1=15$ км/сек.

3. ξ' Большого Пса. Переменность лучевых скоростей этой звезды была открыта в 1907 г. Фростом [44]. Впоследствии она наблюдалась Анрото [45], который подтвердил переменность лучевых скоростей, и отнес ее к группе звезд типа β Цефея. Фотозлектрически впервые эту звезду наблюдал Уокер [46] в 1951 г. В те две ночи, когда Уокер фотозлектрически наблюдал ξ' Большого Пса, звезда не обнаружила изменения блеска больше чем на 0.01.

В 1952-53 гг. Мак-Намар [47] наблюдал эту звезду снова спектроскопически и вывел значение периода $P=0.2096$. Затем фотозлектрическое наблюдение было проведено Вилиамсом [48] на Ликской обсерватории. Он заключил, что блеск меняется и с таким же периодом, как и лучевые скорости.

4. VW Лисички. Переменность лучевых скоростей этой звезды была открыта Петри [49] в 1938 г., а переменность блеска по фотозлектрическим наблюдениям — Хаффером [50]. Наблюдения последнего показали достаточную устойчивость световой кривой, и самую большую амплитуду изменения блеска (0.19—0.26) из известных звезд типа β Цефея. Недавно эта звезда исследовалась электрофотометрически Эгеном [51], В. Б. Никоновым и Е. К. Никоновой [52], Крафтом [53], Линдсом [54] и Струве [55].

Фотозлектрические наблюдения В. Б. Никонова и Е. К. Никоновой выполнены на 200 миллиметровом менисковом телескопе обсерватории в Симеизе, при помощи звездного электрофотометра, снабженного фотоумножителем типа ФЭУ-17. При наблюдении применялись два светофильтра $BG-25$ и $GG-7$. Авторами построены средние кривые изменения блеска и цветового эквивалента. Они пришли к следующим заключениям. 1. Период Петри ($P=0.2103$) требует уточнения. Для этого необходимо провести дополнительные наблюдения через некоторый достаточно продолжительный интервал времени. 2. Средние кривые в обоих фильтрах весьма сходны по форме. На восходящей ветви обеих кривых отчетливо выявляется некоторый горб, присутст-

ствующий и на индивидуальных кривых, однако, с несколько различными амплитудами и положениями. 3. Цветовой эквивалент звезды меняется со средней амплитудой порядка 0.04. При этом средние моменты максимумов изменения блеска и температуры звезды совпадают по времени.

5. 12 DD Ящерицы. DD Ящерицы была открыта на основании спектрографических наблюдений Адамсом [56] в 1912 г. С тех пор наблюдалась многими исследователями и до настоящего времени представляет большой интерес.

Изменения ее блеска были обнаружены по фотозлектрическим наблюдениям независимо друг от друга Стеббинсом [57] в 1917 г. и Гутником [58] в 1918 г.

Изменение амплитуды лучевых скоростей впервые открыл Юнг [59]. Большое исследование по лучевым скоростям DD Ящерицы выполнил Струве [60] в 1950 г.

В 1952 г. звезда DD Ящерицы наблюдалась С. В. Некрасовой [61] фотозлектрически на Симензской обсерватории. Полученные кривые блеска через желтый и синий фильтры показали, что их форма и амплитуда меняются от периода к периоду. Изменение амплитуд заключено в пределах приблизительно 0.14 — 0.06 в каждом фильтре. При этом более высоким максимумам обычно соответствуют глубокие минимумы и наоборот. Автор заключает, что кривая изменений цветовых эквивалентов, полученная по средним кривым, дает указание на существование незначительного изменения цвета, а следовательно и на некоторые температурные колебания у переменной DD Ящерицы.

В 1951—1952 гг. Де Ягер [62] выполнил фотозлектрические наблюдения DD Ящерицы. На основе своих, а также и выполненных С. В. Некрасовой наблюдений Де Ягер вывел значения двух периодов $P_1=0.19308883$ и $P_2=0.197367$, которыми характеризуется эта звезда. Он сопоставил также кривые блеска, лучевых скоростей и цвета для обоих периодов P_1 и P_2 , которые приведены на рис. 4.

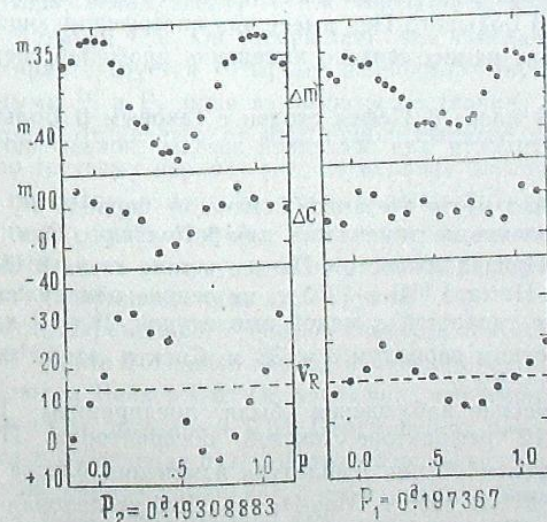


Рис. 4

На рис. 4 видно, что для обоих периодов в максимуме блеска звезда синее и этому моменту на кривой лучевых скоростей соответствует максимальное сжатие, если лучевые скорости интерпретировать как результат пульсации звезды. Самым важным результатом своего исследования Де Ягер считает тот факт, что упомянутые соотношения имеют место для обоих периодов. Отсюда он заключил, что оба компонента кривых лучевых скоростей и блеска должны иметь одинаковые объяснения; например, пульсацию, скажем, экваториальную и полярную, и вероятно не допустимо, чтобы один компонент, например, главный, интерпретировать как результат пульсации, а другой как результат орбитального движения, или как результат движения спутника вокруг главной звезды.

Де Ягер отмечает, что в отличие от классических цефеид для звезд типа β Цефея фазы звездной пульсации и переменности блеска не смещены относительно друг друга; это может быть объяснено тем, что здесь мы имеем дело со звездами главной последовательности, у которых атмосфера тоньше (наверно не толще 10^5 км), чем у цефеид, являющихся гигантами с очень расширенными атмосферами, в которых может возникнуть отставание фазы выходящей волны.

6. β Цефея. Первая звезда этой группы, открытая в 1902 г. Фростом [13] была β Цефея. Так как в то время Фрост не знал о переменности блеска β Цефея, то он даже не подозревал, что сделал очень важное открытие. Позже, в 1913 г. Гутник [14] фотоэлектрически обнаружил, что блеск β Цефея меняется с амплитудой $0^m.08$ с таким же периодом, как и лучевая скорость. В дальнейшем был выполнен ряд исследований этой звезды.

В 1950-52 гг. Струве и его сотрудники [63], выполнив спектроскопические исследования β Цефея, указали на то, что β Цефея несколько отличается от β Большого Пса. β Цефея имеет только один период P_1 и не показывает периодических изменений профилей спектральных линий. β Большого Пса имеет два интерферирующих периода P_1 и P_2 . Со вторым из них связано изменение профилей спектральных линий.

Спектральный класс β Цефея сходен с таковым β Большого Пса. Но, критерии светимости для последней звезды показывают низкую светимость.

В 1914 г. имело место внезапное изменение периода P_1 для β Цефея. Подобное явление не замечалось для β Большого Пса.

7. γ Пегаса. Принадлежность γ Пегаса к типу звезд β Цефея было установлено Мак-Намара [64] в 1953 г. на основе обнаруженной переменности лучевых скоростей с малой амплитудой $2K = 7$ км/сек, и с чрезвычайно коротким периодом 3 ч. 38 м. Спектр этой звезды принадлежит к классу В2.

Фотоэлектрические наблюдения были предприняты Виллиамсом [65] в 1953 г. на 12" рефракторе Ликской обсерватории. Применялся желтый фильтр $\lambda_{\text{eff}} = 500$ м μ . Амплитуда изменения блеска этой звезды составляет $0^m.015$. В 1956 г. Мак-Намара [66] исследовал также лучевые скорости γ Пегаса. Эта звезда исследована пока недостаточно хорошо и надо отметить, что она является трудным объектом для ис-

следования из-за малых амплитуд изменения как блеска, так и лучевых скоростей. Максимум блеска наступает через 0.034 после максимума лучевых скоростей.

С июля по ноябрь 1957 года на звездном электрофотометре Абастуманской астрофизической обсерватории совместно с Н. Л. Магалашвили мы производили электрофотометрические наблюдения γ Пегаса в двух фильтрах [67].

Наши наблюдения показывают, что имеет место не только изменение блеска звезды но и переменность ее цвета. Амплитуда изменения блеска больше в желтых лучах (около 0.07), чем в синих (около 0.04). При этом оказывается, что в максимуме звезда желтее, чем в минимуме. Таким образом, изменение цвета противоположно тому, что имеет место в цефеидах и в звездах типа β Цефея, к типу которой отнесена и γ Пегаса.

8. 16 EN Ящерицы. Спектральную двойственность звезды 16 EN Ящерицы открыл Ли [68]. Струве и Бобровников [69] дали элементы спектральной орбиты. В 1950 г. Уокер [70, 71] на основе многочисленного ряда фотоэлектрических наблюдений причислил эту звезду к типу β Цефея с сильно меняющейся кривой блеска и переменной амплитудой от 0.06 до 0.11. Спектроскопическое исследование, проведенное в тот же период, принадлежит Струве и его сотрудникам [72]. Фотоэлектрическими наблюдениями Уокер подтвердил периоды, полученные Струве и его сотрудниками, т. е. $P_2 = 0.169165$ и $P_1 = 0.170845$, интерференция которых дает период биения $P_3 = 17.20$. Амплитуды этих двух изменений почти одинаковы.

На основании сравнения с кривыми лучевых скоростей Уокер заключает, что кривые блеска и лучевых скоростей находятся в «фазе», т. е. максимуму блеска соответствует максимальное сжатие звезды, по теории пульсации. Изменение цвета звезды не обнаружено.

В 1951 году, зимой, звезду 16 EN Ящерицы электрофотометрически наблюдал Мичайка [73]. Он утверждает, что изменение блеска 16 EN Ящерицы характеризуется четырьмя периодами: двумя — короткими, почти равными P_1 и P_2 , один из которых постоянен и равен 0.161968 дням, а второй отличается от него приблизительно на 0.0016 дня (он вычислен по третьему периоду т. е. по периоду биения $P_3 = 17.6$ дня) и четвертым периодом изменения средней лучевой скорости. $P_4 = 12.097$. Четвертый период дает Мичайке повод утверждать, что звезда 16 EN Ящерицы отличается от других членов группы β Цефея и 16 EN Ящерицы может не принадлежать этой группе.

9. δ Кита. Переменность лучевой скорости δ Кита открыли Фрост и Адамс [74]. Анрото [75] нашел период изменения равным 0.16122. Блеск звезды наблюдал Вейкер [76]. Он заключил, что амплитуда изменения блеска не должна превышать 0.04. Переменность блеска с амплитудой 0.025 открыл и исследовал путем фотоэлектрических наблюдений Уокер [77], нашедший период изменения блеска равным около 4 ч. Спектр исследовался также Мак-Намара [47], установившим постоянство амплитуды кривой лучевых скоростей.

10. γ Эридана. Переменная звезда γ Эридана принадлежит к малочисленной, но весьма интересной группе звезд типа β Цефея.

Переменность лучевых скоростей γ Эридана была открыта в 1903 году Фростом и Адамсом [74]. В 1920 году эту звезду исследовал Анрото [45]. Он собрал все старые наблюдения γ Эридана и установил, что она принадлежит к типу β Цефея; он получил также значение периода изменения лучевых скоростей 0.23667. В 1926 году Анрото [78] свел вместе данные о лучевых скоростях, полученные из изучения более чем двухсот спектрограмм. Значение периода, выведенное ранее, подтвердилось, но ему не удалось получить новое значение периода, который удовлетворительно представил бы все наблюдения. Несомненными были только два факта: 1) период лучевой скорости звезды короток, 2) амплитуда колебаний не остается постоянной, а претерпевает большие изменения. В некоторых случаях она достигала 80 км/сек, а в иных она едва доходила до 20 км/сек. Период этого изменения амплитуды оценен Анрото в 7.9444.

Переменность блеска звезды подозревал Лау [79], но установил ее из фотоэлектрических наблюдений Бейкер [76], нашедший амплитуду равной несколько менее 0.1 и элементы: $\text{Max} = 2424465.764 + 0.15430E$.

Как было уже упомянуто, для периода изменения лучевых скоростей Анрото получил значение 0.23667. Противоречивость результатов могла означать возможную переменность периода.

В 1929 году В. П. Цесевич занялся этой звездой и сделал попытку получить период, но тогда это не удалось сделать. Как отмечает В. П. Цесевич [80] в опубликованной в 1944 году статье, « γ Эридана — замечательная звезда типа β *Sanis Majoris*. ... правильное решение задачи, навеянное изучением многих аналогичных звезд типа *RR Lyræ* было найдено только теперь».

Как известно, имеется много звезд типа *RR Лиры*, у которых помимо короткого периода колебаний наблюдается еще и долгий период изменения периода и формы кривой изменения блеска. Как правило, период этого изменения периода составляет несколько десятков периодов основного короткого колебания. В. П. Цесевич заподозрил, что таким колебаниям подвержена и кривая лучевых скоростей γ Эридана. Проведенное им исследование лучевых скоростей γ Эридана подтвердило это предположение. В. П. Цесевич нашел период изменения лучевых скоростей равным $P = 0.1735073$. После того как им были вычислены О-С, т. е. разности между наблюдаемыми моментами минимумов лучевых скоростей и вычисленными относительно найденных элементов, оказалось, что остатки изменяются периодически. В. П. Цесевич дал два возможных значения для периода изменения периода: $P_1 = 38.75P$ и $P_2 = 39.49P$. При этом он пришел к заключению, что второй период лучше представляет наблюдения.

На звезду γ Эридана наше внимание обратил П. П. Паренаго и с декабря 1950 года мы приступили к электрофотометрическим наблюдениям на звездном электрофотометре Абастуманской астрофизической обсерватории. Наблюдения выполнялись в двух участках спектра: $\lambda_{\text{эф}} = 381\text{м}\mu$ и $\lambda_{\text{эф}} = 527\text{м}\mu$. Звездами сравнения служили звезды *BD*—

3°809 и μ Эридана. Наши наблюдения с полной убедительностью показывают наличие изменений как блеска, так и цвета γ Эридана. Эти колебания блеска и цвета обнаружили такую же периодичность, что и изменения лучевых скоростей. Было обнаружено также изменение

амплитуды изменений блеска — примерно в пределах от 0.20 до 0.05.

В максимуме блеска звезда синее, чем в минимуме. Несомненно имеется также изменение формы кривой блеска.

Предварительные результаты, полученные нами, мы опубликовали в 1951 году в *Астрономическом Циркуляре АН СССР* [81].

В 1951 году Уокер [82] предпринял электрофотометрическое исследование γ Эридана, с целью проверки принадлежности этой звезды к типу β Цефея. Уокер наблюдал звезду с помощью звездного электрофотометра, установленного на 12" рефракторе Ликской обсерватории; применялись желтый и синий фильтры при $\lambda_{\text{эф}} = 526\text{м}\mu$ и $\lambda_{\text{эф}} = 389\text{м}\mu$ соответственно. Одновременно, в течение двух ночей Струве провел спектроскопическое наблюдение этой звезды с помощью 60" рефлектора на обсерватории Моунт Вильсон. Как показали эти наблюдения, как блеск, так и лучевые скорости изменяются с периодом 0.174 ± 0.001 дня. На основе этих исследований Уокер заключил, что: 1) изменения цвета не имеется, 2) кривые блеска показывают, что изменяется ам-

плитуда изменения блеска по крайней мере в пределах от 0.06 до 0.03,

3) в течение двух ночей, когда амплитуда изменения блеска была 0.04, амплитуда изменения лучевых скоростей достигала 50 км/сек, 4) максимум блеска наступает, тогда, когда лучевые скорости меняются с положительного значения на отрицательное. По теории пульсации это соответствует максимальному сжатию. Подобно этому, минимум блеска соответствует максимальному расширению.

В декабре 1951 года Мак-Намара [83] получил серию спектрограмм γ Эридана. Спектры показали заметное изменение ширины спектральных линий. Представляет также интерес заметная асимметрия кривой лучевых скоростей. Интервал времени между минимальной и максимальной лучевой скоростью значительно больше интервала времени между максимальным и минимальным скоростями.

Спектроскопическое исследование γ Эридана было предпринято в 1952—1955 гг. Струве и его сотрудниками [84, 85]. Ими была получена серия спектроскопических наблюдений. Как уже отмечалось В. П. Цесе-

вич вывел период $P = 0.1735073$. В 1951 и 1952 годах Струве и его сотрудники получили значение периода $P = 0.1735089$, которое лучше представляет наблюдения лучевых скоростей. Этот период хорошо представляет и старые наблюдения лучевых скоростей кроме двух ранних наблюдений 12 декабря 1912 года и 16 октября 1906 года. Из этого авторы заключают, что изменение периода хотя незначительно, но должно быть реально. Для периода изменения периода Струве нашел значение $P_3 = 6.9808$, которое несколько отличается от значения полученного В. П. Цесевичем.

Струве пришел к выводу, что в случае γ Эридана мы имеем дело с интерференцией двух колебаний с периодами $P_1 = 0.1779$, $P_2 = 0.1735089$.

и амплитудами лучевых скоростей $K_1 =$ от 8 до 15 км/сек. и $K_2 = 24.5$ км/сек, соответственно.

В случае других звезд типа β Цефея индекс I соответствует тому колебанию лучевых скоростей, которое сопровождается изменением профиля спектральных линий. В случае β Большого Пса различие ясно и $P_2 > P_1$, $K_2 > K_1$, а для всех других звезд изменение профиля линий связано с большей амплитудой скорости $K_2 > K_1$.

Исследование поведения спектральных линий, проведенное Струве, привело к заключению, что обозначения P_2 и K_2 , как соответствующие большей величине амплитуды, оправданы $K_2 > K_1$. Но мы должны заметить, что в случае β СМа, 12 Лас и т. д. было найдено изменение K_2 , а не K_1 , как это имеет место для ν Эридана.

В 1952 году Уокер [86] провел исследование ν Эридана на основе полученного им в 1951-52 гг. фотоэлектрического наблюдательного материала. Для значения периода изменения периода он получил: $P_3 = 8.7$. Как уже говорилось, Струве получил $P_3 = 6.9808$. Это противоречие Уокер объясняет возможным изменением P_3 . Струве считает, что на период P_3 могут влиять иррегулярные и достаточно заметные изменения в K_1 , искажающие его. И должно быть есть разумное расхождение в значениях P_3 , полученных на основе лучевых скоростей и из фотоэлектрических наблюдений. Уокер, следуя обозначениям Струве, по-

лучил амплитуды изменения блеска $R_1 = 0.067$ и $R_2 = 0.114$, для колебаний P_1 и P_2 , соответственно. Отношение $R_2/R_1 = 1.7$, а отношение $K_2/K_1 = 1.6$. Таким образом, в случае ν Эридана, в противоположность 12 Ящерицы ($K_2/K_1 = 3.3$, $\Delta m_2/\Delta m_1 = 1.6$), отношения амплитуд изменения блеска и лучевых скоростей приблизительно одинаковы.

Один из результатов упомянутых выше спектроскопических и фотоэлектрических исследований заключается в том, что для ν Эридана имеются два почти одинаковых периода изменения лучевых скоростей и изменения блеска, а другой результат это тот, что цвет звезды не меняется ощутимо с изменением амплитуды.

Де Ягер [87] считает, что для выяснения деталей переменности звезд типа β Цефея лучше исследовать их средние кривые изменения лучевых скоростей и блеска, так как средние кривые точны и, следовательно, могут показывать больше деталей, чем индивидуальные кривые. Кроме того, очень важно знать, меняется или нет цвет звезды с фазой. Для этой цели Де Ягер выполнил новые редукции и построил средние кривые блеска, цвета и лучевых скоростей, которые показаны на рис. 5. Оказалось, что ν Эридана по периоду P_2 в максимуме блеска имеет более синий цвет и минимальный радиус.

Кривая цвета, построенная по периоду P_1 , определяется неуверенно и не показывает резкого максимума. Во всяком случае максимум блеска соответствует минимальному радиусу. Кроме того, минимальному блеску и минимальной температуре соответствует максимум радиуса. Это последнее соотношение имеет место и для других звезд этого класса, кроме 12 Лас в случае периода P_1 .

Как уже упоминалось раньше, Уокер также отмечает связь между максимумом блеска и минимумом радиуса, не разделяя наблюдений по двум периодам.

§ 4. Постановка задачи. Как видно из обзора работ по исследованию переменных звезд типа β Цефея, интерес к этим звездам, можно сказать, еще более возрос с 1951—1952 гг.

Необъясненный до сих пор механизм сложных явлений в звездах типа β Цефея, в особенности вид наблюдаемых кривых как лучевой скорости, так и блеска, делают эти звезды весьма интересными объектами исследования.

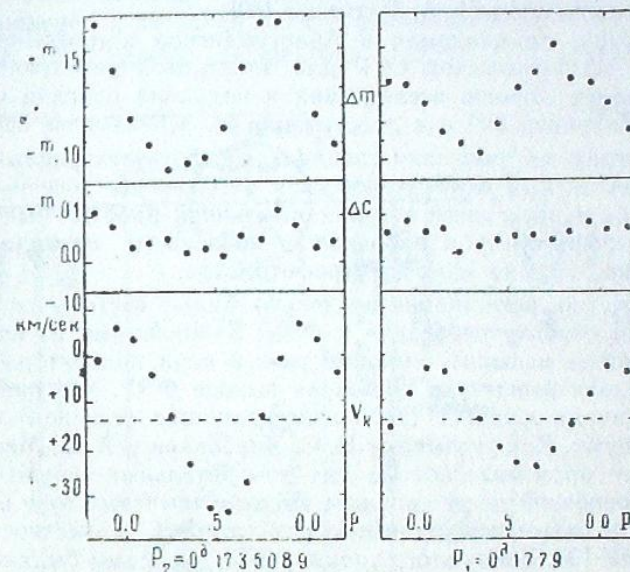


Рис. 5

Многочисленные факты, которыми характеризуется переменность лучевых скоростей и блеска этих звезд, до сих пор не получили объяснения. Среди звезд типа β Цефея встречаются и такие, у которых существуют два и больше периода. Для звезд типа β Цефея характерно изменение формы и амплитуды кривой блеска. Из вышесказанного ясно, что детальное изучение даже одной звезды этой весьма интересной группы звезд представляет большой интерес и поможет объяснению сложных свойств звезд этого типа.

Отсутствие ряда точных электроколориметрических наблюдений ν Эридана, особенности, обнаруженные спектроскопическими исследованиями, делали, как нам представлялось, эту звезду интересным объектом для электроколориметрических исследований.

Мы задались целью исследовать точным электроколориметрическим методом как блеск, так и цвет ν Эридана; по-возможности выявить закономерности в этих изменениях и объяснить их для случая звезды ν Эридана.

Глава II

Аппаратура, методика наблюдений и наблюдаемые кривые блеска γ Эридана

§ I. Наблюдательная аппаратура. Наблюдения звезды γ Эридана осуществлялись нами с 1950 по 1954 год на звездном электрофотометре системы В. Б. Никонова. После перехода от фотоэлемента на фотоумножители, наблюдения, проводились на электрофотометре, сконструированном Н. А. Размадзе [89].

Аппаратура, применяемая в Абастуманской астрофизической обсерватории АН Грузинской ССР для электроколориметрических наблюдений звезд, хорошо исследована и подробно описана в монографии В. Б. Никонова [88] и в диссертации Н. А. Размадзе [89].

В 1957 году мы получили специальный фотоэлектронный умножитель, с уменьшенным фотокатодом, для наблюдения точечных изображений. На базе последнего автором настоящей работы был построен новый электрофотометр и наблюдения последнего периода (1958 г.) производились уже на этом электрофотометре.

Как известно, регистрация предельно малых световых потоков выдвигает свои особые требования к ФЭУ. Важнейшими из них являются: 1) возможно меньшие темновые токи в цепи коллектора и 2) возможно меньшая амплитуда шумов на выходе ФЭУ, что при заданной чувствительности означает требование возможно большего отношения сигнала к шуму. Как указывают Н. С. Хлебников и А. Е. Меламид [90], выпускаемые промышленностью для измерительных целей ФЭУ имеют в своей основной массе слишком высокие темновые токи и собственные шумы, а также недостаточную стабильность (в частности это касается и ФЭУ-19). Ввиду этого упомянутыми авторами была предпринята разработка измерительных ФЭУ с уменьшенными габаритами.

В результате этой работы были созданы два типа ФЭУ: Р-3 и Р-5 для областей длин волн 2000 — 6500 Å и 3000 — 5600 Å соответственно. Два экземпляра, изготовленных специально для наблюдения малых световых потоков с уменьшенным фотокатодом, мы стали испытывать в начале 1957 года. На базе одного из них (Р-5 № 960) был сконструирован новый электрофотометр.

