

Переменные звезды 20, 75–92, 1975
Variable Stars 20, 75–92, 1975

Исследование периодичности в изменениях блеска μ Цефея Т.А.Полякова

Методом спектрального анализа исследованы изменения блеска μ Сер, происходящие с той же временной шкалой, что и у изменений собственной поляризации. Выявлено, что в изменениях блеска присутствуют колебания со средними периодами 730, 920, 1280 дней. Амплитуды и периоды этих колебаний медленно изменяются. Изменения периодов похожи на изменения, вызываемые кумулятивными ошибками. Показано, что эти периоды не связаны с вращением звезды. Предположено, что изменения блеска, происходящие с такими периодами, и изменения собственной поляризации могут быть связаны с периодическим выбросом пылевых частиц из образований типа солнечных пятен.

The Investigation of the Periodicity of Light Variations of μ Cephei

by T.A. Polyakova

Light variations of μ Cep which have the same time scale as variations of intrinsic polarization are investigated by the method of spectral analysis of time series. There are oscillations with the mean periods of 730^d, 920^d and 1280^d. The amplitudes and periods of these oscillations show slow changes. It is found that these changes are similar to those caused by cumulative errors. It is shown that the oscillations are not related to the rotation of the star. We suggest that these light and polarization variations can be attributed to dust ejection from formations similar to sunspots.

1. Введение.

Изменения параметров собственной поляризации в излучении μ Сер показывают очень высокую степень упорядоченности (Полякова, 1974). Этот факт позволяет думать, что и блеск μ Сер изменяется достаточно упорядоченным образом. Колебания блеска, которые

могут быть связаны с изменениями параметров поляризации, происходят, видимо, за время порядка несколько сотен дней. Исследование закономерностей в изменениях блеска, происходящих именно с такими периодами, является целью данной работы.

II. Ряд наблюдений блеска μ Сер.

Переменность блеска μ Сер (M2 Ia), отнесенной к классу полуправильных переменных звезд, обнаружена в 1848 году, и ряд визуальных оценок блеска для нее один из самых длинных (~110 лет). Его рассмотрение показывает, что изменения происходят медленно (с характерным временем в годы и десятки лет), так что имеющиеся фотозлектрические наблюдения, охватывающие короткие интервалы времени (4.5 года и 8 лет), еще не могут дать самостоятельного материала для изучения изменений блеска. Поэтому их приходится рассматривать вместе с результатами визуальных наблюдений, дающими большой разброс из-за трудности визуальных оценок блеска для красной звезды. Оценки блеска за 1848–1937 года, выполненные семнадцатью наблюдателями, были собраны и приведены к единому нуль-пункту Хассенштейном (1938). Причем, период с 1881 г. по 1935 г. покрывает ряд наблюдений одного наблюдателя Плассмана. За 1938–1940 гг. имеются лишь отдельные оценки, выполненные Лорета, а с 1941 г. по 1945 г. — наблюдения полностью отсутствуют.

Начиная с середины 1945 г. μ Сер много наблюдали члены американской ассоциации наблюдателей переменных звезд (AAVSO, QR, 1946–1950; Мейел, 1951–1960). При этом с 1945 г. по 1950 г. кривую блеска можно построить по оценкам одного только наблюдателя Оравека. С 1950 г. американская ассоциация начала публиковать усредненные по десятидневкам наблюдения всех своих наблюдателей μ Сер. Ларссон–Линдер (1964) опубликовал ряд фотозлектрических оценок блеска μ Сер за 1955–1960 гг. В настоящей работе именно к этому ряду привязаны наблюдения американских наблюдателей переменных звезд. С конца 1963 года до середины 1965 г. в нашем распоряжении имеются лишь отдельные точки кривой блеска, полученные американскими наблюдателями переменных звезд и взятые нами из статьи Койна и Крушевского (1968). С середины 1965 г. кривая блеска построена в основном по наблюдениям, выполненным на Астрономической обсерватории Ленинградского университета и на ее южной станции в Бюракане. Данные за 1965–1971 гг. приведены в статьях Домбровского и др. (1968, 1970, 1971, 1972, 1974), за 1972 г. в работе Поляковой (1974), а за 1973, 1974 гг. — в настоящей работе (табл. 1). Рис. 1 представляет ряд наблюдений, используемых в данной работе.

III. Некоторые особенности кривой блеска.

Если внимательно рассмотреть весь ряд наблюдений, то хорошо видны некоторые его особенности.