Мы изготовили специальный кожух, в котором предусматривалось охлаждение фотоэлектронного умножителя сухим льдом (CO_2). Напряжение на фотоэлектронный умножитель подается сухими батареями БАС-Г-80, или сходными по типу, через делитель напряжения. Снимаемый фототок подается через 15-метровый экранированный кабель на усилитель постоянного тока, собранный на двойном триоде 6Н2П. Схема усилителя дана на рис. 6.

Для сравнения со спектральной чувствительностью предыдущих фотометров была определена спектральная характеристика данного ФЭУ. Она оказалась мало отличающейся от предыдущих ФЭУ, что и следовало ожидать, так как химический состав фотокатода всех употребляемых нами ФЭУ один и тот же — сурьмяно-цезиевый. Следовательно и эффективные длины волн не могли заметно измениться.

К последнему периоду работы над γ Эридана, мы устроили автоматическую запись фотоэлектрических измерений, для чего воспользо-

вались электронным автоматическим самопишущим прибором с записью на ленточной диаграмме ЭППВ-51.

Последний предназначен, вообще, для измерения и записи малых значений постоянного тока. Прибор имеет четыре предела измерения. Чувствительность прибора на I пределе $2.6 \cdot 10^{-11}$ а/дел.,

на II пределе	$8.5 \cdot 10^{-11}$ а/дел.,
на III „	$2.6 \cdot 10^{-11}$ „
на IV „	$6 \cdot 10^{-12}$ „

При такой высокой чувствительности ЭППВ-51 вполне пригоден для применения в звездной электрофотометрии. Действительно, световой поток, для нашего рефлектора (33-см), от звезды 10^m равен

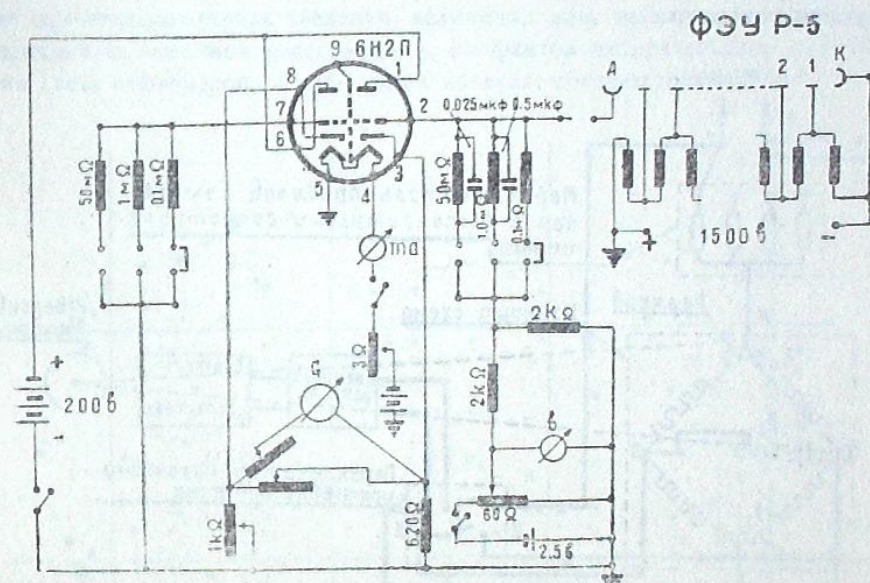


Рис. 6

$1.0 \cdot 10^{-11}$ лм, а используемый нами фотоэлектронный умножитель Р-5, № 960 имеет чувствительность 5 а/лм при темновом токе $4 \cdot 10^{-10}$ а (флуктуации темнового тока на порядок ниже); так что на выходе фотоэлектронного умножителя мы будем иметь от звезды 10^m ток порядка $5 \cdot 10^{-12}$ а, что вполне измеримо на приборе ЭППВ-51. Схема ЭППВ-51 представлена на рис. 7.

Как видно из нее, отрицательный вывод входа на ЭППВ-51 заземлен, а на выходе фотоэлектронного умножителя, наоборот, заземлен положительный вывод. Поэтому, присоединить положительный выход фотоэлектронного умножителя к выводу «+» входа ЭППВ-51 невозможно. В связи с этим, естественно нам пришлось внести некоторые изменения в ЭППВ-51, а именно, пересоединить выводы реохорды и батареи питания, а также выводы, приходящие на реверсивный двигатель от выхода электронного усилителя.

После внесения вышеуказанных изменений в ЭППВ-51 мы располагали вполне пригодным прибором для автоматической регистрации

наблюдений звезд. Регистрация наблюдений самопишущим прибором значительно облегчает труд наблюдателей (более того — снимает необходимость во втором наблюдателе), делая при этом наблюдательный материал более объективным и документальным. Прибор используется постоянно, после того, как на нем мы, совместно с Н. Л. Магалашвили, наблюдали звезду δ Кита 1911.

Все три упомянутых фотометра устанавливались на 33-см рефлекторе, конструкции Н. Г. Пономарева, построенном в Астрономическом институте в Ленинграде в 1932 году.

§ 2. Техника наблюдений и методика обработки. Методика наблюдений и их обработка была аналогичной, применяемой в Абастуманской обсерватории при наблюдениях звезд с помощью электрофотометра.

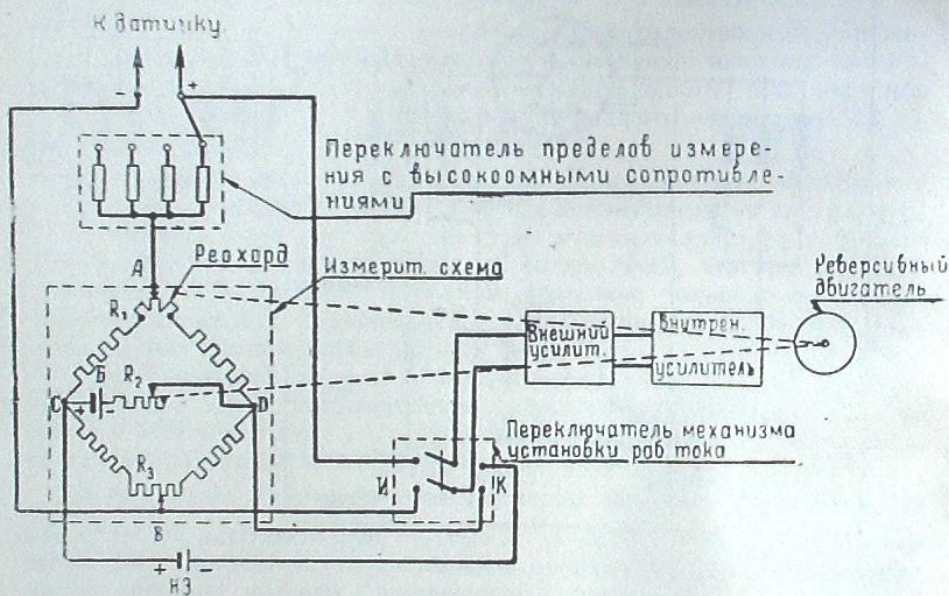


Рис. 7

Наблюдения v Эридаана выполнялись в двух участках спектра в синем и желтом (соответствующие эффективные длины волны: 380 μ и 530 μ) по следующей схеме: звезда сравнения (первая) в желтом и синем фильтре — переменная звезда в желтом и синем фильтре — звезда сравнения (вторая) в желтом и синем фильтре и т. д. Каждый такой цикл образует одно наблюдение соответственно в синем и желтом фильтре и называется «точкой».

При наблюдениях v Эридаана звездами сравнения служили:

- 1) $BD-3^{\circ}809 = HD 28843$, $Sp=B9$, $m=5^m.6$, $\alpha_{1900}=4^h27^m.6$, $\delta_{1900}=-3^{\circ}25'.0$ и 2) $\mu Eri = BD-3^{\circ}876 = HD 30211$, $Sp=B5$, $m=4^m.18$, $\alpha_{1900}=4^h40^m.5$, $\delta_{1900}=-3^{\circ}26'.0$.

На рис. 8 приведена рабочая карта для наблюдения v Эридаана.

Так как первая звезда сравнения находилась близко от переменной звезды, мы решили вести наблюдения преимущественно с этой звездой, изредка наблюдая также вторую.

Разности в звездных величинах определялись по формуле

$$m_a - m_v = 2.5 \lg \frac{J_v}{J_a}, \quad (1)$$

где m_a и J_v звездная величина и интенсивность звезды сравнения, соответственно, а m_v и J_v — те же величины для переменной звезды. Вместо интенсивностей J_a и J_v в формулу ставились пропорциональные им величины отклонения гальванометра при промерах звезд n_a и n_v .

Редукция за избирательное ослабление света в земной атмосфере осуществлялась по известной формуле:

$$m_0 = m(z) - \alpha M(z), \quad (2)$$

где m_0 — внеатмосферная звездная величина, $m(z)$ — наблюдаемая звездная величина на зенитном расстоянии z , α — фактор избирательного ослабления света атмосферой, а $M(z)$ — масса воздуха, соответствующая z .

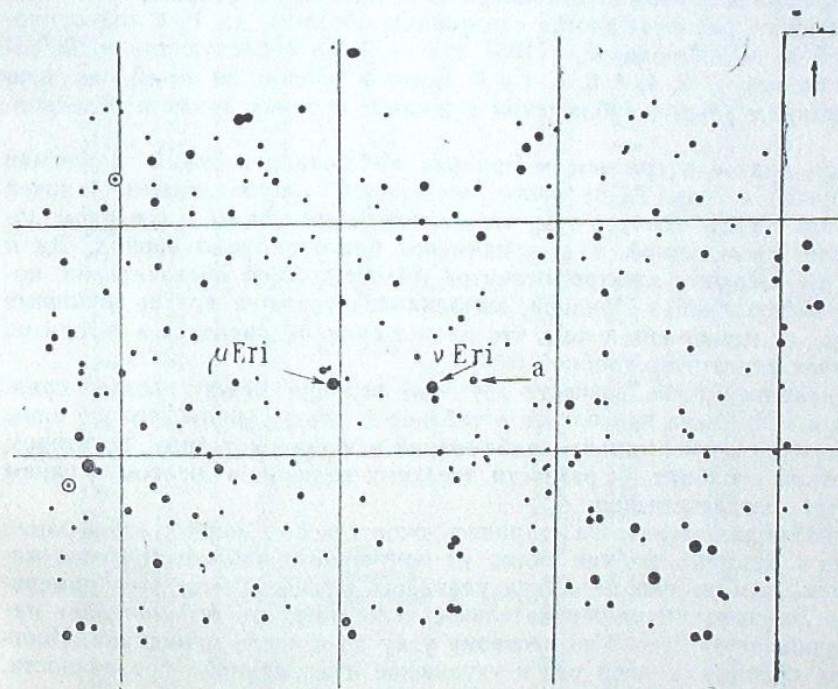


Рис. 8

Для нахождения фактора ослабления α мы пользовались методом Буге. Этот метод имеет существенный недостаток, заключающийся в том, что он дает среднее значение α за ночь, что недостаточно точно, а иногда и фиктивно. Это делает метод непригодным при построении фундаментального каталога цветовых эквивалентов, но в нашем случае, когда определяются внеатмосферные разности звездных величин по формуле

$$m_{0a} - m_{0v} = m(z)_a - m(z)_v - \alpha [M(z)_a - M(z)_v], \quad (3)$$

разность масс воздуха так мала, из-за близости на небе звезды сравнения к переменной звезде, что ошибка, получаемая из-за применения среднего значения α за ночь, не превышает нескольких тысячных звездной величины.

Фактор ослабления в земной атмосфере — α мы находили по способу наименьших квадратов, решая условные уравнения типа

$$\Delta m(z)_{\text{з}} - \alpha M(z)_{\text{з}} = \Delta m_{0, \text{з}}, \quad (4)$$

где $\Delta m_{\text{з}}$ — разность звездных величин между фотометрическим стандартом и звездой сравнения.

Так как вычисления разностей производятся с фотометрическим стандартом, то автоматически исключается ошибка за постепенное изменение чувствительности электрофотометра, происходящее в основном из-за изменений величины большого сопротивления и падения напряжения накала усилителя.

§ 3. Индивидуальные наблюдения γ Эридана наблюдались нами в период с 13 декабря 1950 года по 13 февраля 1958 года. Наблюдения распределяются следующим образом: на 1950 год приходится 3 ночи наблюдений, а 1951 год — 7, на последующие годы, соответственно, — 2, 4, 4, 6, 5, 4 и 4. Всего в течение 39 ночей получено 684 индивидуальных наблюдения в желтых и синих лучах в отдельности.

Как видим, в среднем, γ Эридана наблюдалась нами в течение пяти ночей в году. Такое малое количество наблюдательных ночей для этой звезды вызвано тем, что ее можно наблюдать в северном полушарии лишь зимой, т. е. в наименее благоприятный период. Да и тогда на звездном электрофотометре Абастуманской обсерватории, помимо наблюдений γ Эридана, выполнялись также и другие плановые работы, не говоря еще о том, что по значению склонения эта звезда не является достаточно удобной.

Внеатмосферные разности звездных величин между звездой сравнения и γ Эридана приводятся в таблице 2, где в первом столбце даны гелиоцентрические моменты наблюдений в юлианских днях, во втором и третьих столбцах — разности звездных величин в желтом и синем фильтре, соответственно.

Наблюдая звезду мы старались охватить весь период колебания блеска γ Эридана, но, как видно из полученного наблюдательного материала, нам далеко не всегда удавалось осуществлять это намерение. γ Эридана имеет отрицательное склонение, что ограничивает наблюдения ее от 2 до 3 по часовому углу до и после меридиана. Иногда эта причина, а иной раз и ухудшение атмосферной прозрачности, вынуждало нас прекращать наблюдения.

Недостатком нашего наблюдательного материала мы считаем то, что он не содержит непрерывного ряда наблюдений, перекрывающего большой период. Одна обсерватория не в силах получить непрерывный ряд наблюдений. Для получения полноценного наблюдательного материала, по идее Б. В. Кукаркина в ноябре и декабре 1956 года и в начале января 1957 года, нами были организованы одновременно кооперированные наблюдения. Некоторые зарубежные обсерватории выразили желание участвовать в них. Но из-за неблагоприятной погоды не удалось достаточно полноценно осуществить это мероприятие. Лишь на нашей обсерватории удалось получить немногочисленные наблюдения; вместе с тем, Хурухата и его коллеги в Токийской астрономиче-

Таблица 2

JD_{\odot}	$\Delta m_{\text{ж}}$	$\Delta m_{\text{с}}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{\text{ж}}$	$\Delta m_{\text{с}}$	Примечание
2433629	326	1.779	1.985	2433657	247	870	2.097
	331	718	945		252	869	061
	337	719	940		256	861	083
	343	735	946		263	837	065
	353	723	919		268	849	062
	358	740	922		274	862	073
	362	749	923		291	873	059
	367	747	916		297	869	060
	374	760	911		329	900	099
	384	763	908		345	841	023
	409	822	974		361	875	071
	415	815	2.021	2433686	190	923	155
	423	882	080		195	944	176
	430	846	095		201	945	169
	436	887	135		205	949	165
	440	917	128		209	1.935	2.152
2433630	253	710	1.869		214	915	129
	259	719	891		233	885	107
	263	771	935		241	872	112
	268	770	932		246	874	098
	273	775	926		252	867	063
	277	757	937		269	839	1.988
	281	756	939		274	819	2.006
	287	745	950		279	811	011
	293	777	989		283	827	003
	298	788	999		288	823	019
	304	831	2.005		309	799	1.971
	309	851	1.999		314	799	978
	315	871	2.057		319	805	979
	321	873	099		324	842	982
	333	875	074		328	832	2.021
	340	867	067	2433951	472	869	074
	345	842	047		477	860	002
	351	832	024		481	857	054
	370	801	1.967		499	847	049
	376	769	939		503	853	044
	381	749	927		507	839	029
	387	736	901		512	831	031
	395	729	869		526	830	013
	437	1.696	1.806		531	827	004
633	413	761	957		538	843	1.997
	419	781	945		544	825	998
	424	778	947		549	761	947
	429	763	951		447	768	938
	448	748	897		451	757	926
	454	762	927		456	761	912
	459	761	923		461	765	923
	474	755	937		465	769	919
	479	809	943		469	769	915
2433655	305	822	2.007		474	759	901
	309	832	1.998		505	781	945
	315	820	2.000		509	784	971
	320	812	1.997		515	801	983
	326	813	2.012		531	833	2.011
	370	759	1.893		541	1.857	2.039
	376	755	902		574	826	1.984
	383	759	903		317	866	2.060
	389	745	898		326	857	040
	395	727	857		333	846	061
	409	731	861		342	856	082
	413	745	869		349	892	102
	418	743	877		366	880	076
	424	762	903		372	870	072

Наблюдения
выполнены
при Луне

Наблюдения
выполнены
при Луне

Набл.
выполн.
при Луне

Продолжение 2-ой таблицы

JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание
388	824	036		406	882	089	
400	806	002		318	856	070	
406	789	1.992		325	858	060	
2433984.369	800	994		330	844	092	
376	806	992		2435036.360	844	024	
381	798	988		365	814	018	
387	804	994		370	1.809	1.948	
394	801	2.014		374	830	989	
452	842	064		379	799	2.038	
459	844	030		384	758	1.966	
470	816	1.996		389	759	978	
476	804	2.012		394	778	960	
382	794	1.992		408	752	940	
2434059.217	771	986		413	754	922	
220	756	956		417	748	948	
224	784	948		422	753	966	
239	810	964		427	796	888	
2434060.213	820	2.000		433	798	2.006	
217	814	1.964		439	846	034	
221	852	941		445	838	033	
2434655.451	760	928		450	876	048	
458	766	910		458	855	060	
465	758	920		464	855	048	
472	760	922		470	870	038	
509	790	971		2435044.344	760	1.944	
519	794	972		359	798	928	
522	807	986		367	778	912	
2434663.477	776	947		375	797	966	
484	762	950		387	790	970	
491	736	944		392	790	940	
496	1.744	1.954		399	823	970	
504	724	965		405	796	970	
511	740	950		2435068.363	895	2.077	
516	754	950		370	886	046	
526	755	962		377	854	031	
534	762	953		382	812	1.998	
540	734	966		387	822	2.002	
547	754	959		393	816	008	
554	742	954		403	800	1.976	
2434687.393	837	2.032		409	783	970	
399	831	034		415	773	972	
405	820	028		419	818	974	
412	839	016		424	810	951	
438	843	011		443	788	932	
445	821	004		449	790	972	
452	796	002		2435068.456	1.810	1.950	
469	795	000		462	796	967	
477	807	011		477	802	945	
483	818	020		484	798	984	
495	836	048		489	812	988	
2434740.234	928	130		494	844	2.000	
243	930	159		502	862	026	
251	924	140		2435160.309	940	199	
258	902	122		316	952	216	
265	874	088		321	922	174	
288	791	1.993		329	858	124	
295	785	970		332	844	046	
302	788	910		337	888	053	
2434749.280	914	2.148		2435395.390	926	125	
286	901	136		396	939	093	
290	905	130		399	894	096	
295	896	124		401	890	098	
301	892	108		404	926	093	

Нестабильность фото-метра

Продолжение 2-ой таблицы

JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание
2435395.407	936	086		2435396.520	855	987	
410	899	106		522	827	972	
412	900	084		531	790	974	
416	914	061		535	820	986	
418	891	044		545	848	992	
421	862	030		548	813	989	
424	851	019		550	806	2.015	
427	846	034		554	806	020	
429	861	032		2435400.398	841	013	
441	813	1.994		402	826	026	
444	816	983		405	829	1.967	
446	838	994		408	800	952	
449	830	994		410	885	2.010	
459	804	987		413	862	002	
462	794	961		421	868	1.992	
464	816	952		423	866	984	
466	812	970		427	830	2.000	
473	790	962		433	824	014	
477	764	930		435	838	011	
480	746	950		438	867	027	
482	764	950		452	846	062	
485	1.776	1.953		455	896	063	
499	782	971		458	916	075	
503	763	948		460	926	076	
505	763	950		463	900	084	
509	785	966		468	895	120	
519	871	986		476	936	114	
523	860	2.007		479	920	107	
526	790	015		482	910	084	
528	771	020		484	895	092	
537	886	058		487	900	106	
539	923	066		489	898	094	
542	912	070		492	902	090	
546	968	096		504	928	082	
548	992	096		506	924	080	
550	950	096		509	884	2.074	
553	899	120		912	1.870	069	
555	950	117		514	868	072	
558	968	122		516	871	066	
561	968	121		523	870	059	
2435396.433	966	189		526	868	060	
436	951	179		529	863	068	
439	966	223		532	862	064	
443	2.004	202		534	860	072	
445	020	195		542	875	068	
447	1.988	202		545	931	054	
450	969	176		547	897	048	
453	992	148		550	876	053	
456	988	139		553	890	069	
458	2.004	151		559	899	076	
467	1.962	120		2435427.351	826	1.969	
470	918	100		356	822	962	
473	934	082		361	815	961	
476	946	082		365	822	960	
479	906	074		368	816	962	
487	874	048		372	818	968	
490	886	033		374	814	965	
493	913	024		377	794	948	
496	898	046		381	824	958	
509	838	030		386	816	956	
511	1.841	2.000		397	793	944	
514	828	1.986		399	776	921	
517	840	976		403	762	908	

Плохая прозрачность неба

Продолжение 2-ой таблицы

JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание
2435427-405	764	914		2435804.328	861	006	
408	764	918		2435807.282	975	156	
410	774	912			286	2.012	158
419	778	916			289	1.994	182
422	786	910			291	2.002	173
424	792	902			294	1.997	155
427	761	900			297	2.016	146
442	752	904			300	1.958	151
445	757	900			303	996	180
447	783	900			306	953	170
450	812	909			308	956	166
467	799	919			310	2.000	147
470	1.802	1.917			313	011	165
474	814	922			315	1.966	184
2435457-309	912	2.100			317	2.035	214
315	902	038			337	1.991	168
319	862	050			340	879	046
322	827	048			344	894	060
324	862	027			347	894	062
329	872	036			354	914	107
332	824	024			358	835	1.928
335	789	009			377	868	996
338	803	018			394	800	997
340	812	033			399	851	975
343	808	004			402	842	971
354	822	018			406	847	2.035
357	824	008			411	863	1.997
360	838	1.990			444	1.907	2.083
363	818	994			447	949	065
465	808	2.021		2435809.305	665	1.867	
369	814	006			312	762	857
371	820	1.982			317	752	855
374	808	997			322	731	856
377	808	986			327	722	852
380	814	956			331	721	852
383	810	953			335	728	857
405	846	998			345	727	856
408	840	993			350	745	879
411	828	964			355	774	888
413	816	958			360	773	914
416	842	972			365	796	928
419	852	959			370	808	941
422	851	962			373	814	928
424	828	985			391	924	2.047
440	825	954			397	928	061
443	818	966			401	921	067
445	848	986			406	895	064
448	824	2.000			411	895	057
451	848	015			415	806	039
453	841	1.988			424	802	015
456	854	982			430	830	1.999
464	1.793	2.015			437	807	983
467	809	024			452	762	921
469	865	018			456	769	917
472	882	029			460	773	875
474	881	040			465	774	889
477	908	1.988			470	766	880
480	904	2.020		2435810.303	872	2.082	
2435804-306	862	034			308	871	063
311	907	041			313	886	044
317	809	011			318	872	031
322	833	053			322	856	038
324	849	009			326	852	007

Плохая прозрачность неба

Продолжение 2-ой таблицы

JD_{\odot}	$m_{ж}$	$m_{с}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание
2435810.330	839	010		2435862.245	881	2.032	
	334	860		251	904	039	
	338	860		255	869	044	
	342	1.791	1.980	259	865	042	
	347	803	953	265	900	045	
	361	767	942	272	929	096	
	365	771	952	276	934	084	
	370	774	933	293	978	130	
	391	770	965	297	968	125	
	398	796	933	303	952	111	
	403	782	932	308	952	118	
	409	796	954	313	927	089	
	413	806	957	316	935	090	
	419	784	987	2435889.200	852	1.992	
	426	822	990	208	857	2.002	
	439	916	2.029	212	852	014	
	444	970	069	216	887	1.989	
	448	919	097	221	911	974	
	451	934	062	226	1.840	1.983	
	457	939	104	230	848	993	
	461	936	090	236	865	970	
	466	817	073	241	836	961	
2435814.261	851	038		246	812	958	
	265	847	1.998	252	829	939	
	268	859	2.018	264	804	950	
	273	828	029	269	800	949	
	277	854	058	274	763	981	
	281	866	019	280	778	974	
	285	856	032	286	858	875	
	288	866	028	290	858	918	
	292	863	012	298	840	2.003	
	295	843	014	304	884	1.968	
	306	899	048	310	831	986	
	314	856	016	2435891.212	824	970	
	316	861	005	217	827	2.000	
	320	861	004	230	798	1.950	
	324	866	011	234	812	995	
	329	827	004	238	803	2.004	
	336	884	019	246	821	049	
	352	903	026	256	861	037	
	356	912	036	260	835	020	
	360	870	034	265	881	051	
	365	1.896	2.049	275	907	087	
	369	905	053	280	946	121	
	376	923	085	285	953	148	
	393	945	109	290	918	149	
	397	925	090	294	952	139	
	401	931	090	298	963	136	
	406	937	088	303	963	204	
	424	892	082	2436226.236	853	038	
	416	890	083	239	864	036	
2435843-236	956	108		245	868	042	
	241	931	117	264	844	053	
	247	936	111	270	864	062	
	259	918	087	274	888	042	
	263	901	063	280	899	060	
	268	918	057	286	882	074	
	274	916	957	293	1.895	2.098	
	290	849	011	304	925	128	
	294	831	000	314	969	148	
	300	867	1.963	2436227.195	882	073	
	306	827	984	200	878	058	
	311	793	965	206	884	062	

Продолжение 2-ой таблицы

JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание	JD_{\odot}	$\Delta m_{ж}$	$\Delta m_{с}$	Примечание
2436227.210	866	040		2436247.267	781	928	
214	867	021		274	773	949	
236	812	1.980		279	828	969	
241	778	967		286	804	974	
246	787	946		291	791	972	
251	794	904		296	933	960	
258	786	953		307	837	962	
263	796	945		2436248.188	872	2.072	
276	763	931		193	900	110	
282	734	933		198	935	116	
287	778	932		202	946	126	
291	770	930		208	969	146	
296	759	937		213	982	171	
302	783	941		215	980	167	
307	842	2.012		226	976	161	
2436247.187	888	089		231	956	182	
197	878	055		236	962	153	
201	882	047		246	923	128	
206	857	034		251	902	105	
211	826	1.998		256	899	071	
216	817	976		261	863	081	
224	831	983		267	855	063	
229	813	967		274	859	002	
235	775	950		279	838	005	
245	1.786	1.943		283	853	019	
250	787	942		290	875	014	
255	798	937		794	852	1.900	

ской обсерватории смогли за этот же период получить электроколориметрические наблюдения ν Эридана в течение 7 ночей [92].

§ 4. Кривые блеска ν Эридана. Наблюденные кривые блеска ν Эридана даны на рис. 9—18 (см. стр. 41—50), где по оси абсцисс отложены гелиоцентрические моменты в юлианских днях, а по оси ординат — разности звездных величин между звездой сравнения и переменной звездой ν Эридана.

Глава III

Анализ кривых блеска ν Эридана

§ I. Попытка представления всех наших наблюдений блеска ν Эридана одним периодом. Первое наблюдение блеска ν Эридана было выполнено 13 декабря 1950 года. Предварительные результаты мы опубликовали еще в 1951 году в Астрономическом циркуляре АН СССР [81].

Независимо от нас, спустя полтора месяца, 24 января 1951 года Уокер [82] начал наблюдения ν Эридана в двух светофильтрах: в желтом и синем, продолжив их до 2-го февраля 1951 года. Всего им получено пять кривых изменения блеска в дни 24, 25, 26, 31 января и 2 февраля. Для сопоставления кривых блеска и лучевых скоростей, параллельно с Уокером, Струве наблюдал звезду 25 и 26 января того же года спектроскопически.

В октябре 1951 г. Струве [84] возобновил спектроскопические наблюдения этой звезды на Маунт-Вильсон. Спектроскопические наблю-

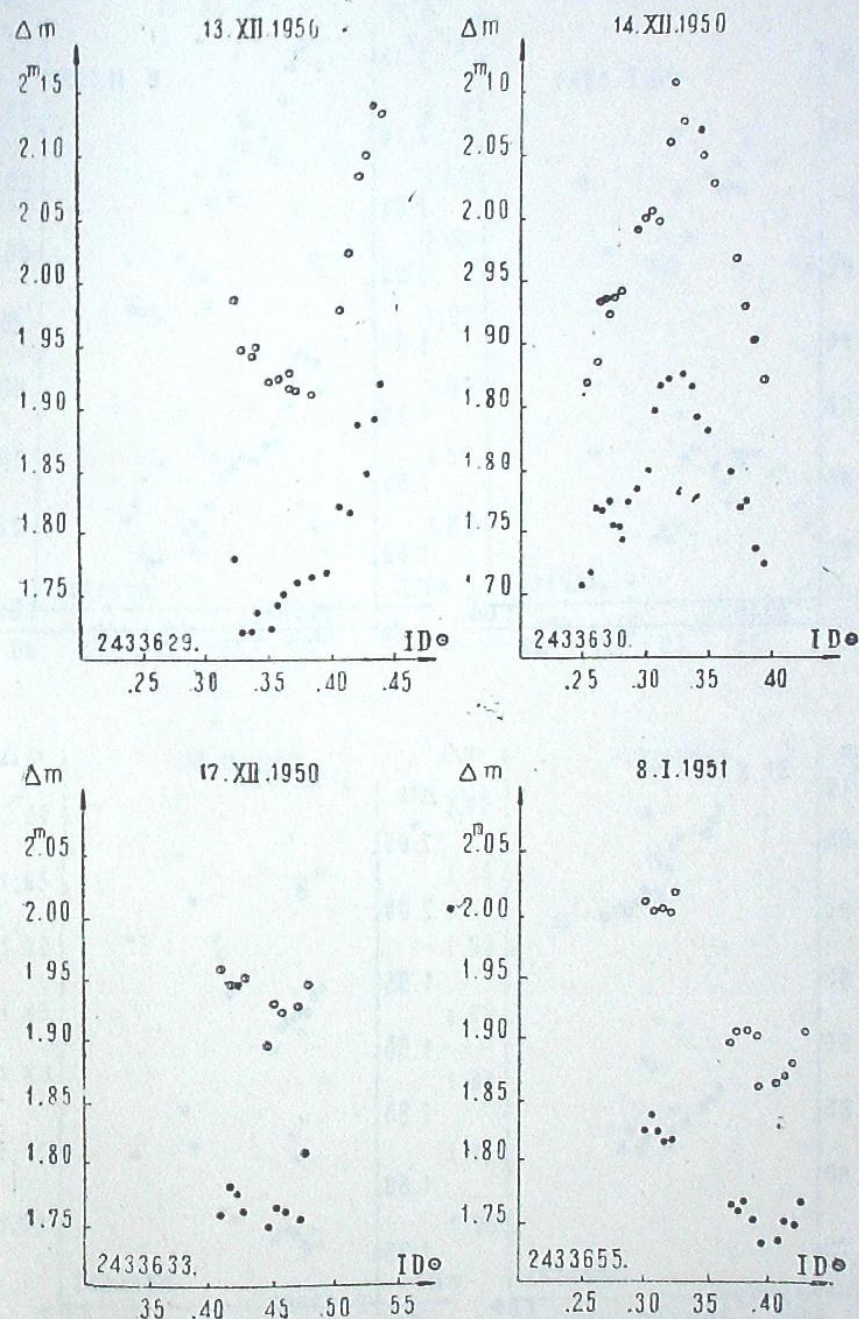


Рис. 9

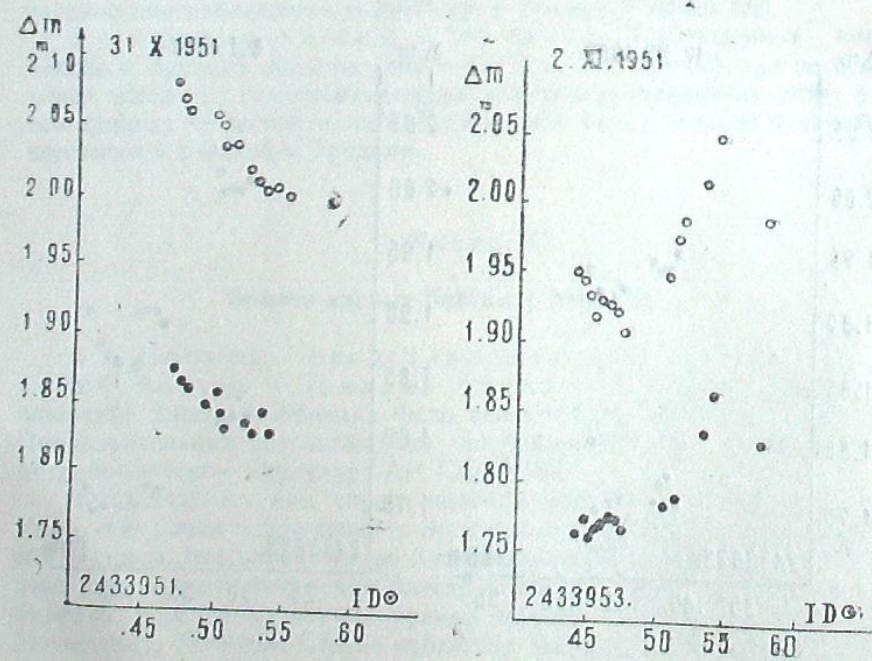
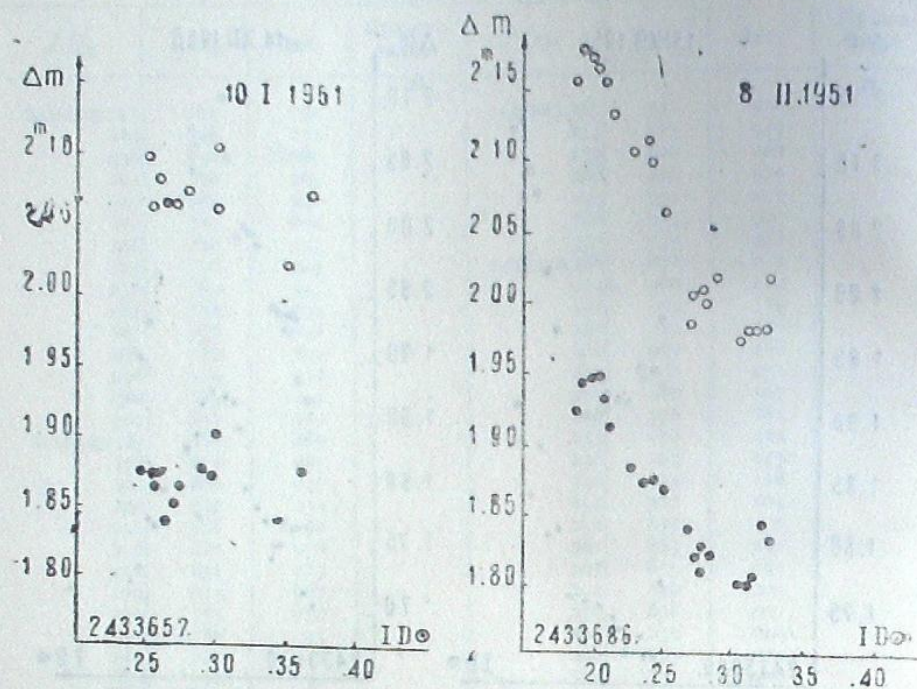


Рис. 10

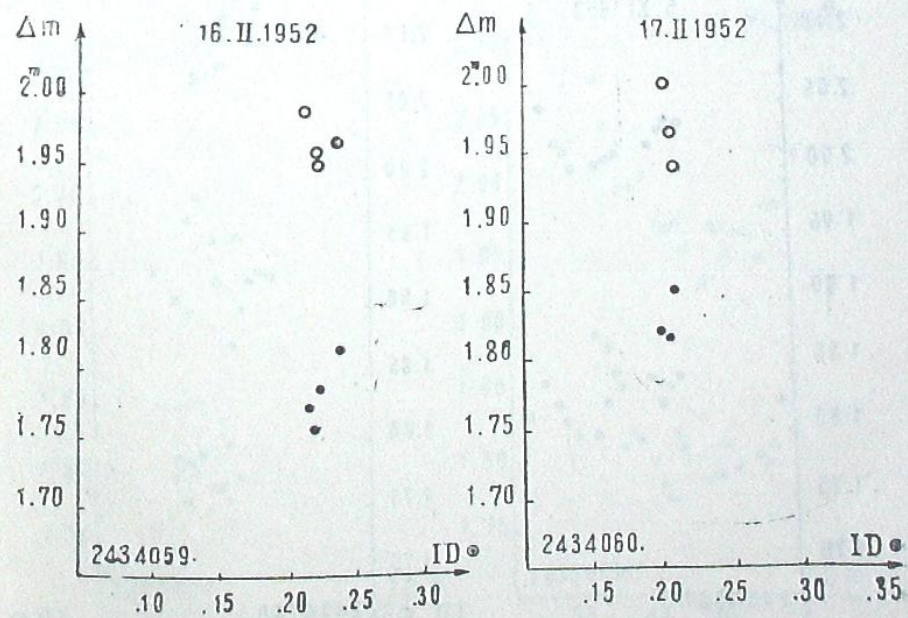
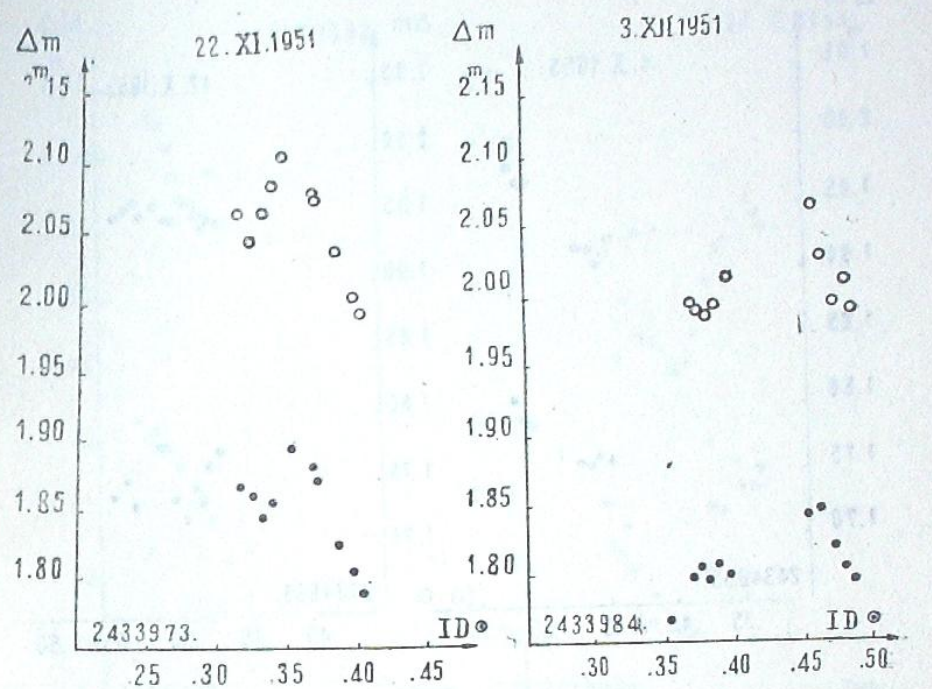