Во-первых, через каждые 4500–5000 дней наблюдаются довольно сильные изменения блеска с амплитудами от $0.^m8$ до $1.^m5$; в промежутках между ними колебания блеска уменьшаются и иногда достигают только $0.^m2$. Такое поведение кривой блеска в первом приближении напоминает биение двух колебаний с довольно близкими периодами. Эту особенность отметил еще в 1938 г. Хассенштейн (1938); для сравнения он приводит кривую сложения двух синусоид с периодами, относящимися как 5/6. Хассенштейн нашел у μ Сер колебания блеска с тремя периодами: 5000^d , 904^d и 730^d .

Однако, при наложении друг на друга похожих участков кривой блеска (рис. 2) картина получается не симметричная. Это, возможно, говорит о том, что сложения только двух колебаний с периодами порядка нескольких сотен дней может оказаться недостаточно для объяснения кривой блеска.

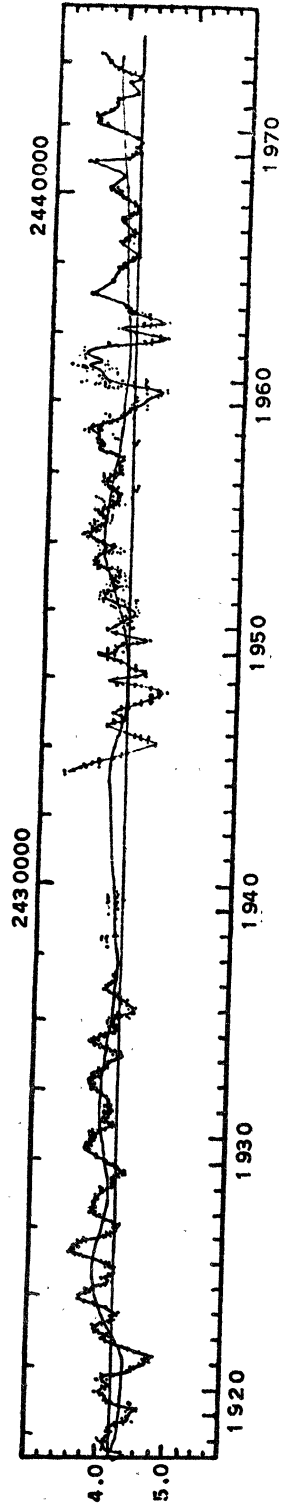
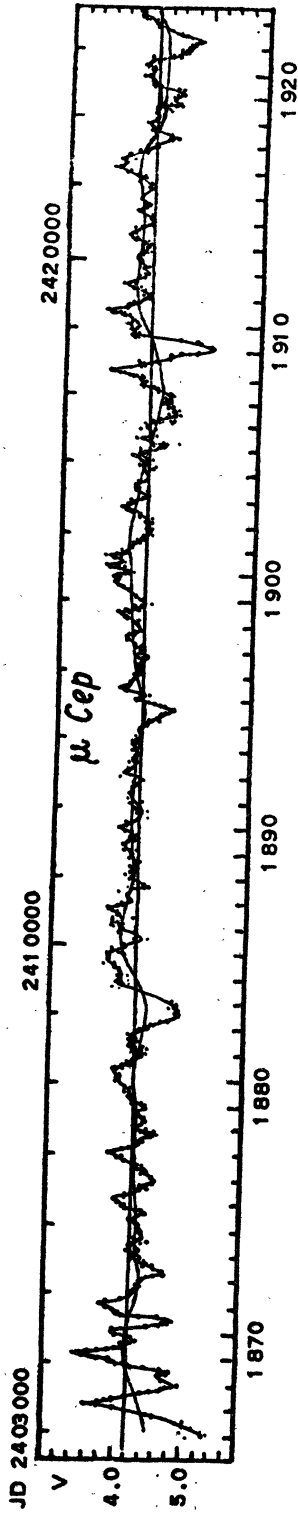
Во-вторых, можно заметить, что участки с сильными изменениями блеска разные: каждый третий из них имеет амплитуду примерно вдвое большую, чем два предыдущих. Наиболее сильные колебания блеска происходили в периоды 1868–1870 гг., 1909–1910 гг., 1945–1946 гг., то есть примерно через 14000 дней.

IV. Статистические исследования кривой блеска.

После Хассенштейна кривую блеска μ Сер статистической обработке подвергали три раза.

1. Баласогло (1949 г.) из ряда наблюдений Плассмана получил с помощью метода пробных периодов Шустера, критерия Шустера и вероятностного критерия Глейсберга четыре периода: 700, 900, 1100 и 4500 дней.