Рис. 11

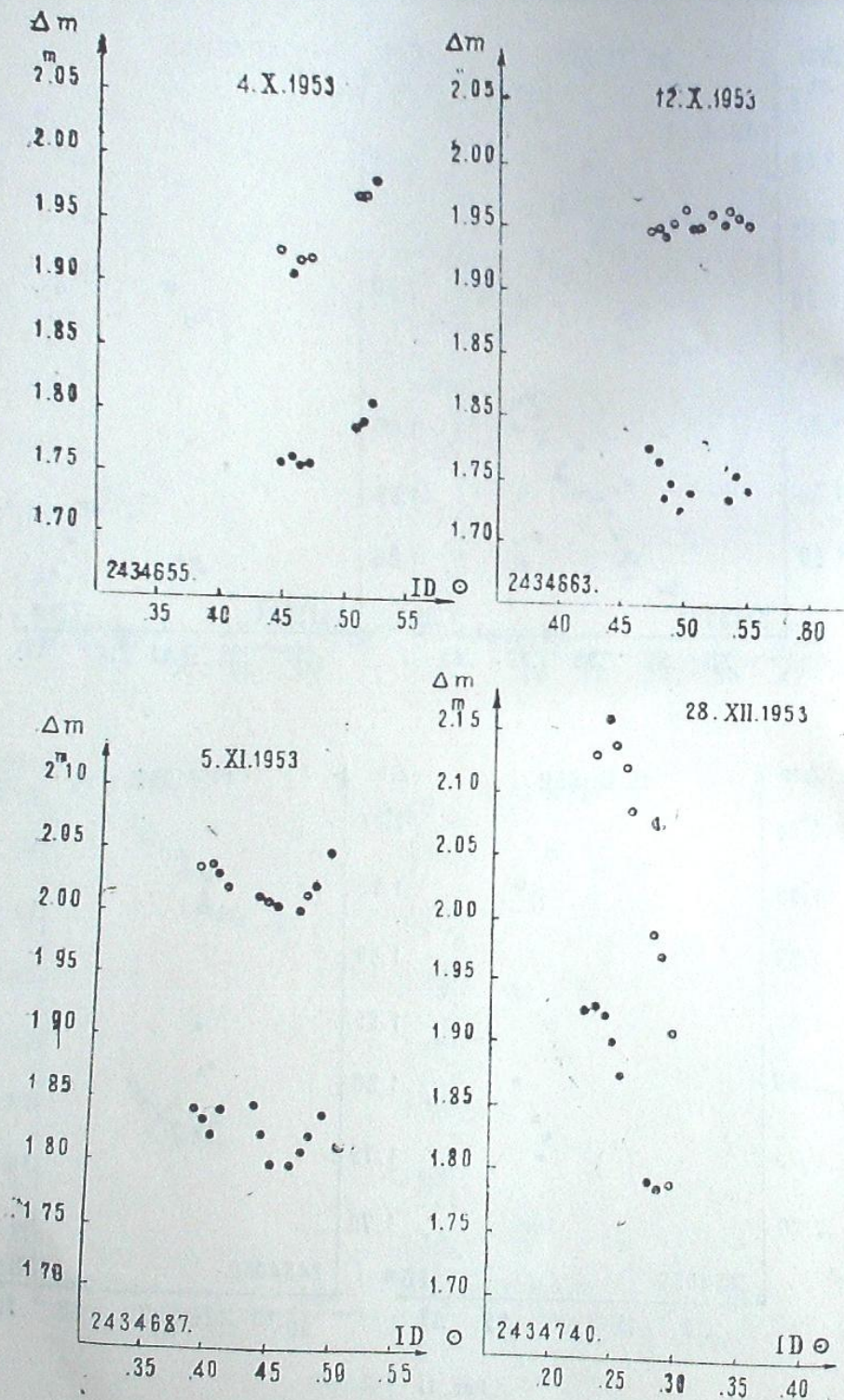


Рис. 12

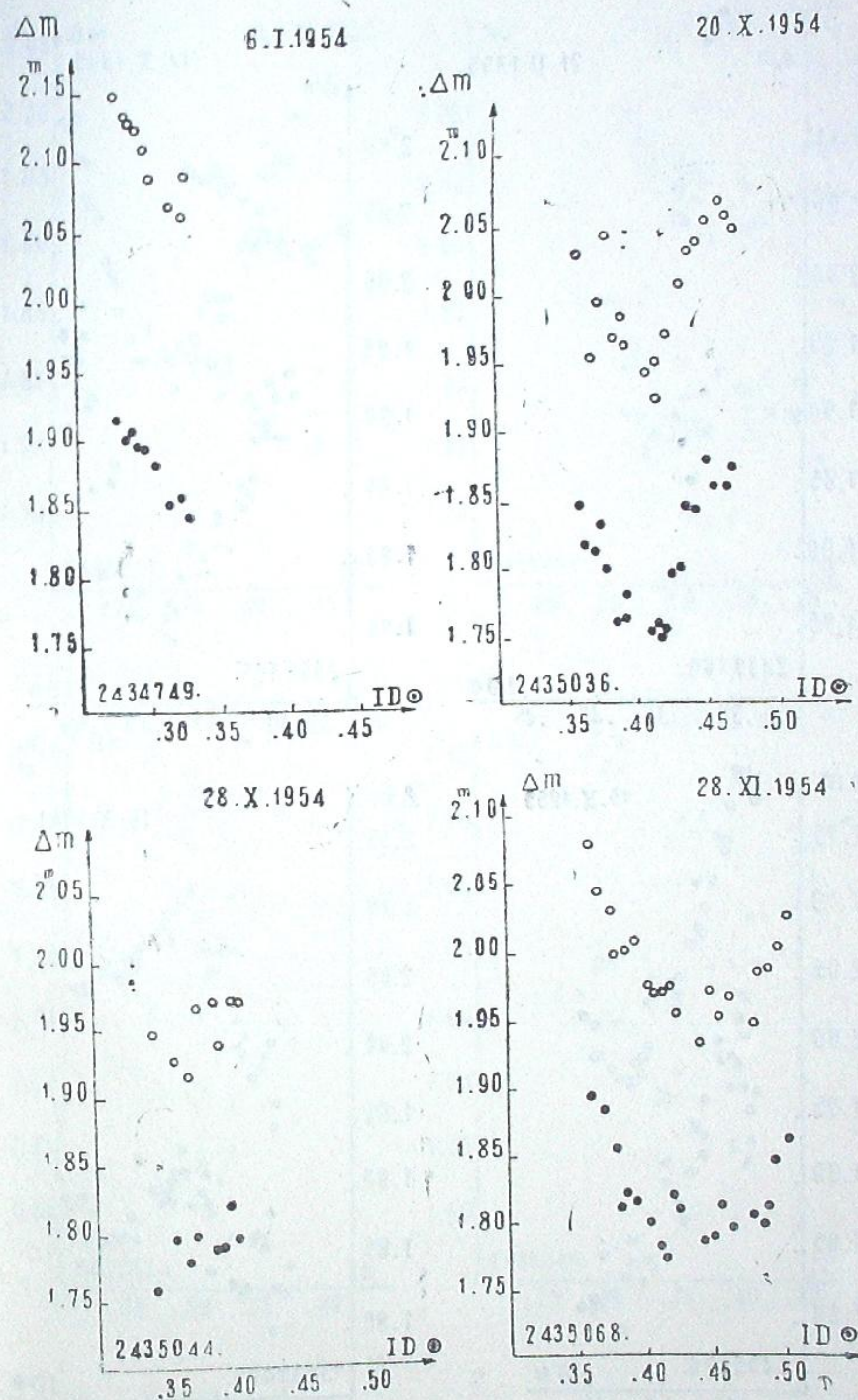


Рис. 13

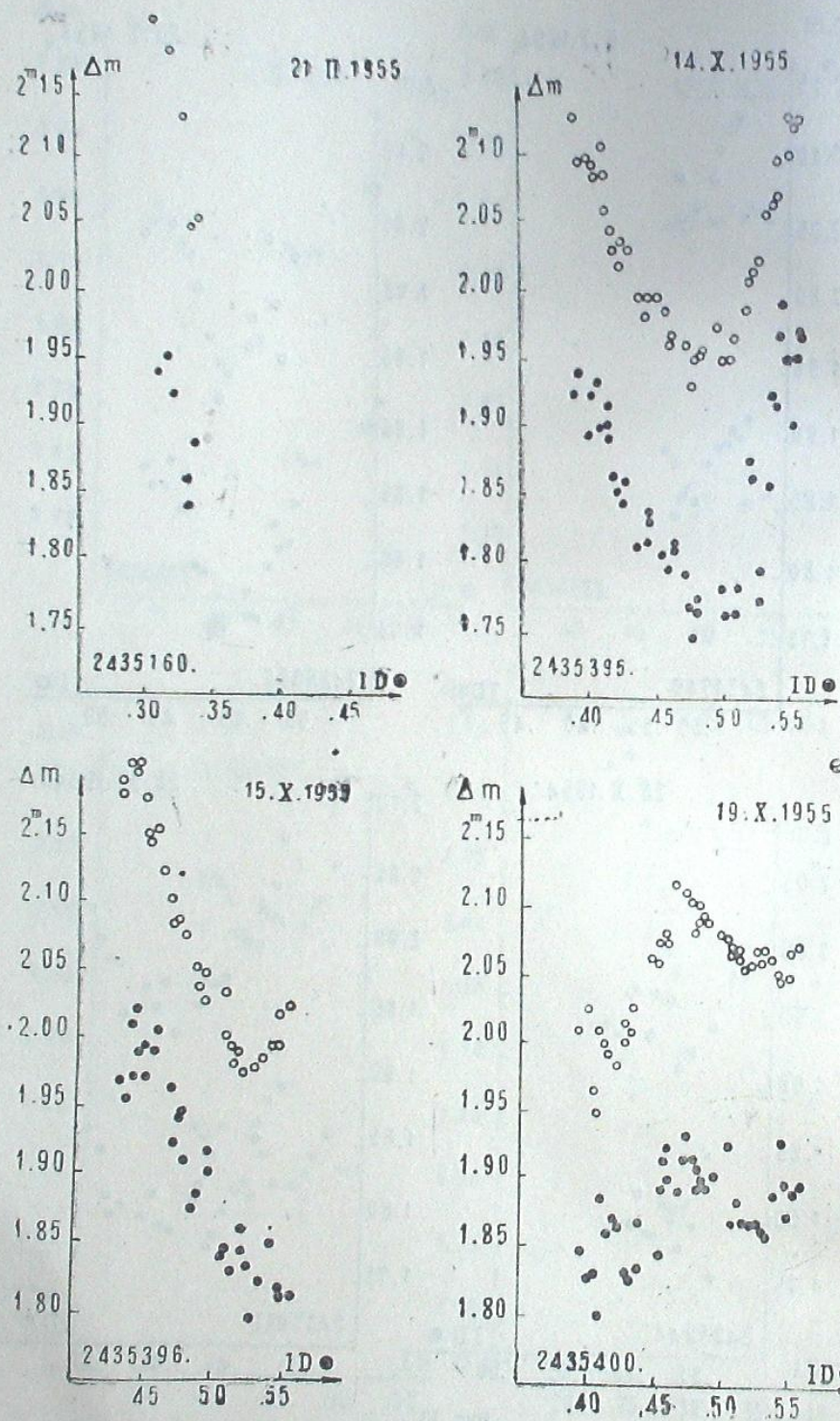


Рис. 14

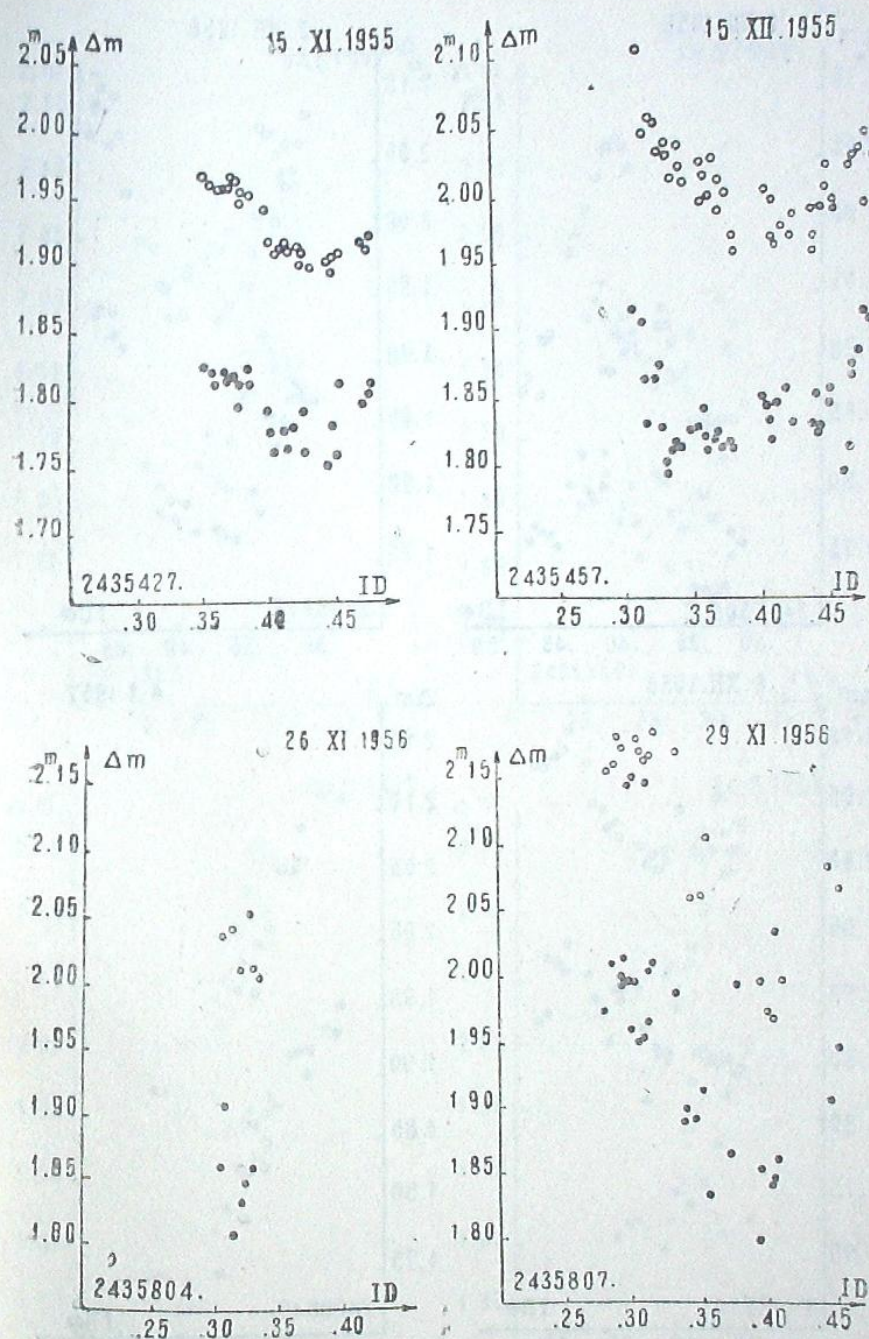


Рис. 15

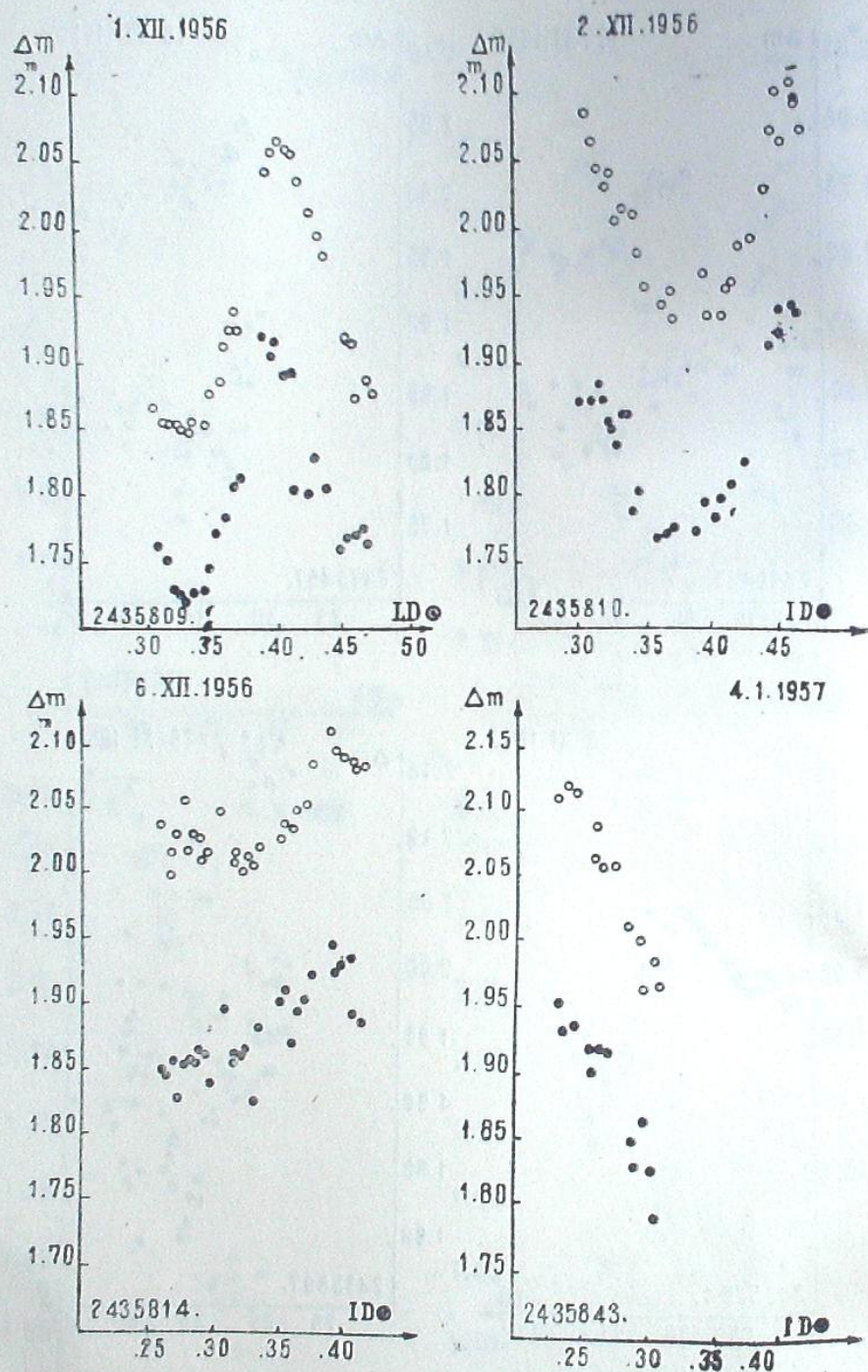


Рис. 16

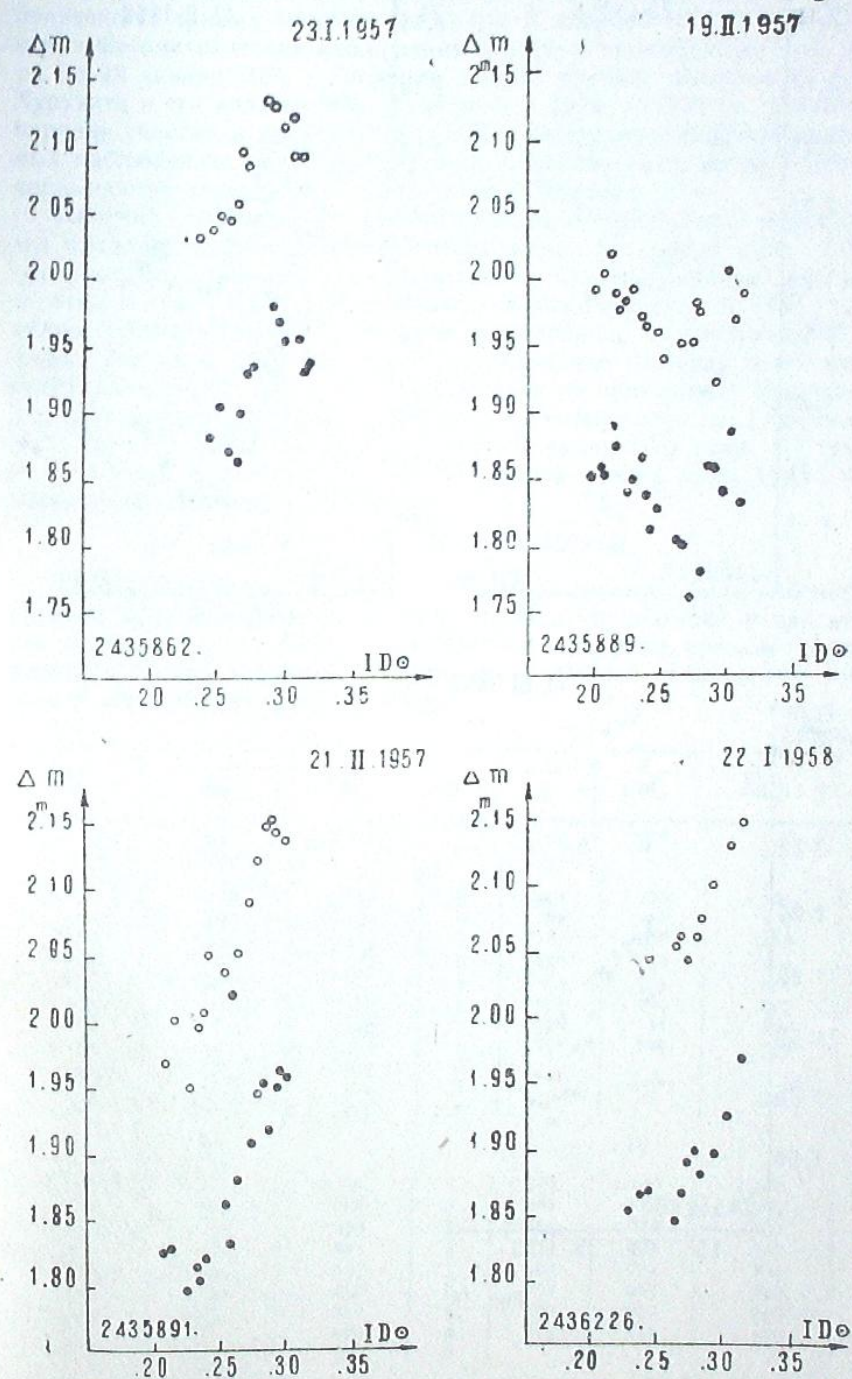


Рис. 17

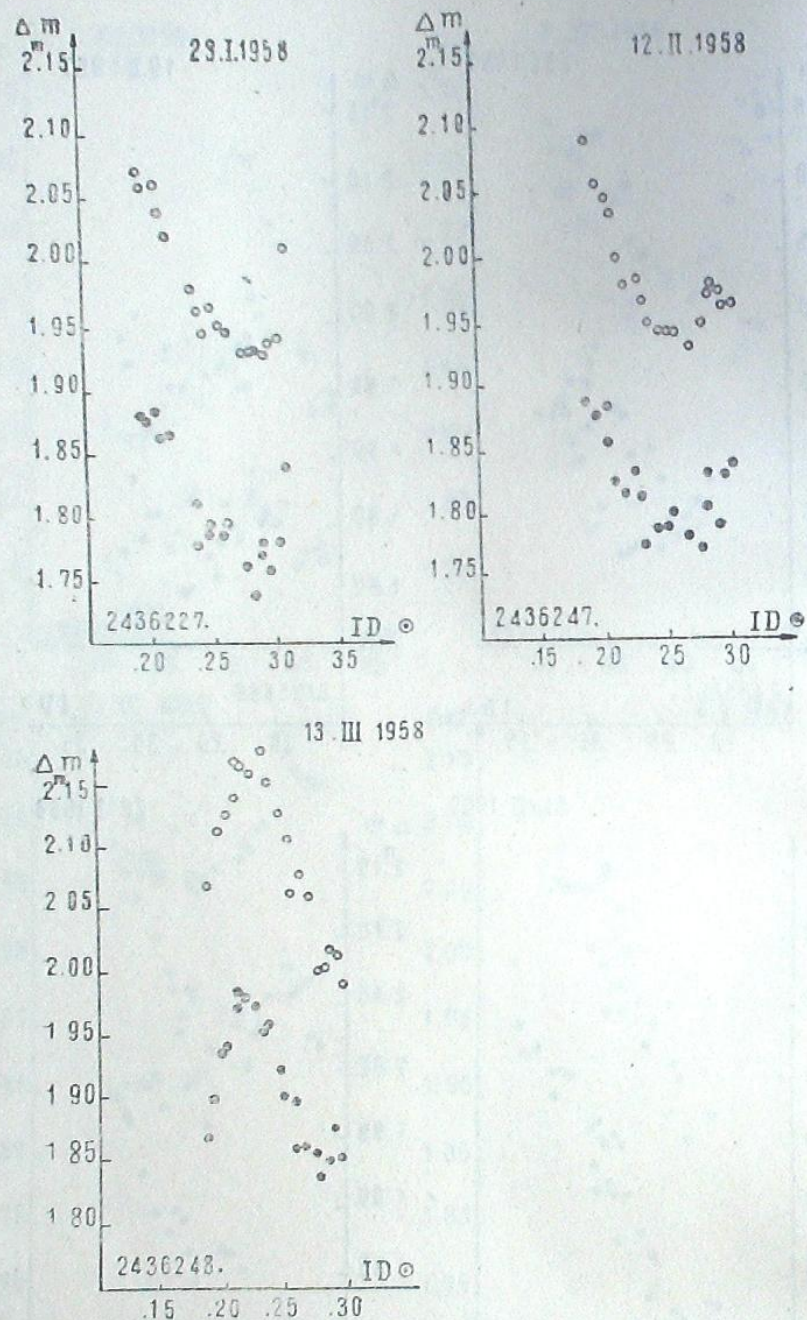


Рис. 18

дения проводил также Мак-Намара в Ликской обсерватории. Всего им получено 15 кривых лучевых скоростей. В декабре 1951 г. Уокер возобновил фотометрические наблюдения блеска и пронаблюдал с 21 декабря по 19 января 1952 г., получив девять кривых изменения блеска. Хурухата и его коллеги [92], проводившие в 1956 — 1957 гг. измерения в порядке участия в предложенных нами международными кооперированных наблюдениях, наблюдали звезду в течение семи ночей. Этим исчерпываются зарубежные наблюдения в Эридане.

Получив индивидуальные электроколориметрические наблюдения, мы пытались все наблюдения данной звезды за период 1950—1954 гг. представить одним периодом и построить средние кривые блеска в желтых и синих лучах. Эта попытка изложена нами в 1954 году в статье «Электроколориметрическое исследование в Эридане» [93]. Но форма кривой блеска так сильно меняется, что говорить о построении одной средней кривой из всех наблюдений не приходится. Поэтому мы разбили все наблюдения до 1954 года на четыре группы: I группа: зима 1950 г. — зима 1951 года; II группа: осень 1951 года; III группа: осень 1953 г. — зима 1954 года; IV группа: осень 1954 года. Фазы вычислялись нами по элементам:

$$Max = 2433630^{\circ}.333 + 0^{\circ}.173089 \cdot E \quad (5)$$

По наблюдениям, входящим в каждую группу, были вычислены средние кривые изменения блеска, которые приведены в таблице 3, где последовательно даются: средние значения фазы, средние значения разности блеска в желтых и синих лучах и число наблюдений, вошедших в образование средней точки.

Таблица 3

$\bar{\varphi}$	$\overline{\Delta m_{ж}}$	$\overline{\Delta m_{с}}$	n	$\bar{\varphi}$	$\overline{\Delta m_{ж}}$	$\overline{\Delta m_{с}}$	n
I				II			
0.084	1.129	1.333	9	0.001	1.126	1.321	6
210	082	291	9	074	098	298	5
280	050	244	8	187	078	268	5
375	017	178	8	256	056	224	6
461	037	213	8	389	045	210	6
579	014	162	9	575	064	253	6
670	047	219	6	778	121	309	5
733	073	216	7	891	125	337	5
809	081	285	6				
897	118	312	8				
996	134	335	7				
III				IV			
0.001	1.169	1.391	5	0.993	1.140	1.315	4
122	092	266	5	081	114	301	6
210	0.0	279	5	255	070	236	6
313	088	275	4	473	082	244	4
477	060	237	5	563	072	234	5
557	057	256	6	658	061	243	6
677	046	249	5	790	052	240	5
782	074	280	5	914	111	302	4
885	052	368	6				

Средние кривые блеска приведены на рис. 19, 20, 21 и 22 (α — кривая в синих лучах, β — кривая в желтых лучах, θ — кривая изменения показателя цвета).

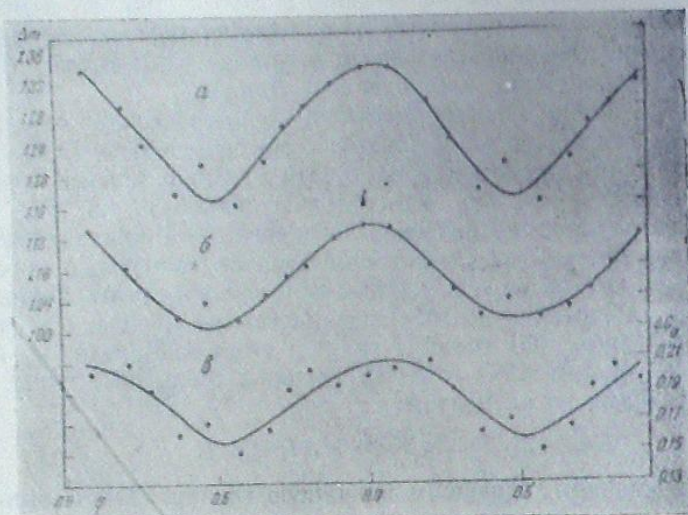


Рис. 19

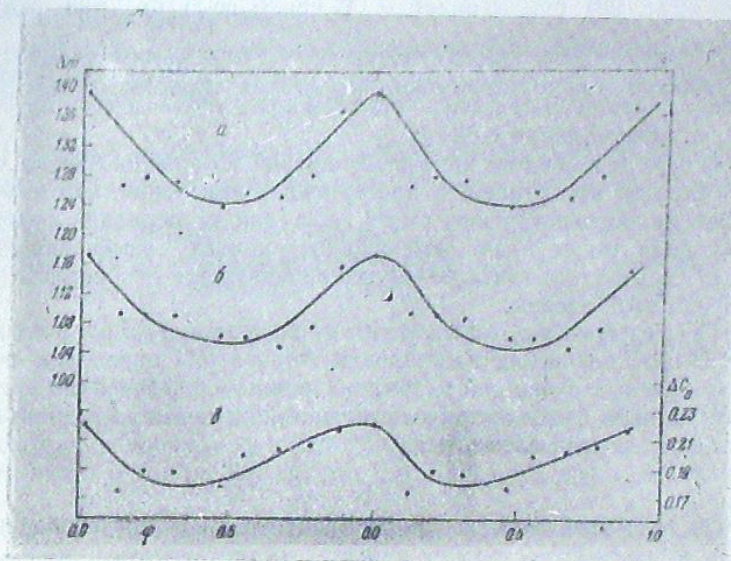


Рис. 21

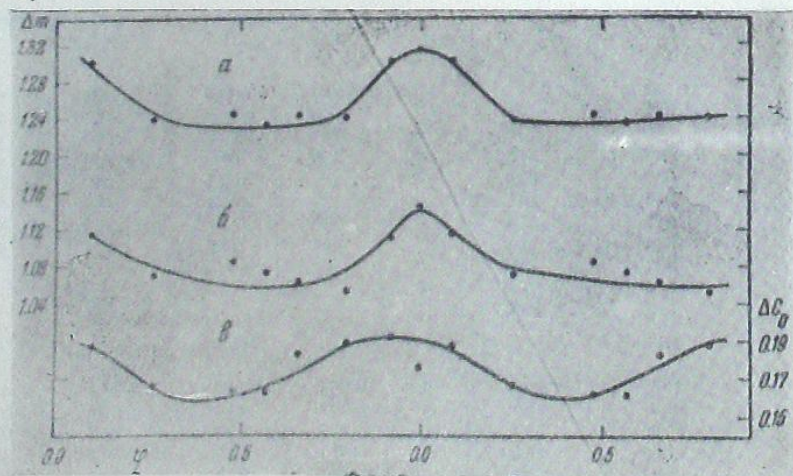


Рис. 20

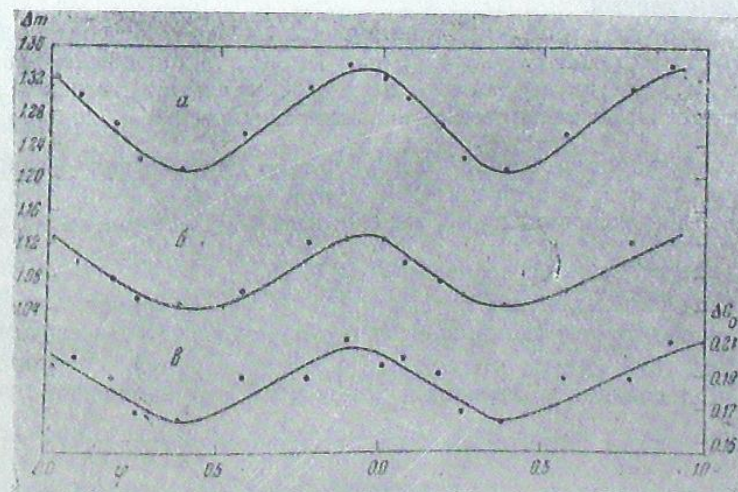


Рис. 22

Как видно, средние кривые в обоих участках спектра сходны между собой по форме.

Амплитуды изменения блеска средних кривых в трех случаях в синем фильтре больше, чем в желтом фильтре (рис. 19, 20, 21), а в четвертом (рис. 22) они одинаковы. В синем фильтре максимальная амплитуда для средних кривых достигает 0.17, а минимальная 0.08, в желтом фильтре максимальная амплитуда для средних кривых достигает 0.14, а минимальная 0.08.

Как видим, и в средних кривых амплитуда изменения блеска в Эридане не остается постоянной, а претерпевает изменения, что еще раз доказывает непостоянство как амплитуды, так и периода изменения блеска. Отсюда также видно, что средние кривые изменения блеска в Эридане не могут выявить и характеризовать все особенности изменения блеска этой звезды.

§ 2. О периодах изменения блеска в Эридане. На основе спектроскопических наблюдений Анрото [45] определил период изменения лучевых скоростей в Эридане равным 0.23667 дням. А. Бейкер [76] установил фотоэлектрическими наблюдениями изменения блеска в Эридане и вывел элементы:

$$Max = 2424465^{\circ}.764 + 0^{\circ}.15430E. \quad (6)$$

В 1929 году этой звездой заинтересовался В. П. Цесевич, определивший период изменения лучевых скоростей $P = 0.1735073$. В статье, опубликованной в 1944 году, В. П. Цесевич [80] пишет, что кроме короткого периода изменения лучевых скоростей наблюдается еще долгий период изменения периода. Он дал два возможных значения для периода изменения периода: $P_1 = 38.75P$ и $P_2 = 39.49P$. При этом он пришел к заключению, что второй период лучше представляет наблюдения, чем первый.

В начале 1951 года, как упоминалось, Уокер наблюдал звезду электрофотометрически, а Струве параллельно наблюдал ее спектроскопически. Из этих наблюдений Уокер [82] заключил, что обе серии наблюдений — фотометрические и спектроскопические — хорошо представляются периодом $P = 0.174 \pm 0.001$. Уокер пересмотрел также наблюдения Анрото; за первоначальную величину взял $P = 0.174$ и установил, что наблюдения Анрото, перекрывающие 15-месячный интервал, хорошо представляются периодом $P = 0.17351$.

Период изменения как блеска, так и лучевых скоростей, выведенный Уокером, хорошо сходится с периодом, найденным Цесевичем.

В 1952 году Струве и его коллеги [84] предприняли спектроскопические исследования в Эридане и установили, что изменение лучевых скоростей состоит из двух колебаний с периодами: $P_1 = 0.1779$ и $P_2 = 0.1735089$, в результате чего происходит биение с периодом $P_3 = 6.9808$ дня.

Так как в дальнейшем мы будем употреблять обозначения: $P_1, K_1, \Delta m_1, P_2, K_2, \Delta m_2$, считаем необходимым дать им некоторые пояснения. Согласно Струве, Ван Хофу и другим $P_1, K_1, \Delta m_1$ пред-

ставляют, соответственно, период, половину амплитуды изменения лучевых скоростей и амплитуду изменения блеска такого колебания, в котором ширины линий не участвуют; $P_2, K_2, \Delta m_2$ соответственно, являются теми же элементами колебания, период которого найден в связи с изменением ширины линий.

В 1952 году Уокер [86] возобновил электроколориметрические наблюдения блеска и установил, что наблюдения, произведенные им в 1951—1952 годах, можно представить спектроскопическим периодом

$P_2 = 0.1735089$. Период биения P_3 , в отличие от спектроскопического — Уокера, получился равным 8.7 дня. Период P_1 также отличается у

Уокера от спектроскопического периода; он равен $P_1 = 0.1770$.

В статье опубликованной в 1955 году Струве и Абыанкар [85], на основе спектроскопических наблюдений 1953 — 1954 годов, подтверди-

ли ранее полученные периоды $P_1 = 0.1779$ и $P_2 = 0.1735089$, и, правда, пока еще неуверенно, добавили третий период $P_3 = 0.064$.

Во втором издании Общего каталога переменных звезд [12], в примечании для в Эридане приводится формула для определения гелиоцентрического момента максимума. Эта формула взята из нашей статьи [93], в которой мы пытались вычислить моменты максимумов одним периодом и синусоидальными добавочными членами, но, там же отмечали, что формула для вычисления моментов максимума выведена на основе немногочисленных электроколориметрических наблюдений. В действительности эта формула в поздних наблюдениях не оправдала себя. Поэтому здесь мы ее не приводим; мы не будем вовсе касаться также и способа получения этой формулы.

Из вышесказанного ясно видно, что звезда в Эридане имеет два периода изменения как лучевых скоростей, так и блеска, вследствие чего происходит биение с периодом приблизительно в 7 дней. Все эти периоды, выведенные разными исследователями в разное время, отличаются друг от друга. Поэтому мы задались целью еще раз проверить и уточнить на нашем наблюдательном материале выведенные ранее спектроскопические периоды.

Так как в большинстве случаев наши кривые не дают возможности непосредственно определять моменты максимумов, то для определения моментов максимумов мы поступили следующим образом. На прозрачной бумаге мы построили среднюю кривую изменения блеска в Эридане. Накладывая среднюю кривую на индивидуальные кривые, так чтобы наблюденная кривая совпадала в какой-нибудь части со средней кривой, мы находили наблюденные моменты максимумов. Всего из наших наблюдений было получено 33 момента максимума; к этому числу мы еще добавили 13 моментов максимума, взятых из кривых Уокера.

В таблице 4 приведены наблюденные максимумы изменения блеска в синих лучах, взятые из наших и кривых Уокера. Звездочкой обозначены максимумы, полученные Уокером.

Исходя из того, что изменения блеска в Эридане являются следствием интерференции двух колебаний с периодами P_1 и P_2 мы выбрали моменты самых высоких — по сравнению с другими — максимумов, где должно происходить биение. Таких моментов оказалось 13. Они приведены в таблице 5.

В первом столбце таблицы 5 приведены наблюдаемые моменты максимумов в юлианских днях, во втором и третьем соответственно даны эпохи и разности между наблюдаемыми и вычисленными моментами максимумов, вычисленные по формуле:

$$\text{Max} = 2433629^{\circ}.280 + 0^{\circ}.1779E; \quad (7)$$

в четвертом и пятом — те же величины, вычисленные по формуле:

$$\text{Max} = 2433629^{\circ}.280 + 0^{\circ}.1735089E. \quad (8)$$

Таблица 4

Max hel. J. D.	Max. hel. J. D.	Max. hel. J. D.	Max. hel. J. D.
2433629.456	2433984.425	2434749.280	2435810.290
630.330	2434001.801*	2435036.449	814.220
655.309	002.854*	068.358	843.240
670.731*	003.732*	160.305	862.300
671.784*	013.794*	395.390	889.345
672.663*	014.832*	396.440	891.295
677.681*	020.719*	400.475	2436226.325
679.774*	029.755*	427.500	227.185
686.203	030.798*	457.320	247.165
951.475	655.393	804.275	248.225
953.573	663.425	807.325	
973.360	740.433	809.400	

Таблица 5

Max hel. J. D.	E ₁	O—C ₁	E ₂	O—C ₂	Наблюдатель
2433629.4560	1	—0.0019	1	0.0025	Кумсишвили
670.7310	233	0.0003	239	—0.0176	Уокер
677.6810	272	0.0122	279	—0.0080	Уокер
953.5730	1823	—0.0187	1869	0.0048	Кумсишвили
2434001.8010	2094	—0.0016	2147	—0.0026	Уокер
029.7550	2251	0.0221	2308	0.0165	Уокер
740.4330	6246	—0.0104	6404	0.0020	Кумсишвили
2435160.3050	4606	0.0176	8824	—0.0175	Кумсишвили
395.3900	2928	—0.0812	10179	—0.0371	Кумсишвили
807.3250	12243	0.0153	12553	—0.0122	Кумсишвили
843.2400	12445	—0.0055	12760	—0.0136	Кумсишвили
891.2950	14715	0.0165	13037	—0.0205	Кумсишвили
2436248.2150	14721	0.0791	15094	0.0017	Кумсишвили

Решая способом наименьших квадратов систему условных уравнений вида:

$$\Delta M_0 + E \Delta P = O - C, \quad (9)$$

мы определили ΔM_0 и ΔP , где первое — поправка начальной эпохи, а второе поправка периода. E — эпоха и $(O-C)$ — разности между наблюдаемыми и вычисленными максимумами взяты из таблицы 5.

После исправления, элементы имеют следующие значения:

$$M_0 = 2433629^{\circ}.277, \quad P_1 = 0^{\circ}.17790414, \quad P_2 = 0^{\circ}.1735079.$$

Период биения P_2 вычислен по формуле:

$$\frac{1}{P_3} = \frac{1}{P_2} - \frac{1}{P_1} \quad (10)$$

и имеет значение $P_3 = 7.02556739$.

§ 3. О гипотезах для объяснения наблюдаемых явлений в звездах типа β Цефея. Изменения происходящие в звездах типа β Цефея еще не получили окончательного объяснения. В настоящее время мы имеем дело с гипотезами, каждая из которых количественно хорошо объясняет наблюдаемые явления, но все-таки оставляет некоторые пункты необъяснимыми, что заставляет прибегать к новым гипотезам.

В разное время многими авторами были предложены разные гипотезы для объяснения происходящих процессов в звездах типа β Цефея. Это — гипотеза турбулентных пятен, гипотеза полярно-экваториального колебания, гипотеза нерадиального колебания, гипотеза изверженной атмосферы и, наконец, недавно предложенная Ван-Хофом гипотеза спаривания обычных радиальных колебаний разных форм.

Для объяснения сложных явлений, характерных для звезд типа β Цефея, большинство этих гипотез имеет одну общую точку зрения — сочетание эффекта вращения и пульсации звезды.

Все эти гипотезы подробно рассмотрены в статье Ван-Хофа [97]. Здесь мы вкратце изложим их суть.

1. Гипотеза спутника. В 1934 году Мейер [24] высказал мысль, что звезда β Большого Пса имеет массивный спутник, вращающийся с периодом 0.250022 дня; спутник также пульсирует с малой амплитудой с периодом 0.2513015 дня; последний период тождествен с периодом изменения ширины линий. В дальнейшем эта мысль была развита и она казалась привлекательной, но, после того как стали известны и другие звезды этого типа, эта гипотеза уже не в силах объяснить, например, причину того, что все звезды данного типа принадлежат классу B и, что периоды обоих колебаний так близки.

2. Гипотеза турбулентных пятен. Струве [28] уделил особое внимание периодическому расширению и удвоению линий в спектрограммах звезд типа β Цефея. По его мнению, спутник должен вызывать местные возмущения вида «турбулентных пятен», которые должны производить темные и узкие линии поглощения; остальная поверхность остается нетронутой и достаточно однородной, и линии поглощения показывают заметное расширение, вызываемое быстрым вращением звезды вокруг оси.

Эта гипотеза вызывает ряд возражений, самым веским из которых, является то, что для пятна с умеренным диаметром лучевая скорость и ширина линий должны остаться постоянными пока пятно исчезнет из виду, в то время, как наблюдения противоположны этому и показывают непрерывное изменение данных факторов. Из-за сильных возражений, Струве окончательно отказался от гипотезы спутника и турбулентности, но придерживается мнения, что осевое вращение звезды является главным фактором в процессе расширения и удвоения линий.

3. Гипотеза полярно-экваториального колебания. В 1952 году при интерпретации явлений в звездах типа β Цефея некоторые астрономы стали придерживаться точки зрения, по которой звезды типа β Цефея представляют собой быстро вращающиеся отдельные звезды, испытывающие

вающие радиальную пульсацию со слегка отличными периодами у полюса и экватора. По мнению некоторых исследователей, различие между периодами полярного и экваториального колебаний вызвано сплюснутостью у полюса, которая в свою очередь вызвана быстрым вращением звезды. По мнению других исследователей, причиной этого различия является магнитное поле.

Слабое место гипотезы полярно-экваториального колебания в том, что она не в силах объяснить расширение линий.

4. Гипотеза нерадиального колебания. Гипотезу нерадиального колебания разработал Леду [94]. Суть нерадиального колебания заключается в том, что в случае свободного колебания кроме стационарной волны имеются еще и две бегущие волны, движущиеся вокруг оси в противоположных направлениях и все три частоты близки между собой. Каждая бегущая волна производит переменную линию, расширяющуюся с таким же периодом, как сама волна. На первый взгляд эта гипотеза казалась многообещающей для понимания сути звезд типа β Цефея, но сопоставление теории с наблюдениями не оказалось удовлетворительным. Кривые, полученные по изменениям ширины, смещены на четверть периода относительно кривых лучевых скоростей и это смещение отрицательно для переменной с более коротким периодом и положительно для остальных. А вычисления по теории дают обратные знаки. В то же время наблюдения β Большого Пса показали, что из двух бегущих волн оказалась только одна волна с большим периодом, а теория не смогла объяснить, почему другая волна не возбудилась.

Леду рассмотрел также случай вынужденного колебания, но это привело снова к гипотезе спутника.

5. Гипотеза изверженной атмосферы. Струве предложил гипотезу изверженной атмосферы как рабочую гипотезу; в дальнейшем эта гипотеза была развита Оджерсом. Она состоит в том, что звезды типа β Цефея регулярно выгоняют атмосферу, которая поднимается на определенную высоту, а затем падает обратно на звезду. Один компонент каждой раздвоенной спектральной линии образуется в поднимающейся или падающей оболочке, а другой — в спокойной атмосфере. Можно сказать, что эта гипотеза объясняет почти все факты наблюдения в звездах типа β Цефея, кроме эквивалентных ширины. Эквивалентные ширины остаются постоянными, что указывает на то, что два компонента спектральных линий образуются из областей поверхности звезды, находящихся одна за другой, а не одна над другой.

6. Гипотеза спаривания обычных радиальных колебаний разных форм. Эта гипотеза, введенная 20 лет тому назад Клувером [96] для объяснения существования двух сходных периодов в нескольких звездах типа RR Лиры, применена Ван-Хофом [95], [97] к звездам типа β Цефея.

Суть гипотезы в том, что если звезда испытывает радиальную пульсацию с частотой σ в фундаментальной форме и пульсацию с частотой $\nu \approx 2\sigma$ в несколько более высокой форме, тогда посредством резонанса будет возбуждена пульсация с частотой $\nu - \sigma \approx \sigma$; последняя объединится с пульсацией с частотой σ и таким образом создаст биеение.

Несмотря на то, что звезды типа RR Лиры сходны со звездами типа β Цефея в отношении периодов (у обоих типов наблюдается по два периода как по кривым лучевых скоростей, так и по кривым изменениям блеска), большинство исследователей не склонно применять ги-

потезу спаривания в случае звезд типа β Цефея. Причина этого, вероятно, заключается, как отмечает Ван-Хоф, в том, что оба колебания должны иметь приблизительно одинаковое влияние линии в то время, как наблюдения показывают, что в процессе расширения линии принимает участие только одно колебание. По мнению Ван-Хофа это возражение не веско и легко устранимо.

Ван-Хоф допускает, что профиль линии создается количеством макротурбуленций в атмосфере звезды и с изменением этого параметра изменяется ширина линий, но не эквивалентная ширина. А изменение турбулентности происходит из-за изменения температурного градиента. В свою очередь изменение температурного градиента происходит от сжатия или расширения звезды.

Если рассмотреть однородную звездную модель, то радиальное колебание в фундаментальной форме имеет амплитуду, которая увеличивается линейно с расстоянием от центра звезды и в этом случае сжатие будет вызывать увеличение градиента температуры, что в свою очередь должно вызвать турбулентцию и расширение линий. А для радиальных колебаний с периодами слегка отличными от фундаментального, наоборот, амплитуда увеличивается очень быстро по направлению к поверхности звезды и верхний слой звезды будет испытывать более сильное сжатие, чем нижележащий. Следовательно, верхний слой нагреется сильнее нижнего и вызовет уменьшение градиента температуры, т. е. в этом случае уменьшение, увеличение или постоянство градиента температуры и поэтому турбулентция будет зависеть от того, насколько быстро повышается амплитуда в направлении на поверхность звезды.

Колебание, вызываемое резонансом, гораздо сильнее влияет на состояние сжатия или расширения внешних видимых слоев, чем фундаментальное колебание. Следовательно, с точки зрения изменения температуры и наблюдаемой яркости этих слоев, первое будет эффективнее последнего. А на ширину линий резонансное колебание будет влиять меньше, чем фундаментальное. Если мы отождествим резонансное колебание с колебанием с элементами P_1 , K_1 и Δt_1 , а фундаментальное с колебанием с элементами P_2 , K_2 и Δt_2 , тогда найдут хорошее объяснение известные до сих пор факты, наблюдаемые в звездах типа β Цефея.

§ 4. Представление кривых блеска ν Эридана как результат интерференции и двух колебаний. Мы исходим из соображений, что переменная звезда ν Эридана имеет два периода колебания лучевых скоростей и этими же периодами хорошо удовлетворяются те кривые изменения блеска, которые имеют наибольшие амплитуды. Вместе с тем последняя гипотеза — гипотеза спаривания обычных радиальных колебаний разных форм — дает основание представлению изменения блеска ν Эридана как суммы двух колебаний.

Как мы увидим ниже, можно определить амплитуду изменения блеска и форму для составляющих кривых. Максимумы и минимумы блеска составляющих кривых определяются с точностью до аддитивной постоянной.

Для определения составляющих кривых мы использовали метод, примененный Н. Ф. Флорья [98] для звезды AC Андромеды.

Для всех индивидуальных наблюдений мы вычислили фазы φ_1 и φ_2 как с первым, так и со вторым периодом. Мы выработали все такие

наблюдения, при которых φ_1 приблизительно равно φ_2 , то есть, все такие наблюдения, где должно происходить биение, совпадение фаз. Мы построили среднюю кривую изменения блеска по фазам $\frac{\varphi_1 + \varphi_2}{2}$ и соответствующим наблюдаемым значениям блеска. В дальнейшем, первой искомой кривой мы будем называть слагаемую кривую, меняющуюся с периодом $P_1 = 0.1779014$, а второй искомой — слагаемую кривую, меняющуюся с периодом $P_2 = 0.1735079$. Обозначим буквой A максимум и буквой B минимум той кривой, которая построена по фазам $\frac{\varphi_1 + \varphi_2}{2}$, когда φ_1 достаточно близка к φ_2 и соответствующим значениям блеска.

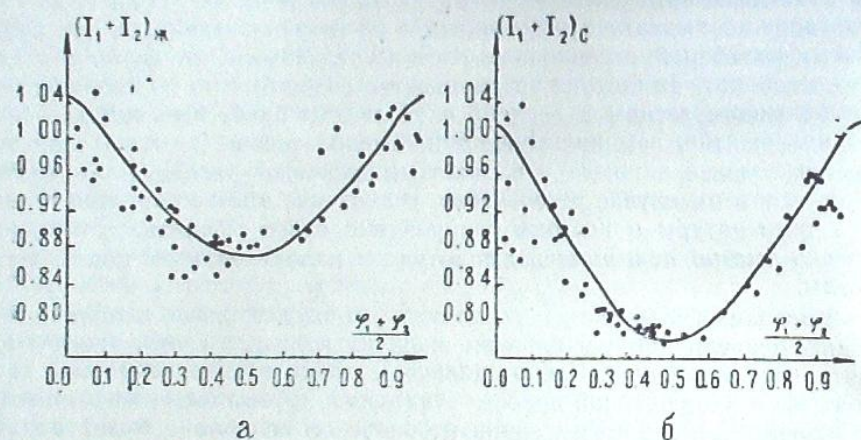


Рис. 23

На рис. 23 на оси абсцисс отложены фазы $\frac{\varphi_1 + \varphi_2}{2}$, когда φ_1 достаточно близко к φ_2 , а на оси ординат — соответствующие значения блеска. Кривая a соответствует желтым лучам, кривая b — синим.

Очевидно, что максимумы этих кривых состоят из двух слагаемых. Одно является максимумом блеска первой искомой кривой, а вторая слагаемая — максимумом блеска второй искомой кривой. Аналогично, минимумы этих кривых будут суммами минимумов блеска первой и второй искомых кривых. Поэтому мы можем написать, что (в желтых лучах)

$$J_{ж1max} + J_{ж2max} = A_{ж}, \quad (11)$$

$$J_{ж1min} + J_{ж2min} = B_{ж}, \quad (12)$$

где $J_{ж1max}$ и $J_{ж1min}$ суть максимум и минимум блеска первой искомой кривой, соответственно, а $J_{ж2max}$ и $J_{ж2min}$ — те же величины, относящиеся ко второй искомой кривой. Аналогичные уравнения будут в синих лучах с индексом C .

На рис. 23 видно, что минимумы обеих кривых не острые, а простираются приблизительно от 0.4 до 0.6 фазы; то есть минимумы обеих искомых кривых должны быть приблизительно постоянны в этом ин-

тервале; поэтому если мы возьмем все наблюдения, когда φ_2 меняется между фазами 0.4 и 0.6, и построим кривую блеска по фазам φ_1 и соответствующими значениями блеска, когда $0.4 < \varphi_2 < 0.6$, мы получим кривую изменения блеска первой искомой кривой, на которой наложен минимум блеска второй искомой кривой.

На рис. 24 кривая a относится к желтым лучам, кривая b — к синим. Максимумы этих кривых, которые мы обозначим через $C_{ж}$ и C_c должны состоять из максимума первой искомой и минимума второй искомой кривой. Мы можем написать уравнение:

$$J_{ж1max} + J_{ж2min} = C_{ж}, \quad (13)$$

Аналогичное уравнение будет для синих лучей.

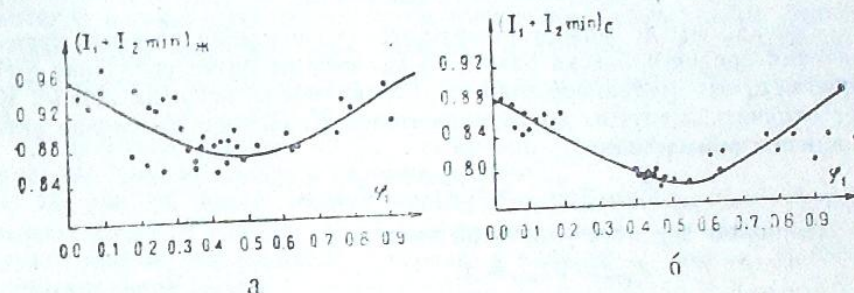


Рис. 24

Таким же образом мы строим кривую блеска по фазам φ_2 и соответствующим наблюдаемым значениям блеска, когда φ_1 меняется между фазами 0.4 и 0.6, т. е. теми значениями блеска, к которым добавлен минимум первой искомой кривой блеска.

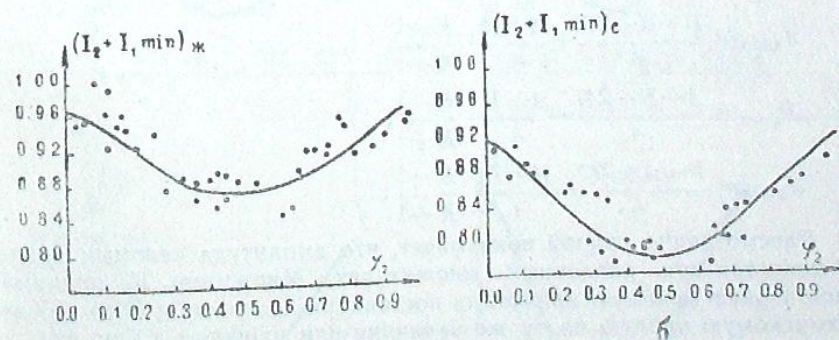


Рис. 25

На рис. 25 левая кривая a относится к желтым лучам, а правая b — к синим.

Обозначая максимумы этих кривых через $D_{ж}$ и D_c , мы можем написать четвертое уравнение:

$$J_{ж2max} + J_{ж1min} = D_{ж} \quad (14)$$

Аналогичное уравнение будет для синих лучей.

Мы имеем четыре уравнения с четырьмя неизвестными: это как бы достаточно для определения неизвестных: J_{1max} , J_{2max} , J_{1min} , J_{2min} . Но, легко видеть, что из этих уравнений независимы только три. Действительно, $A+B-C=D$. Поэтому, для решения задачи надо иметь еще одно уравнение.

Для случая AC Андромеды Н. Ф. Флоря ввел пятое уравнение допустив, что звезда состоит из двух короткопериодических цефеид. Из зависимости «период — блеск» он получал, что значения среднего блеска составляющих цефеид не должны отличаться друг от друга из-за малой разницы в периодах, т. е. он вводил уравнение:

$$J_{1max} + J_{1min} = J_{2max} + J_{2min} \quad (15)$$

Так как мы не можем утверждать, что у наших искомых кривых значения среднего блеска равны, то мы вводим пятое уравнение с допущением, что медианное значение блеска обеих искомых кривых может отличаться друг от друга множителем K . И в нашем случае пятое уравнение примет вид:

$$J_{1max} + J_{1min} = K(J_{2max} + J_{2min}). \quad (16)$$

Напишем все пять уравнений вместе:

$$\left. \begin{aligned} J_{1max} + J_{2max} &= A, \\ J_{1min} + J_{2min} &= B, \\ J_{1max} + J_{2min} &= C, \\ J_{2max} + J_{1min} &= D, \\ J_{1max} + J_{1min} &= K(J_{2max} + J_{2min}). \end{aligned} \right\} \quad (17)$$

Рассмотрим корни системы уравнений

$$\left. \begin{aligned} J_{1max} &= \frac{A-B+2C}{4} + \frac{A+B}{4} \cdot \frac{K-1}{K+1}, \\ J_{1min} &= \frac{B-A+2D}{4} + \frac{A+B}{4} \cdot \frac{K-1}{K+1}, \\ J_{2max} &= \frac{A-B+2D}{4} - \frac{A+B}{4} \cdot \frac{K-1}{K+1}, \\ J_{2min} &= \frac{B-A+2C}{4} - \frac{A+B}{4} \cdot \frac{K-1}{K+1}. \end{aligned} \right\} \quad (18)$$

Рассмотрение кривой показывает, что амплитуда искомых кривых не меняется при различных множителях. Множитель K поднимает лишь первую искомую кривую на постоянную величину и опускает вторую искомую кривую на ту же величину или наоборот. Так, что суммарная кривая от множителя K не меняется. Этим способом мы можем найти искомые кривые с точностью до аддитивной постоянной.

Можно было бы поступить по другому. Обозначим амплитуду первой искомой кривой через a_1 второй — a_2 . Тогда очевидно, что

$$\left. \begin{aligned} a_1 + a_2 &= A_1 \\ a_1 - a_2 &= A_2 \end{aligned} \right\} \quad (19)$$

где A самая большая амплитуда, а A_2 — самая низкая; но из наблюдений кривых уверенно определить A_1 и A_2 невозможно, если не имеется непрерывного ряда наблюдений.

Для величин A , B , C и D в желтых лучах были взяты следующие значения: $A_{ж} = 1.050$, $B_{ж} = 0.876$, $C_{ж} = 0.956$, $D_{ж} = 0.970$. В синих лучах были взяты: $A_c = 1.020$, $B_c = 0.780$, $C_c = 0.880$ и $D_c = 0.920$. Решением системы уравнений (17) мы получили в желтых лучах

$$J_{ж1max} = 0.522 + C_1, \quad J_{ж1min} = 0.442 + C_1,$$

$$J_{ж2max} = 0.528 - C_1, \quad J_{ж2min} = 0.434 - C_1,$$

в синих лучах: $J_{с1max} = 0.500 + C_2, \quad J_{с1min} = 0.400 + C_2$

$$J_{с2max} = 0.520 - C_2, \quad J_{с2min} = 0.380 - C_2.$$

Имея для каждой искомой кривой максимальное и минимальное значения блеска, легко найти путем вычитания составляющие искомые кривые. Действительно, если вычесть найденное J_{2min} из кривой, построенной по фазам φ_1 (рис. 24), то получится первая искомая кривая.

Аналогично, вычитая J_{1min} из кривой, построенной по фазам φ_2 (рис. 25), получим вторую искомую кривую.

На рис. 26 левая верхняя кривая есть первая искомая кривая в желтых лучах, а нижняя левая — вторая искомая кривая в желтых лучах; правые же: верхняя — первая, а нижняя — вторая искомые кривые в синих лучах.

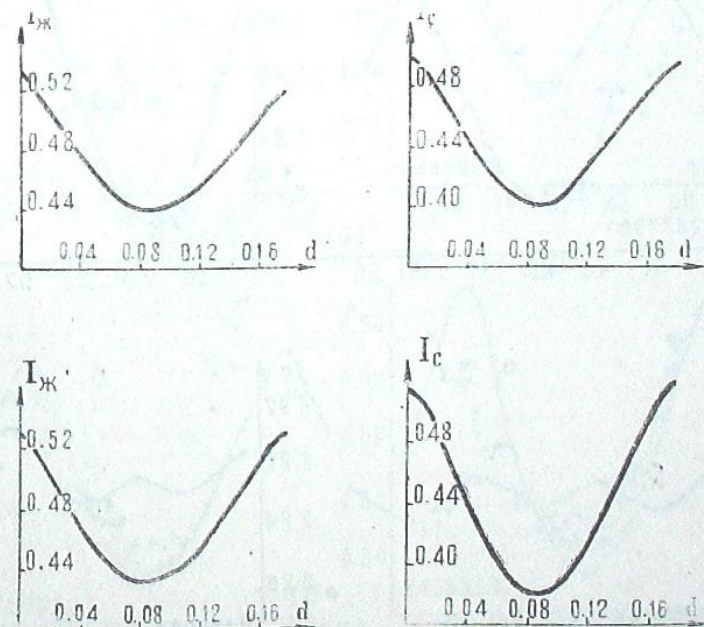


Рис. 26

На основе найденных нами двух кривых для каждой ночи были построены суммарные кривые. Для иллюстрации приводим несколько

кривых. На рис. 27 — 32 сплошные кривые представляют собой вычисленные кривые, а точки обозначают наблюдаемый блеск. По оси абсцисс отложены юлианские дни, по оси ординат — интенсивности в

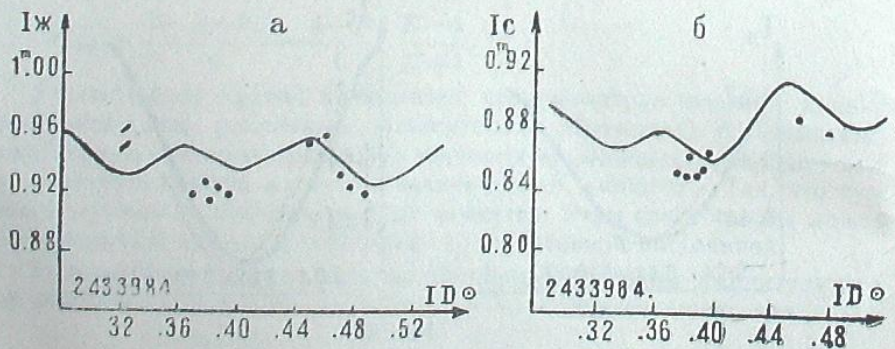
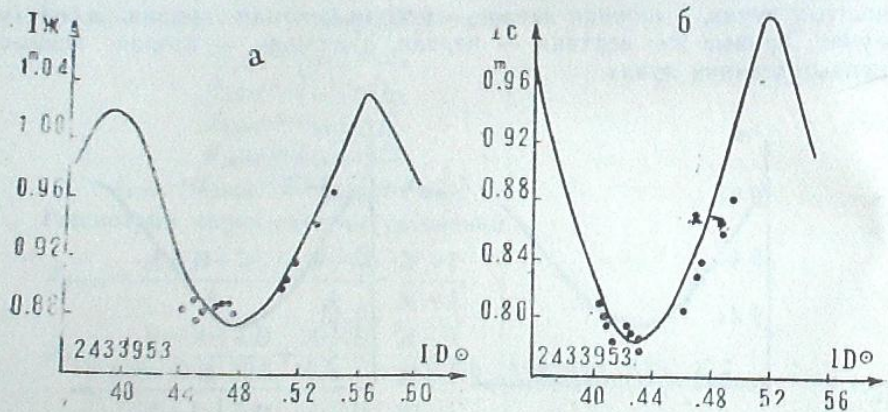
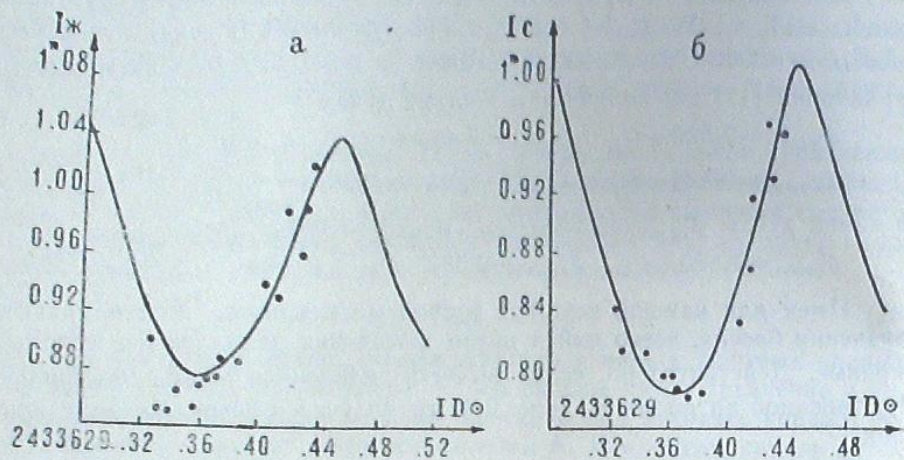


Рис. 27, 28, 29

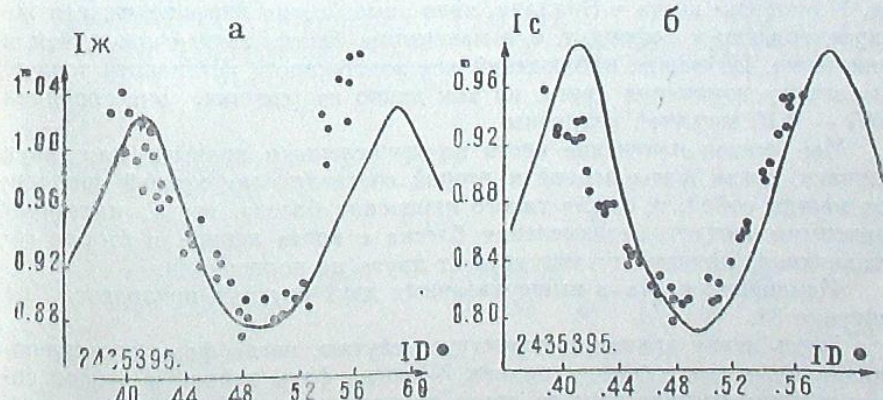
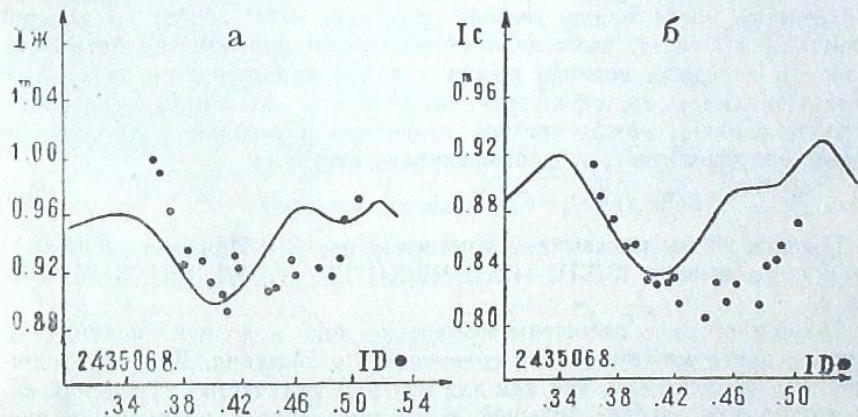
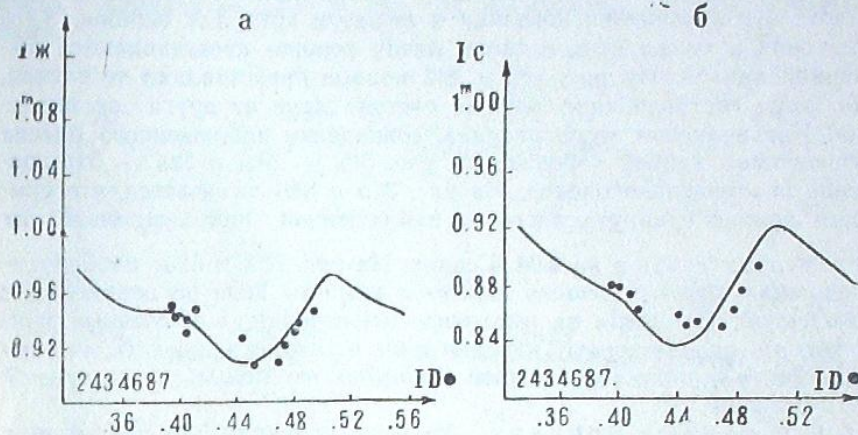


Рис. 30, 31, 32

относительных единицах. Кривые *a* соответствуют желтым лучам, кривые *б* — синим.

На рис. 27а три точки (2, 3 и 5) отклонены от вычисленной кривой, хотя эти отклонения невелики и лежат в пределах ошибок. Зато наблюдения в ту же ночь в синих лучах хорошо представляются вычисленной кривой. На рис. 29а и 29б кривые представляют те случаи, когда фазы составляющих кривых отстают друг от друга на полпериода. Как видно из этого рисунка, совпадение наблюдаемого блеска с вычисленной кривой хорошее. На рис. 30а — 31б и 32а — 32б совпадение сравнительно плохое. На рис. 31а и 31б замечается, что суммарная кривая сдвинута влево от наблюдаемой приблизительно на 0.02 в желтых лучах и на 0.04 в синих. На рис. 32а и 32б наоборот — вычисленная кривая смещена вправо и немного вниз по сравнению с наблюдаемой. Несмотря на некоторые исключения, вычисленные кривые хорошо удовлетворяют наблюдениям и можно заключить, что переменность в Эридаме с большой вероятностью может быть суммой двух пульсаций.

§ 5. О цвете в Эридаме. Мы уже отмечали, что наблюдения проводились в двух участках спектра $\lambda_{\text{сн}} = 381 \text{ м}\mu$ и $527 \text{ м}\mu$.

Разности цвета между звездой сравнения (HD 28843) и звездой в Эридаме $\Delta C(a, \nu)$ вычислялись следующим образом: из $\Delta m_c(a, \nu)$ (разности звездных величин между звездой сравнения и звездой в Эридаме в синем светофильтре) вычитались $\Delta m_{\text{ж}}(a, \nu)$ (разности звездных величин между звездой сравнения и звездой в Эридаме в желтом светофильтре), т. е. вычислялась формула:

$$\Delta C(a, \nu) = C_a - C_b = \Delta m_c(a, \nu) - \Delta m_{\text{ж}}(a, \nu) \quad (20)$$

На рис. 33 мы показываем изменения цвета в Эридаме за некоторые ночи, а именно 13/XII, 14/XII, 17/XII 1950 г., 8/I, 8/II, 31/X, 2/XI 1951 г.

По оси абсцисс отложены юлианские дни, а по оси ординат — разности цвета между звездой сравнения и в Эридаме. Других наблюдений мы не приводим, так как для них или количество измерений недостаточно или разброс большой, и нет уверенности в изменении цвета. Изменение цвета в Эридаме, явно заметное на графике, такого же характера как у цефеид, т. е. в максимуме блеска звезда синее, чем в минимуме. Из наших наблюдений нет возможности установить точную амплитуду изменения цвета, но как видно из рисунка, она порядка 0.05 — 0.10 звездной величины.

Мы вывели изменение цвета по вычисленным кривым для двух случаев, когда фазы первой и второй составляющих кривой совпадают между собой, т. е. для такого изменения блеска, когда наступает максимум амплитуды изменения блеска и когда первая и вторая составляющие кривые отстают друг от друга на полпериода.

Изменения цвета в вышеуказанных двух случаях приводятся на рисунке 34.

Здесь левая кривая соответствует случаю, когда фазы составляющих кривых совпадают, а правая — когда фазы первой и второй составляющих отстают друг от друга на полпериода. По оси абсцисс отложены дни, по оси ординат — разности цвета между звездой сравнения и в Эридаме в звездных величинах. Амплитуда изменения цвета по вычисленным кривым меняется от 0.085 до 0.040 в зависимости от совпадения фаз составляющих кривых. Надо отметить, что изменение

цвета в Эридаме не было до сих пор обнаружено другими наблюдателями.

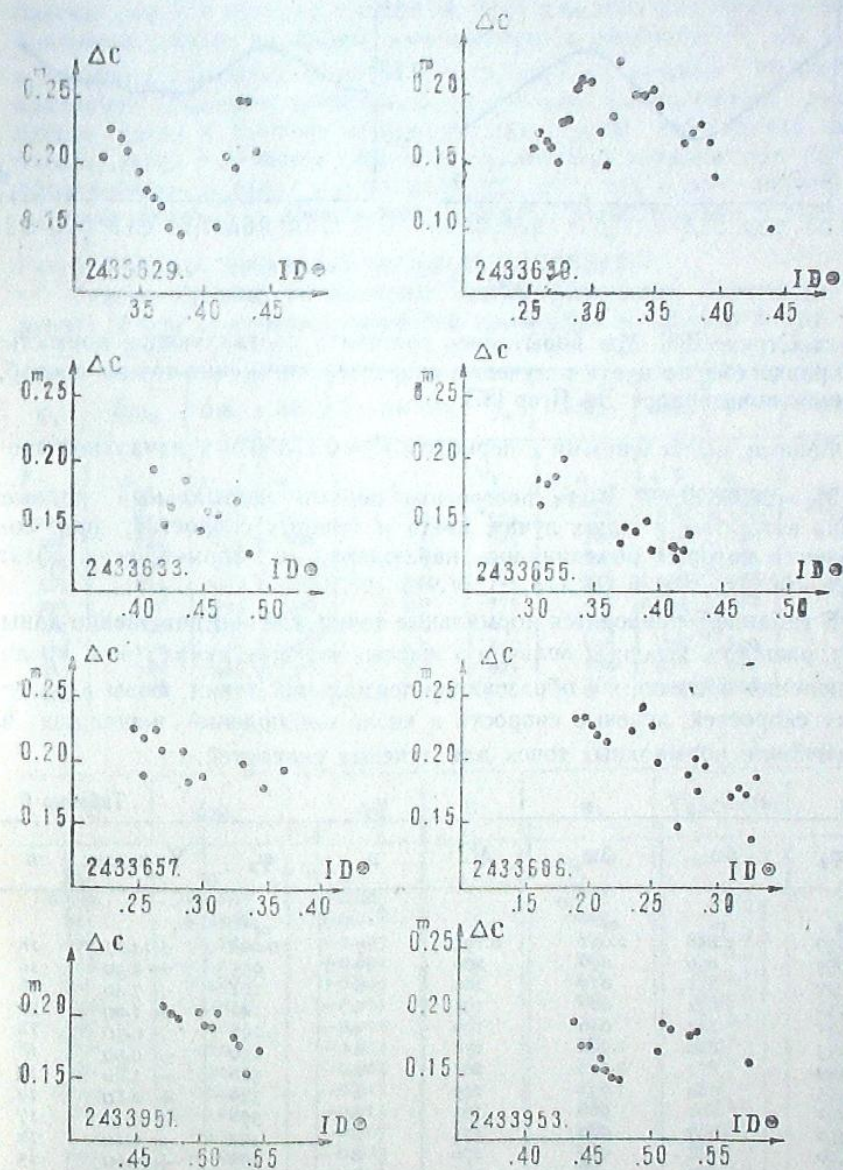


Рис. 33

§ 6. Проверка теории пульсации. Для того, чтобы проверить теорию пульсации, определить радиус звезды и оценить его изменение, мы сопоставили кривые изменения блеска, цвета и лучевых скоростей в Эридаме, используя наши наблюдения, выполненные в 1951 — 1954 гг., и наблюдения лучевых скоростей, полученные в

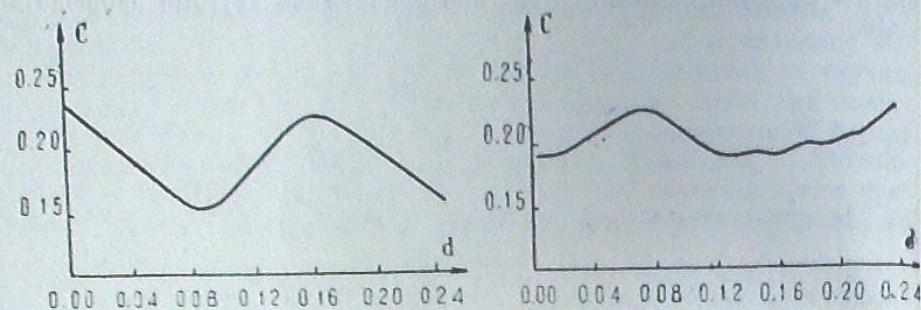


Рис. 34

1954 г. Струве [85]. Мы попытались составить составляющие нормальные кривые блеска цвета и лучевых скоростей, применив тот же способ, которым пользовался Де Ягер [87].

Фазами, вычисленными с периодом $P_2 = 0.1735079$ и начальной эпохой $M_0 = 2833629.277$, были построены первые нормальные кривые блеска в желтых и синих лучах, цвета и лучевых скоростей, при составлении которых объединялись наблюдения в промежутках фаз: $0^p.025 - 0^p.075$, $0^p.075 - 0^p.125$, ... $0^p.975 - 0^p.125$.

В таблице 6 приводятся нормальные точки, где соответственно даны фазы, разности звездных величин в желтых и синих лучах, цвет, число наблюдений вошедших в образование нормальной точки, фазы для лучевых скоростей, лучевые скорости и число наблюдений, вошедших в образование нормальных точек для лучевых скоростей.

Таблица 6

φ_2	$\Delta m_{\text{ж}}$	$\Delta m_{\text{с}}$	ΔC	n	φ_2	V_R км/сек	n
p_2	m	m	m		p_2		
0.999	1.858	2.052	0.194	7	0.008	+14.17	18
053	856	056	200	13	055	+ 8.30	18
099	831	033	202	6	101	+ 7.40	16
152	832	027	195	6	146	+ 1.00	20
201	841	040	199	5	196	+ 0.50	18
253	820	1.996	176	8	250	- 0.90	18
299	811	2.012	201	8	300	- 1.80	17
355	784	1.933	149	6	349	+ 2.80	19
402	801	966	165	8	398	+ 6.40	17
456	807	982	175	8	452	+ 9.40	16
500	788	964	176	8	499	+13.60	15
550	792	968	176	10	553	+19.4	15
602	787	918	131	5	603	+22.80	20
645	794	966	172	8	654	+26.80	14
706	801	982	181	7	696	+32.10	15
747	826	987	158	4	750	+28.70	18
803	854	2.042	188	7	801	+32.50	17
850	870	072	202	5	851	+26.40	18
896	865	058	203	8	905	+27.40	16
953	860	062	202	11	953	+22.90	18

Сглаженные кривые блеска в желтых и синих лучах, цвета и лучевых скоростей, построенные по P_2 , даны в таблице 7, где φ_2 , $\Delta m_{\text{ж}}$, $\Delta m_{\text{с}}$, ΔC и V_R имеют тот же смысл, что в таблице 6.

Затем были составлены вторые составляющие нормальные кривые блеска, цвета и лучевых скоростей. Для каждого индивидуального наблюдения звезды, по фазам, вычисленным с периодом P_2 , мы входили в первую сглаженную кривую блеска, цвета и лучевых скоростей и найденную величину вычитывали из данного наблюдаемого значения блеска, цвета и лучевых скоростей. Для второй нормальной кривой блеска, цвета и лучевых скоростей ординатами служили эти разности, объединенные в таких же промежутках фаз, как и при первой нормальной кривой, а абсциссами — фазы, вычисленные с периодом $P_1 = 0.1779014$ и начальной эпохой $M_0 = 2433629.277$.

Таким образом, вычисленные нормальные точки блеска (в синих лучах), цвета и лучевых скоростей приведены в таблице 8, где также

Таблица 7

φ_2	$\Delta m_{\text{ж}}$	$\Delta m_{\text{с}}$	ΔC	V_R км/сек	φ_2	$\Delta m_{\text{ж}}$	$\Delta m_{\text{с}}$	ΔC	V_R км/сек
P_2	m	m	m		P_2	m	m	m	
0.025	1.860	2.048	0.200	+13.0	0.525	1.788	1.956	0.170	+15.0
075	852	048	200	7.0	575	788	960	170	20.0
125	844	044	200	3.5	625	788	966	170	25.0
175	836	032	196	1.0	675	800	976	174	28.9
225	824	020	194	0.0	725	816	990	178	30.0
275	816	004	190	0.0	775	828	2.004	182	30.0
325	800	1.986	187	1.0	825	848	016	187	29.0
375	792	970	182	3.5	875	856	028	190	27.0
425	788	960	178	7.0	925	860	036	194	23.0
475	788	956	174	11.0	975	860	044	198	18.0

Таблица 8

φ_1	$\Delta m_{\text{с}}$	ΔC	n	φ_1	V_R км/сек	n
P_1	m	m		P_1		
0.999	-0.001	-0.005	6	0.000	+ 9.3	16
051	+0.036	+0.018	6	049	+ 5.7	19
098	+0.031	+0.003	5	101	+ 3.4	19
145	+0.035	+0.009	9	146	- 0.6	19
203	+0.034	+0.009	8	203	- 2.5	23
250	+0.028	-0.001	11	250	- 5.0	16
295	- 0.013	-0.002	7	302	- 8.7	19
356	-0.050	-0.012	4	352	- 7.3	14
403	+0.016	-0.004	7	406	- 9.5	15
449	-0.019	-0.011	9	453	-11.2	15
506	+0.001	-0.015	4	504	-11.0	13
547	+0.005	-0.007	6	551	- 7.6	16
601	-0.021	-0.023	7	601	- 2.9	18
648	-0.019	-0.072	8	651	- 3.6	17
692	-0.004	- 0.002	10	700	+ 5.2	18
748	+0.025	+0.009	10	749	+ 2.2	15
797	+0.031	+0.004	11	799	+ 9.0	18
844	+0.012	-0.004	8	844	+ 8.2	14
901	-0.025	-0.007	5	895	+11.5	20
953	-0.008	+0.005	5	925	+10.6	21

соответственно даны фазы, разности звездных величин в синих лучах, разности цвета для звезды сравнения и переменной, число наблюдений вошедших в нормальные точки, фазы для лучевых скоростей, лучевые скорости и число наблюдений, вошедших в нормальные точки для лучевых скоростей. Сглаженные кривые блеска в синих лучах и лучевых скоростей, построенные по периоду P_1 , даны в таблице 9. На рис. 35, 36 показаны первые и вторые составляющие нормальные кривые блеска, цвета и лучевых скоростей. Как видно из чертежа, для обеих кривых (первой и второй) в максимуме блеска звезда синее и если изменение лучевых скоростей интерпретировать как результат пульсации, то максимум блеска соответствует максимальному сжатию звезды. Очевидно имеется тесная связь между блеском, цветом и лучевой скоростью звезды. По-видимому, для обеих составляющих звездной переменности имеют место одинаковые соотношения, откуда видно, что обе составляющие должны получить одинаковую интерпретацию, например, пульсацию. Нельзя приписать одну составляющую переменности пульсации, а другую орбитальному движению, или темному пятну на диске звезды или спутнику, движущемуся вокруг звезды [24].

Таблица 9

φ_1	Δm_c	ΔC	$V_{RRM}/сек$	φ_1	Δm_c	ΔC	V_R км/сек
P_1	m			P_2	m	m	
0.025	0.026	0.016	7.0	0.525	-0.018	-0.010	-10.0
075	036	014	4.0	575	-0.018	-0.010	- 8.0
125	036	012	1.0	625	-0.018	-0.010	- 4.0
175	030	010	- 2.0	675	-0.012	-0.008	0.0
225	020	006	- 4.0	725	-0.008	-0.004	3.0
275	008	002	- 6.0	775	-0.004	0.000	6.0
325	000	-0.002	- 8.0	825	0.000	004	9.0
375	-0.008	-0.006	-10.0	875	008	008	10.0
425	-0.012	-0.008	-10.0	925	016	012	10.0
475	-0.012	-0.010	-10.0	975	024	014	10.0

В 1926 г. Бааде [99] разработал полуэмпирический способ для непосредственной проверки пульсационной гипотезы путем точных измерений блеска, цвета и лучевых скоростей переменной. Бааде допускал, что цефеида излучает как абсолютно черное тело. Тогда на основе наблюдаемого цвета для всех фаз цикла может быть вычислена поверхностная яркость в произвольных единицах. Площадь получается делением наблюдаемого блеска на поверхностную яркость, следовательно, радиус получится как функция фазы, в произвольных единицах. Таким образом может быть вычислена кривая изменения радиуса звезды для всего цикла изменения блеска. С другой стороны, интегрированием кривой лучевых скоростей можно получить смещение поверхности в зависимости от фазы. Эти графики должны быть согласованы между собой по фазе.

Бекер [100] отказался от допущения о применимости для звезд закона излучения черного тела, так как излучение звезд отклоняется от закона излучения черного тела, и допустил, что существует однозначное соотношение между цветом и поверхностной яркостью, одинаковое для всех цефеид. Этим допущением пользуется и Весселинк [101], способ которого мы пытались применить. Основное допущение Весселин-

ка, — это существование однозначного соотношения между цветом и поверхностной яркостью, что справедливо для отдельно взятой звезды.

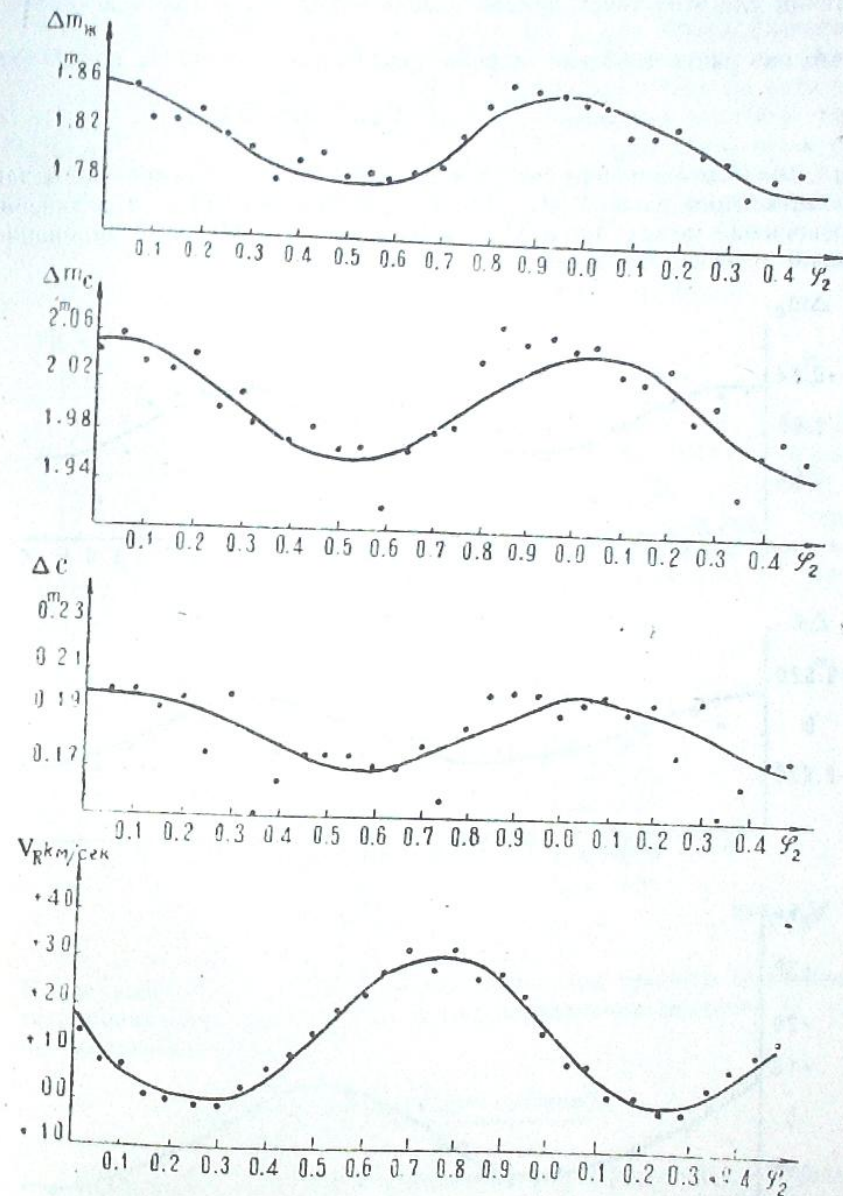


Рис. 35

Весселинк обозначает через m и m' фотовизуальные и фотоэлектрические величины; при этом $m - m'$ будет показателем цвета. Рассмотрим две фазы кривой блеска, в которых показатели цвета имеют одинаковые значения. Согласно основному допущению поверхностные

яркости в этих фазах должны быть одинаковыми. Разность звездных величин для этих точек кривой блеска будет $\Delta m = \Delta m' = \Delta \frac{m+m'}{2}$

и это раз личие в блеске вызвано различиями в площади поверхности

$$\Delta \frac{m+m'}{2} = 2 \frac{1}{2} \Delta \lg R^2 = 5 \lg e P / \bar{R} \Delta D, \quad (21)$$

где $D = \int V dt$ смещение поверхности; $\Delta R = P \Delta D$; P для обычного закона потемнения равно 24/17. Для того, чтобы проверить это линейное соотношение между Δm и ΔD , следует получить ΔD интегрированием кривой лучевых скоростей.

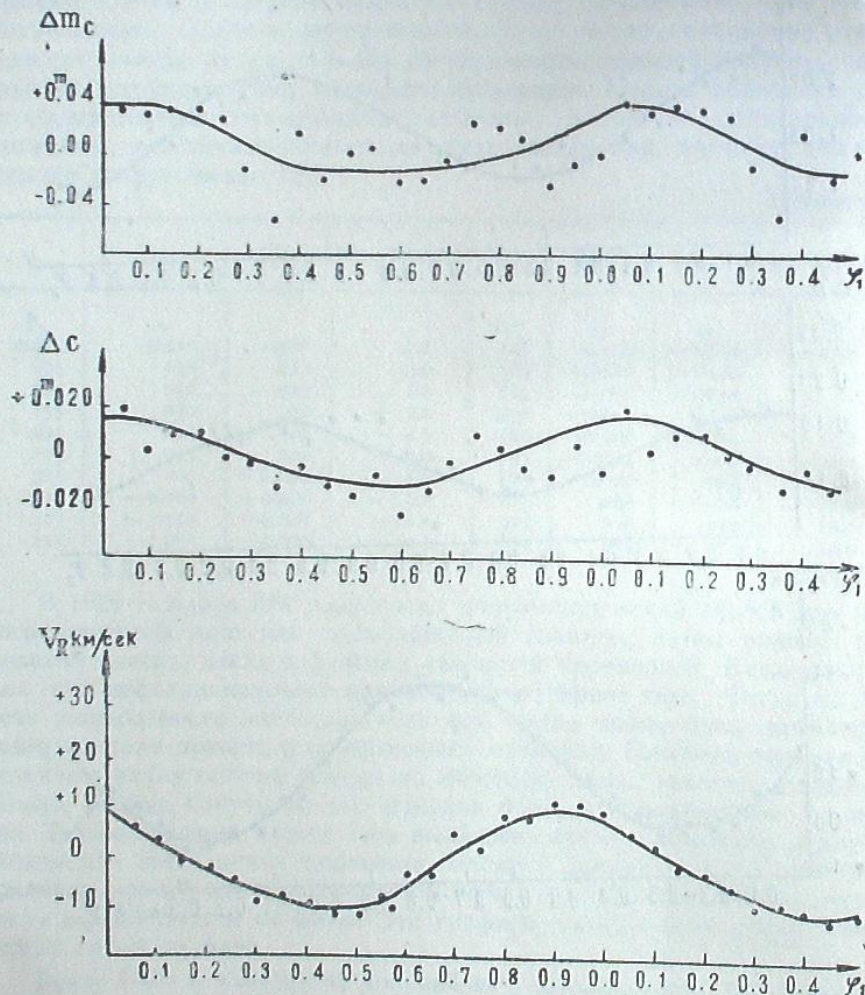


Рис. 36

Для того, чтобы получить истинную радиальную скорость расширения звезды, лучевую скорость, полученную из измерений доплеровского эффекта спектральных линий, следует умножить на $3/2(V/\bar{V}) =$

$\frac{3}{2}$, (\bar{V} — разность между измеренной лучевой скоростью и скоро-

стью центра звезды). Весселинк разложил в ряд Фурье функцию \bar{V} и затем провел почленное интегрирование. По Весселинку на основе наблюдательных данных проверяется соотношение (21) и, если наблюдаемые точки дают прямую линию, пульсационная гипотеза подтверждается. Удачная проверка пульсационной теории приводит к определению среднего значения радиуса переменной в абсолютных единицах.

Для определения среднего значения радиуса Весселинк решает по способу наименьших квадратов систему условных уравнений вида:

$$\frac{1}{2a+1} (m+m') + \frac{2}{2a+1} \frac{5 \lg e}{\bar{R}/P} D + \text{const} = m - m' \quad (22)$$

относительно неизвестных $\frac{1}{2a+1}$, $\frac{2}{2a+1} \frac{5 \lg e}{\bar{R}/P}$ и const,

где a — коэффициент линейной зависимости между поверхностной яркостью $\sigma = a (m' - m) + \text{const}$ и показателем цвета. Такие уравнения составляются для 25 значений фаз $0^{\circ}.00, 0^{\circ}.04, 0^{\circ}.08, \dots, 0^{\circ}.096$.

Мы пытались применить метод Весселинка к случаю γ Эридана, для чего использовали первые составляющие сглаженные кривые блеска, цвета и лучевых скоростей, построенные с периодом P_2 . Функцию V_1 мы разложили в ряд Фурье:

$$\bar{V} = \sum_{n=0}^{\infty} (a_n \cos 2\pi n \varphi + b_n \sin 2\pi n \varphi). \quad (23)$$

Коэффициенты Фурье имеют следующие значения:

$a_0 = 10.25$	$b_1 = 10.81$
$a_1 = 0.62$	$b_2 = -0.29$
$a_2 = -0.17$	$b_3 = -0.17$
$a_3 = 0.34$	$b_4 = -0.29$
$a_4 = 0.00$	$b_5 = 0.14$
$a_5 = -0.04$	
$a_6 = -0.08$	

После вычисления коэффициентов Фурье мы провели почленное интегрирование выражения (23) и для определения значения D получили следующее выражение:

$$D = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{a_n \sin 2\pi n \varphi + b_n (1 - \cos 2\pi n \varphi)}{n}. \quad (24)$$

Аддитивная постоянная (постоянная интегрирования) определяется таким образом, чтобы минимальное значение D равнялось нулю. Мы получили значения смещения D в зависимости от фазы (для 25 значений фаз), которые приведены в таблице 10, а кривая смещения и первая нормальная кривая лучевых скоростей приведены на рис. 37.

Для определения среднего радиуса звезды мы решили систему условных уравнений вида (22) по способу наименьших квадратов. Наша попытка не дала удовлетворительных результатов. Средний радиус оказался отрицательным. Как известно, метод Весселинка применялся

для некоторых звезд типа β Цефея [101]. Он дал приемлемый результат в случае самой β Цефея, которая имеет только один изменения блеска и лучевых скоростей и не показывает периодического расширения линий.

Таблица 10

φ^2	$D \times 10^4 \text{ км}$	φ_2	$D \times 10^4 \text{ км}$	φ_2	$D \times 10^4 \text{ км}$	φ_2	$D \times 10^4 \text{ км}$	φ_2	$D \times 10^4 \text{ км}$
P_2		P_2		P_2		P_2		P_2	
0.00	0.0	0.20	-7.4	0.40	-19.3	0.60	-20.4	0.80	-8.3
0.04	-0.3	24	-9.3	44	-20.6	64	-18.6	84	-5.8
0.08	-1.1	28	-12.6	48	-21.4	68	-16.3	88	-3.6
12	-2.9	32	-15.0	52	-21.6	72	-13.7	92	-1.8
16	-4.9	36	-17.4	56	-21.4	76	-11.0	96	-1.7

В тех случаях, когда имеются два периода и наблюдается периодическое расширение линий, этот метод совсем не действует или же дает искаженные результаты; например, для радиуса 16 Лас Уокер [20] получил значение $-50 R_{\odot}$.

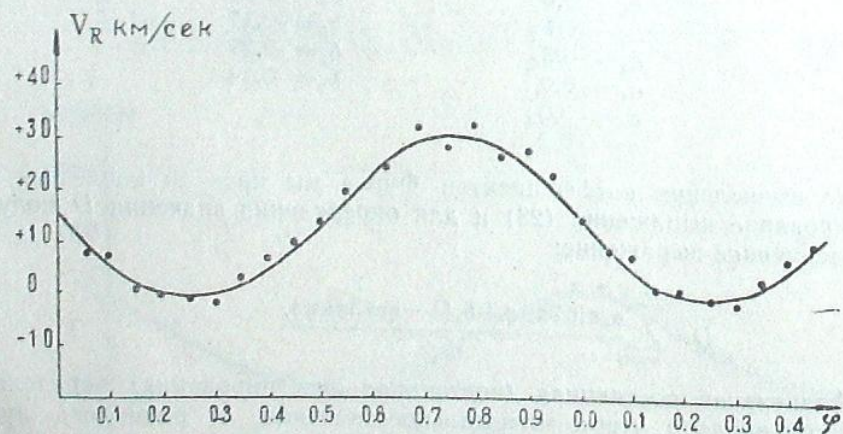
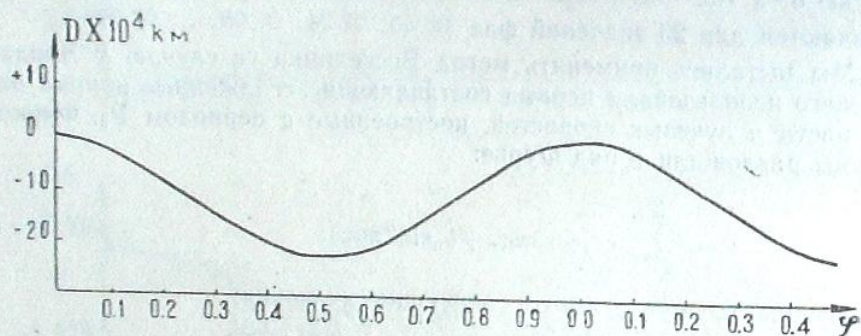


Рис. 37

Как заключает Уокер, если эти результаты означают что-нибудь, то они должны были приняты как усиление того предположения, что звезда 16 Лас испытывает нерадиальную пульсацию.

В заметке «Полуэмпирические методы проверки пульсационной теории» [102] Н. Н. Латышев отмечает, что, согласно его исследованию,

по методу Весселинка радиусы получаются в весьма широких пределах, а в случае короткопериодических цефеид — даже отрицательные. Он заключает, что все эти методы непригодны и для полуэмпирической проверки теории пульсации, и для получения физических характеристик звезд.

После того, как наша попытка определения радиуса звезды γ Эридана по способу Весселинка не дала положительного результата, мы решили пойти другим путем, а именно: из кривой изменения цвета определить изменение цветовой температуры звезды, на основе кривой блеска, и с учетом изменения температуры вывести изменения фотометрического радиуса. Производная последнего по времени дает нам лучевые скорости, которые затем можно сравнить с наблюдаемыми.

Как известно, показатель цвета равняется разности между фотографической и визуальной величинами объекта:

$$c = m_{\phi} - m_v. \quad (25)$$

Теоретически показатель цвета может быть выражен следующим образом:

$$c = m_{\phi} - m_v = -2.5 \lg \frac{K_{\phi} \int_0^{\infty} j(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{K_v \int_0^{\infty} j(\lambda) V(\lambda) d\lambda}, \quad (26)$$

где $V(\lambda)$ — спектральная чувствительность приемника, соответствующего визуальной системе величин; $S(\lambda)$ — та же характеристика, соответствующая фотографической системе величин; $j(\lambda)$ — спектральная интенсивность освещенности для заданной звезды; K_{ϕ} и K_v — постоянные, выражающие соотношение между единицей блеска и единицей мощности и определяемые нульпунктами соответствующих систем величин.

Для получения множителя K_{ϕ}/K_v воспользуемся принятым условием для нульпункта, согласно которому визуальные и фотографические величины равны между собою т. е. $C=0$. Выражая спектральную интенсивность освещенности для некоторой звезды того класса, для которой $C=0$, через $j_0(\lambda)$, будем иметь:

$$\frac{K_{\phi}}{K_v} = \frac{\int_0^{\infty} j_0(\lambda) V(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} j_0(\lambda) S(\lambda) d\lambda} \quad (27)$$

и для показателя цвета получим выражение:

$$C = -2.5 \lg \frac{\int_0^{\infty} j(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} j(\lambda) V(\lambda) d\lambda} \frac{\int_0^{\infty} j_0(\lambda) V(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} j_0(\lambda) S(\lambda) d\lambda}. \quad (28)$$

Заменяем широкую область чувствительности, захватываемую функциями $V(\lambda)$ и $S(\lambda)$, узкими монохроматическими зонами λ_ϕ и λ_s , называемыми эффективными длинами волн. Рассуждая приближенно, допустим, что вся чувствительность наших приемников сосредоточена в этих длинах волн. Далее выразим распределение энергии в спектре звезды законом излучения Вина. Тогда получим:

$$C = 2.5 \lg \frac{\lambda_\phi^5}{\lambda_s^5} \frac{K_s}{K_\phi} + 2.5 \frac{C_2}{T} \left(\frac{1}{\lambda_\phi} - \frac{1}{\lambda_s} \right) \lg e. \quad (29)$$

Вводя обозначения:

$$2.5 \lg \frac{\lambda_\phi^5}{\lambda_s^5} \cdot \frac{K_s}{K_\phi} = A \quad \text{и} \quad 2.5 \frac{C_2}{T} \left(\frac{1}{\lambda_\phi} - \frac{1}{\lambda_s} \right) \lg e = B, \quad (30)$$

получим:

$$C = A + \frac{B}{T}. \quad (31)$$

Имея показатель цвета и постоянные величины A и B , можно получить цветовую температуру звезды:

$$T = \frac{B}{C - A}. \quad (32)$$

Так как в нашей работе мы имели дело с ΔC (разностью показателей цвета между звездой сравнения и переменной звезды ν Эридана), мы поступили следующим образом: если C_ν и T_ν — показатель цвета и температура звезды ν Эридана, C_a и T_a — те же величины для звезды сравнения, тогда

$$\Delta C = C_a - C_\nu = B \left(\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu} \right) \quad (33)$$

и следовательно:

$$\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu} = \frac{\Delta C}{B}, \quad (34)$$

т. е. цветовая температура звезды ν Эридана определится с точностью до аддитивной постоянной.

Для значения B , учитывая, что для нашего электрофотометра $\lambda_s = 527 \text{ м}\mu$ и $\lambda_\phi = 381 \text{ м}\mu$, а постоянная $C_2 = 1.438 \text{ см. град. К}$, получим $B = 11350 \text{ гр. К}$.

Изменения цветовой температуры звезды ν Эридана (точнее $\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu}$) дано в четвертом столбце таблицы 12.

Считая, что излучение звезды происходит по закону Вина, можно написать:

$$m_\lambda = -2.5 \lg \left[4\pi R^2 \frac{2C_1}{\lambda^5} e^{-\frac{C_2}{\lambda T}} \right], \quad (35)$$

где M_λ — звездная величина звезды в данной длине волны, а R — радиус звезды.

Таблица 12

φ_2	ΔC	Δm_c	$\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu}$	$\frac{R_\nu}{R_a}$	$\frac{1}{R_a} \cdot V_R$
ρ_2	m	m			
0.025	0.200	2.048	0.00001762	1.842	-0.065
075	200	048	1762	842	050
125	200	044	1762	838	038
175	196	032	1727	840	038
225	194	020	1709	836	051
275	190	004	1674	835	058
325	187	1.986	1647	829	018
375	182	970	1603	831	+0.072
425	178	960	1568	834	147
475	174	956	1533	843	180
525	170	956	1498	855	143
575	170	960	1498	859	089
625	170	966	1498	864	041
675	174	976	1533	859	-0.017
725	178	990	1568	860	029
775	182	2.004	1603	860	050
825	187	016	1647	854	059
875	190	028	1674	855	072
925	194	036	1709	850	072
975	198	044	1744	845	057

Пусть R_ν и $m_\nu(c)$ будут радиус и звездная величина в синем фильтре для переменной звезды ν Эридана, а R_a и $m_a(c)$ — те же величины для звезды сравнения, тогда будем иметь

$$\Delta m_{av}(c) = m_a(c) - m_\nu(c) = 5 \lg R_\nu 5 \lg R_a + 2.5 \frac{C_2}{\lambda_\phi} \left(\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu} \right) \lg e, \quad (36)$$

откуда

$$\lg \frac{R_\nu}{R_a} = 0.2 \Delta m_{av}(c) - 0.5 \frac{C_2}{\lambda_\phi} \left(\frac{1}{T_a} - \frac{1}{T_\nu} \right) \lg e. \quad (37)$$

Вычисленные величины R_ν/R_a по формуле (37) даны в пятом столбце таблицы II. Беря производную R по времени, мы получим лучевые скорости звезды т. е. $\frac{dR}{dt} = V_R$. Для дифференцирования кривой

изменения радиуса звезды мы пользовались численным методом дифференцирования. Численные значения $\frac{1}{R_a} \cdot V_R$ по фазам даны в последнем столбце таблицы II.

Графическое выражение изменения вычисленного радиуса и лучевых скоростей, а также наблюдаемые лучевые скорости приведены на рис. 38.

Здесь верхняя кривая представляет изменения радиуса ν Эридана, вычисленные по фотометрическим данным, средняя — вычисленные лучевые скорости, а нижняя — наблюдаемые лучевые скорости по наблюдениям Струве.

Из сравнения всех трех кривых приходим к выводу, что кривая изменения радиуса находится в фазе с кривой наблюдаемых лучевых скоростей, а кривая лучевых скоростей, вычисленная по фотометрическому радиусу, смещена приблизительно на 0.3 периода относительно кривой наблюдаемых лучевых скоростей.

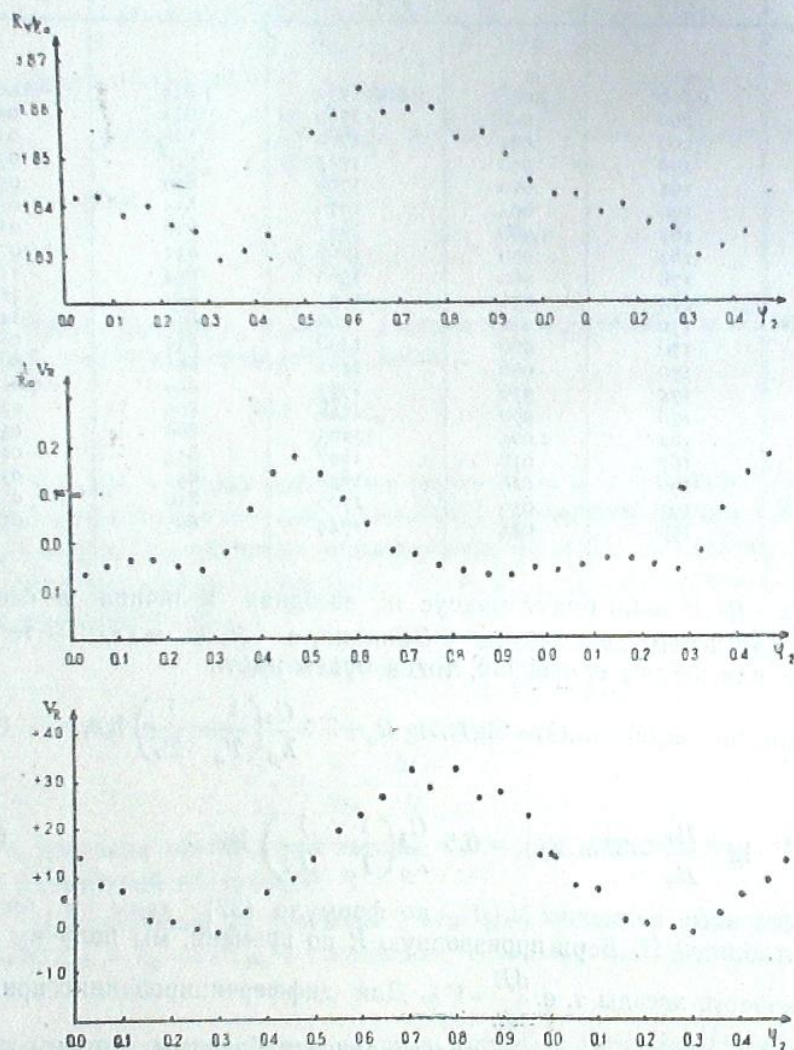


Рис. 38

Таким образом, полученный нами результат не дал ожидавшегося подтверждения предположения о радиальной пульсации γ Эридана.

§ 7. Основные результаты исследования. 1. В течение 1950—1958 гг. были проведены электроколориметрические наблюдения γ Эридана в двух участках спектра — синем и желтом. За этот период было получено 684 индивидуальных наблюдения в каждом из двух участков спектра.

2. Как показывают наши электроколориметрические наблюдения, изменяется как амплитуда, так и период изменения блеска. Амплитуда изменения блеска изменяется примерно в пределах от 0.20 до 0.05.

Представление всех наблюдений одним периодом и построение средней кривой из-за сложного характера поведения звезды не удается.

3. На основе наших наблюдений и наблюдений Уокера мы исправили спектроскопические периоды, ранее полученные О. Струве; для этого мы использовали высокие максимумы, где ожидалось совпадение фаз по обоим периодам.

Исправленные периоды следующие: $P_1 = 0.1779014$ и $P_2 = 0.1735079$.

4. Исходя из того, что переменная звезда γ Эридана имеет два периода колебаний лучевых скоростей и, что этими же периодами хорошо удовлетворяются те кривые изменения блеска, которые имеют наибольшие амплитуды изменения блеска, мы разложили кривые блеска γ Эридана на две составляющие. На основе найденных нами двух кривых, для каждой ночи наблюдений были построены суммарные кривые, которые были затем сравнены с наблюдаемыми кривыми.

Несмотря на некоторые исключения, вычисленные кривые хорошо удовлетворяют наблюдениям и можно заключить, что переменность γ Эридана с большой вероятностью может являться суммой двух колебаний.

5. Наши наблюдения обнаружили изменение цвета γ Эридана. Амплитуда изменения цвета меняется в пределах 0.04—0.09 в зависимости от совпадения фаз составляющих кривых.

6. С целью проверить теорию пульсации и определить радиус звезды, были сопоставлены первые и вторые составляющие нормальные кривые блеска, цвета лучевых скоростей γ Эридана. По-видимому, для обеих составляющих звездной переменности имеют место одинаковые соотношения, откуда видно, что обе составляющие должны иметь одинаковую интерпретацию. Для определения радиуса звезды мы применили метод Весселинга. Наша попытка не дала удовлетворительных результатов. Средний радиус оказался отрицательным. Это, может быть означает, что звезда испытывает нерадиальную пульсацию.

Сравнение кривой вычисленных лучевых скоростей с наблюдаемыми данными дало расхождение по фазе на 0.3 периода. Это также указывает по-видимому, на то, что переменность блеска звезд типа β Цефея, в частности, — звезды γ Эридана, нельзя объяснить радиальной пульсацией.

Несмотря на ряд новых и уточненных результатов, сложный характер поведения звезды γ Эридана требует продолжения в будущем последовательного накопления наблюдательного материала и объяснения своеобразных явлений в звездах типа β Цефея. Весьма желательны координированные между обсерваториями одновременные спектроскопические и электрофотометрические наблюдения звезд этого типа. Желательным является также проведение поисков новых членов этой весьма интересной группы звезд.

Октябрь, 1960.

ცვალებადი ვარსკვლავის ერიდანის γ -ს ელექტროფოტომეტრიული
გამოკვლევა

ი. კუმსიშვილი

(რეზიუმე)

1950—1958 წლებში აბასთუმნის ასტროფიზიკური ობსერვატორიის სა-
ვარსკვლავო ელექტროფოტომეტრით მიღებული დაკვირვებითი მასალის სა-
ფუძველზე შესრულებულია ცვალებადი ვარსკვლავის ერიდანის γ -ს ელექტ-
როკოლორიმეტრიული გამოკვლევა სპექტრის ორ უბანში ($\lambda_{\text{eff}}=381\mu$ და
 $\lambda_{\text{eff}}=527\mu$).

დაკვირვებებმა გვიჩვენა როგორც სიკაშკაშის, ისე ფერის ცვალებადობა;

ამასთან, სიკაშკაშის ცვალებადობის ამპლიტუდა 0.20 -დან 0.05 -მდე იცვლება
ყველა დაკვირვების ერთი პერიოდით წარმოდგენა ე. ი. საშუალო მრუ-
დის აგება, ერიდანის γ -ს სიკაშკაშის ცვალებადობის რთული ხასიათის გამო,
ვერ ხერხდება. შევეცადეთ ჩვენი დაკვირვებები წარმოგვედგინა ორი რხევის
ინტერფერენციით. საფუძვლად ავიღეთ სტრუვესა და მისი კოლეგების მიერ
განსაზღვრული სხივური სიჩქარეების ორი მდგენელი რხევების პერიოდები,
რომლებიც შევასწორეთ ფოტომეტრიულ დაკვირვებებზე დაყრდნობით. შეს-
წორებული პერიოდებია $P_1=0^d.1779014$ და $P_2=0^d.1735079$. ამ პერიოდებით
ერიდანის γ -ს სიკაშკაშის მრუდები დავშალეთ ორ მდგენელად. ჩვენ მიერ
ნაპოვნია ორ მრუდის საფუძველზე დაკვირვების თითოეული დამისათვის ავა-
გეთ შეჭამებადი მრუდები, რომლებიც შედარდა დაკვირვებულ მრუდებთან.
გამოთვლილი მრუდები, ზოგიერთი გამონაკლისის გარდა, კარგ თანხვედნაშია
დაკვირვებულთან.

ჩვენი დაკვირვებები უჩვენებენ ერიდანის γ -ს ფერის ცვალებადობას.

ერიდანის γ -ს ფერის ცვალებადობის ამპლიტუდა იცვლება 0.04 — 0.09
ფარგლებში და დამოკიდებულია შემადგენელი მრუდების ფაზების თანხე-
დნაზე.

პულსაციის თეორიის შემოწმებისა და რადიუსის გამოთვლის მიზნით გა-
მოვიყენეთ სიკაშკაშის, ფერისა და სხივური სიჩქარის მრუდების პირველი და
მეორე მდგენელები. როგორც ეტყობა, ვარსკვლავის ცვალებადობის ორივე
მდგენელისათვის ადგილი უნდა ქონდეს ერთნაირ დამოკიდებულებას, საიდა-
ნაც ვასკენით, რომ ორივე მდგენელს ერთნაირი ინტერპრეტაცია უნდა ქონდეს.
რადიუსის გამოსათვლელად გამოვიყენეთ ვესელინკის მეთოდი. ამ ცდამ არ
მოგვცა დადებითი შედეგი, საშუალო რადიუსი აღმოჩნდა უარყოფითი. ეს შე-
იძლება იმას ნიშნავდეს, რომ ვარსკვლავი რადიალურ პულსაციას არ განიც-
დის. გამოთვლილი სხივური სიჩქარეების მრუდმა დაკვირვებული სხივური

სიჩქარეების მრუდის მიმართ 0.3 -ფაზით გადაადგილება უჩვენა. ეს აგრეთვე
იმას მიუთითებს, რომ ცეფეისის β -ს ტიპის ვარსკვლავების, კერძოდ, ერიდა-
ნის γ -ს სიკაშკაშის ცვალებადობა არ შეიძლება აიხსნას რადიალური პულსა-
ციით.

ოქტომბერი, 1960.

THE ELECTROPHOTOMETRIC INVESTIGATION OF γ ERIDANI

J. J. KUMSISHVILI

(Summary)

Electrophotometric investigation of γ Eridani in the two regions of
spectrum ($\lambda_{\text{eff}}=381$ and 527μ) had been carried out on the basis of
observations obtained by means of a stellar electrophotometer at the
Abastumani Astrophysical Observatory in 1950—1958.

The observations showed, that besides variability of colour and bright-
ness, the variability of amplitude from $0^m.20$ to $0^m.05$ takes place.

Because of complex character of γ Eridani variability it is impossi-
ble to present all the observations by means of one period, i. e. to trace
a mean curve.

We tried to present our observations by means of interference of
two oscillations. We based on two oscillation periods of radial velocities
calculated by Struve and his colleagues, which we have corrected on the
basis of photometric determinations. The corrected periods are: $P_1=0^d.1779014$
and $P_2=0^d.1735079$. By means of these periods we divided the curves of
variability of γ Eri in two components. According to these curves for each
night of observation, we traced summary curves which were compared
with observed ones.

The calculated curves, except a few cases, are in good accordance
with the observed ones. Our observations show the colour-variation of γ
Eri. The amplitude of colour-variation changes in the range of $0^m.04$ — $0^m.09$
and it depends on the phase coincidence of the components.

In order to control the theory of pulsation and to calculate the
radius we used the first and second components of light, colour and ve-
locity curves.

There are the indications about the same relation for both compo-
nents of star variability and we can conclude, that they must have the
same interpretation. Wesselink's method was used for the calculation of
radius. This attempt did not give us a good result, the mean radius was
found to be negative. It may mean, that the star does not undergo radial
pulsation. The calculated radial velocity curve compared with that of ob-
served one showed the phase shift, equal to $0^p.3$.

This also indicates, that β Cep type stars, particularly γ Eri light
variation cannot be explained by radial pulsation.

October, 1960.

ЛИТЕРАТУРА

1. Кукаркин Б. В. Переменные звезды. Успехи астрономических наук 1948, т. IV, 172—207.
2. Кукаркин Б. В. Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд. 1949, Москва, Ленинград.
3. Блажко С. Н. Mitteilung über veränderliche Sterne. Astron. Nachr. 1907, 175, 325—328.
4. Блажко С. Н. Étude de l'étoile variable RW Draconis à période variable et à courbe de lumière variable. Астр. Журн. 1924, 1, № 2, 27—42.
5. Блажко С. Н. Sur la variable XZ Cygni à période et à courbe de lumière variables. Анн. Моск. обс. 1926, 8, № 2, 1—32.
6. Блажко С. Н. О периоде переменной звезды AR Herculis. Пер. зв. 1939, 5, № 8, 221—223.
7. Balazs J., Detre L. Untersuchungen über die Perioden und Lichtkurvenänderungen von kurzperiodischen δ Cephei Sternen. II. AR Herculis. 1939, 8, Mitteil. Sternw. Budapest.
8. Мартынов Д. Я. γ Leonis Minoris. Бюлл. Астр. обс. Энгельгардта. 1940, № 18, 3—9.
9. Цесевич В. П. RZ Lyrae, RV Capricorni. Астрон. Цир. 1943, 17, 4—5.
10. Цесевич В. П. AR Herculis. Астрон. Цирк. 1943, 24, 5.
11. Цесевич В. П. RZ Lyrae в 1944 году. Астр. Цир. 1944, 34, 2—3.
12. Кукаркин Б. В., Паренаго П. П., Ефремов Ю. И., Холопов П. Н. Общий каталог переменных звезд. т. I, 1953, Москва.
13. Frost E. B. The spectroscopic Binary β Cephei. Aph. J. 1902, 15, 340.
14. Guthnick P. Nachweis der Veränderlichkeit des kurzperiodischen spektroskopischen Doppelsternes β Cephei mittels photoelektrischer Messungen. AN, 1914, 196, 4701, 357—366.
15. Slipher V. M. A list of five stars having variable radial velocities. Aph. J. 1904, 20, 146.
16. Selga M. Orbita de la estrella doble espectroscopica σ Scorpii. Rev. Soc. Astr. Esp. 1916, 6, 41—51.
17. Campbell W. W. Eleven stars having variable radial velocities. Lick obs. Bull. 1908, 5, N 146, 61—63.
18. Stebbins J. Photometric tests of δ Aquilae and σ Scorpii. Lick obs. Bull. 1916, 8, N 277, 192—193.
19. Stebbins J. Photometric tests of stars. Publ. of the Washburn obs. 1928, 15, 61—100.
20. Struve O. An interesting group of pulsating stars. Publ. ASP. 1955, 67, 396, 135—153.
21. Henroteau F. A spectroscopic study of σ Canis Majoris. Lick obs. Bull. 1918, 9, N 311, 155—161.
22. Henroteau F. A spectroscopic study of σ Scorpii. Lick obs. Bull. 1918, 9, N, 314, 173—173.
23. Henroteau F. β Canis Majoris. Handbuch der Astrophysik, 1928, 6, 2, 436—440.
24. Meyer W. F. The radial velocity of β Canis Majoris. Publ. ASP 1934, 46, N. 272, 202—203.
25. Moore J. H. Fourth catalogue of spectroscopic binary stars. Lick obs. Bull. 1936, 18, N. 483, 1—38.
26. Payne-Gaposchkin, C. Gaposchkin S. Variable stars. 1938, 1—382.
27. Struve O. and Swings P. A contribution to the study of β Canis Majoris. Aph. J. 1941, 94, N. 1, 99—108.
28. Struve O. Meyer's work of beta Canis Majoris. Aph. J. 1950, 112, N. 3, 520—542.
29. Никонов В. Б., Бродская Э. С. Фотоэлектрические наблюдения α^2 Canum Venaticorum. Бюлл. Абст. астрофиз. обс. 1950, № 11, 7—15.

30. Fath E. A. A photometric study of Delta Scuti. Lick obs. Bull. 1935, 17, N. 479, 175—177.
31. Fath E. A. The multiple variability of Delta Scuti. Lick obs. Bull. 1937, 18, N. 487, 77—83.
32. Никонов В. Б. Photoelectric observations of δ Scuti. Бюлл. Абст. астрофиз. обс. 1938, № 3, 27—29.
33. Stebbins J. and Kron G. E. Six-color photometry of stars. VIII. The pulsating star β Cephei. Aph. J. 1954, 120, N. 2, 189—195.
34. Stebbins J. Six-color photometry of stars. XI. Light-curves of δ Cephei. Aph. J. 1945, 101, N. 1, 47—55.
35. Keenan P. C. and Morgan W. W. Classification of stellar spectra. From „Astrophysics“ by Hynck J. A. 1951, 16—23.
36. Van Hoof A. and Struve O. Differential radial velocities in Beta Canis Majoris. Publ. ASP 1953, 65, 158—160.
37. Henroteau F. The spectroscopic system Beta Canis Majoris. Dom. obs. Publ. Ottawa 1922, 8, N. 3, 31—41.
38. Fath E. A. Pulsation in stellar atmospheres. Lick obs. Bull. 1935, 17, N. 474, 116—117.
39. Levee R. D. Variations in the spectrum of sigma Scorpii. Aph. J. 1952, 115, N. 3, 402—417.
40. Struve O., Mc Namara D. H. Zeberg's V. The radial velocity of Sigma Scorpii. Aph. J. 1955, 122, N. 1, 122—133.
41. Su-Shu Huang and Struve O. A microphotometric study of the spectrum of Sigma Scorpii. Aph. J. 1955, 122, N. 1, 103—121.
42. Vogt A. R., Gottlieb K., Simonow G. V. and Borgl Hall. Photoelectric observations of some spectroscopic binaries. M. N. R. A. S. 1951, 111, N. 3, 339—342.
43. Williams A. D. and Struve O. The phase relation of the velocity and light of Sigma Scorpii. Publ. ASP. 1955, 67, N. 397, 250—252.
44. Frost E. B. Nine stars having variable radial velocities. Aph. J. 1907, 25, 59—65.
45. Henroteau F. A. A spectrographic study of early class B stars. Publ. Dom. obs. Ottawa 1921, 5, N. 3, 67.
46. Walker M. F. A search for stars of β Canis Majoris type. A. J. 1952, 57, N. 7, 227—231.
47. Mc Namara D. H. Radial-velocity observations of the Beta Canis Majoris stars. XI. Canis Majoris and Delta Ceti. Publ. ASP 1953, 65, N. 385, 193—194.
48. Williams A. D. Photometric observations of XI Canis Majoris. Publ. ASP 1954, 66, N. 391, 200—206.
49. Petrie R. M. A new Beta Canis Majoris-type star. Publ. AAS 1938, 9, 53.
50. Huffer C. M. Photoelectric measures of HD 199140. Aph. J. 1938, 87, N. 1., 76—77.
51. Eggen O. J. Sudden changes in the β Cephei variables. A. J. 1947, 53, N. 7, 197—198.
52. Никонов В. Б., Никонова Е. К. Фотоэлектрические наблюдения переменной звезды типа β Цефея. Изв. Крым. астрофиз. обс. 1952, 9, 135—140.
53. Kraft R. P. Photoelectric observations of HD 199140. Publ. A. S. P. 1953, 65, N. 382, 45—47.
54. Lynds R. C. Photoelectric observations of BW Vulpeculae. Publ. A. S. P. 1954, 66, N. 391, 197—200.
55. Struve O. The problem of time resolution in stellar spectroscopy: BW Vulpeculae. Publ. A. S. P. 1954, 66, N. 393, 329—336.
56. Adams W. S. The three-prism stellar spectrograph of the Mount Wilson Solar observatory. Aph. J. 1912, 35, 163—182.
57. Kunz J. and Stebbins J. Photo-electric measures of new variable stars. Pop. Astr. 1917, 25, 657—658.
58. Guthnick P. Veränderlichkeit von 12 Lacertae. A. N. 1919, 208, N. 4983, 219—226.

59. Young R. K. Publ. Dom. obs. Ottawa 1915, 3, N. 3, 87.
60. Struve O. The velocity-curve of 12 Lacertae. Aph. J. 1951, 113, N. 3, 589—604.
61. Некрасова С. В. Фотоэлектрические наблюдения DD Lacertae. Изв. Крым. Астрофиз. обс. 1952, 9, 126—134.
62. De Jager C. The variation of light and radial velocity of DD Lacertae. Bull. of the Astron. Inst. of the Netherlands. 1953, 12, N. 449, 81—88.
63. Struve O., Mc Namara D. H., Kung S. M. and Beymer C. Beta Cephei. Aph. J. 1953, 118, N. 1, 39—54.
64. Mc Namara D. H. Gamma Pegasi: a Beta Canis Majoris star of small velocity amplitude. Publ. A. S. P. 1953, 65, N. 384, 144—146.
65. Williams A. D. Light variability of Gamma Pegasi. Publ. A. S. P. 1954, 66, N. 388, 25—28.
66. Mc Namara D. H. The radial velocity of Gamma Pegasi. Publ. A. S. P. 1956, 68, N. 401, 158—161.
67. Магалашвили Н. Л., Кумсншвили Я. И. О переменности блеска и цвета γ Pegasi, Астрон. Цирк. 1958, № 195, 23—24.
68. Lee O. I. Measures on nineteen new spectroscopic binaries. Aph. J. 1910, 32, 300—308.
69. Struve O. Bobrovnikoff N. T. Orbit of the spectroscopic binary. Aph. J. 1925, 62, N. 2, 139—143.
70. Walker M. F. 16 Lacertae: a new β Canis Majoris star. Publ. A. S. P. 1951, 63, N. 370, 35—38.
71. Walker M. F. A photoelectric study of 16 Lacertae. Aph. J. 1952, 116, N. 1, 106—116.
72. Struve O., Mc Namara D. H., Kraft R. P., Kung S. M. and Williams A. D. The radial velocity of 16 Lacertae. Aph. J. 1952, 116, N. 1, 81—98.
73. Miczaika G. R. The light-variability of 16 Lacertae. Aph. J. 1952, 116, N. 1, 99—105.
74. Frost E. B., Adams W. S. Five stars whose radial velocities vary. Aph. J. 1903, 17, 150—154.
75. Henroteau F. The Cepheid Problem. Publ. Dom. obs. Ottawa 1925, 9, N. 1, 5—88.
76. Baker R. H. Variable stars of very small range. Publ. A. S. P. 1926, 38, 86—96.
77. Walker M. F. The Light-variability of Delta Ceti. Publ. A. S. P. 1953, 65, N. 382, 49—51.
78. Henroteau F. The spectroscopic system ν Eridani. Publ. Dom. obs. Ottawa 1927, 9, N. 4, 119—126.
79. Lau H. E. Bemerkungen zur Revised Harvard Photometry A. N. 1914, 196, 425—430.
80. Цесевич В. П. ν Эридана—замечательная звезда типа Canis Majoris. Астр. Журн. 1944, 21, 3, 94—98.
81. Кумсншвили Я. И. Электроколориметрические наблюдения ν Эридана. Астрон. Цир. 1951, № 112, 12.
82. Walker M. F. Variability of ν Eridani. Publ. A. S. P. 1951, 63, N. 373, 176—178.
83. Mc Namara D. H. The spectrum and velocity-curve of ν Eridani. Publ. A. S. P. 1952, 64, N. 377, 76—77.
84. Struve O., Mc Namara D. H., Kung S. M., Kraft R. P. and Williams A. D. The radial velocity of ν Eridani. Aph. J. 1952, 116, N. 2, 398—409.
85. Struve O. and Abhyankar K. D. The spectrum of Nu Eridani. Aph. J. 1955, 122, N. 3, 409—416.
86. Walker M. E. Photoelectric observations of Nu Eridani. Aph. J. 1952, 116, N. 2, 391—397.
87. De Jager C. Note on the pulsation of ν Eridani and 16 Lacertae. Bull. of the Astron. Inst. of the Netherlands. 1953, 12, N. 449, 88—90.

88. Никонов В. Б. Опыт построения фундаментального каталога фотоэлектрических цветовых эквивалентов. Бюлл. Абаст. астрофиз. обс. 1953, № 14.
89. Рамзидзе Н. А. Электрофотометрия ярких планетарных и диффузных газовых туманностей. Бюлл. Абаст. астрофиз. обс. 1958, № 23.
90. Хлебников Н. С., Меламид А. Е. Фотоэлектронные и электронные умножители. Приборы и техника эксперимента 1957, 6, 6 — 18.
91. Магалашвили Н. Л., Кумсншвили Я. И. О переменности блеска и цвета δ Ceti. Астрон. Цирк. 1959, № 201, 15—16.
92. HURUCHATA M., KITAMURA M. and SATO N. Photoelectric observations of β Canis Majoris star. Nu Eridani. Tokyo Bull. 1957, 2, 95, 1011—1017.
93. Кумсншвили Я. И. Электроколориметрическое исследование ν Эридана. Пер. зв. 1956, II, 1, 42 — 49.
94. Ledoux P. The nonradial oscillations of gaseous stars and the problem of Beta Canis Majoris. Aph. J. 1951, 114, N. 3, 373—384.
95. Van Hoof A. The Beta Canis Majoris stars. Mitt. d. Sternwarte d. Ungarischen Academie d. Wissenschaften. Budapest, 1957, N. 42, 85—98.
96. Kluyver H. A. On the extension of the theory of adiabatic Cepheid pulsation. Bull. Astr. obs. Netherl. 1936, 7, 276, 313—323.
97. Van Hoof A. The mechanism at work in the β Canis Majoris stars. Publ. A. S. P. 1957, 69, N. 409, 309—321.
98. Флоря Н. Ф. An investigation of the variable star AC Andromedae. Астр. Журн. 1937, 14, 1, 11—32.
99. Baade W. Über eine Möglichkeit die Pulsations-theorie der β Cephei—Veränderlichen zu prüfen. AN 1926, 228, 359—362.
100. Becker W. Spectralphotometrische Untersuchungen an β Cephei—Sternen. Z. Aph. 1940, 19, 4/5, 269—288.
101. Wesselink. The observations of brightness, colour and radial velocity of Cephei and the pulsation hypothesis. Bull. Astr. obs. Netherl. 1946, 10, 368, 91—99.
102. Латышев И. Н. Полуэмпирические методы проверки пульсационной теории. Астрон. Цирк. 1958, № 194, 22 — 23.