2. Ашбрук, Данкомб и ван Верком (1954) выступили с критикой применения периодограммного анализа к кривым блеска правильных переменных. Этот метод предполагает сохранение амплитуды, фазы и периода колебания постоянными на всем исследуемом промежутке времени. Ашбрук, Данкомб и ван Верком полагали, что выполнения таких условий от μ Сер ожидать не следует. Они со своей стороны предложили объяснять изменения блеска действием преимущественно стохастических, а не гармонических процессов, например, результатом затухающих колебаний от источников хаотических локальных возмущений на поверхности вращающейся звезды. Исходя из этого, они построили модель кривой блеска μ Сер в виде процесса авторегрессии второго порядка. И, применив к этому временному ряду автокорреляционный метод исследования, авторы пришли к выводу, что говорить можно лишь о цикле примерно в 900 дней. Ашбрук, Дан-



Puc.1

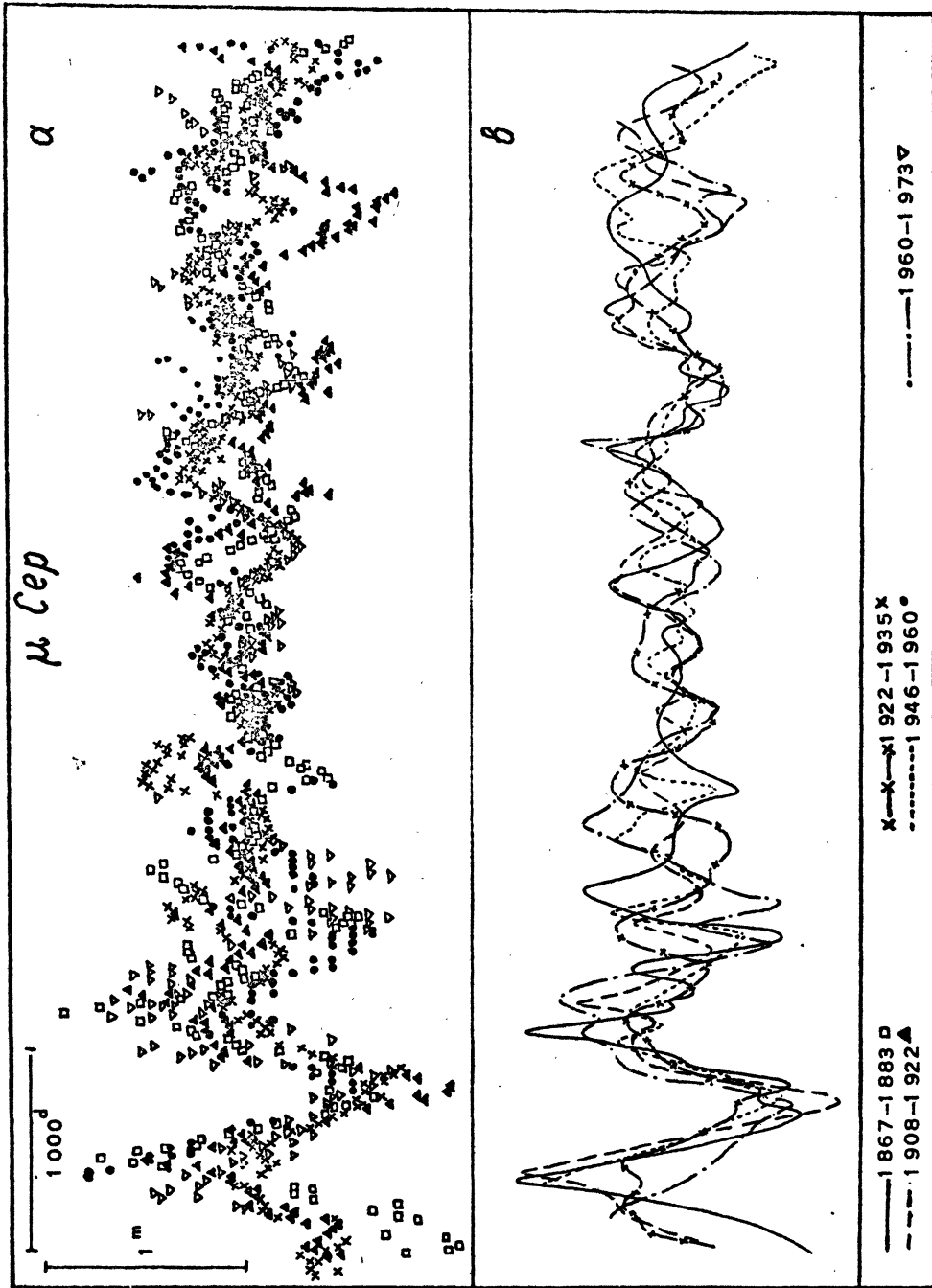


Рис. 2

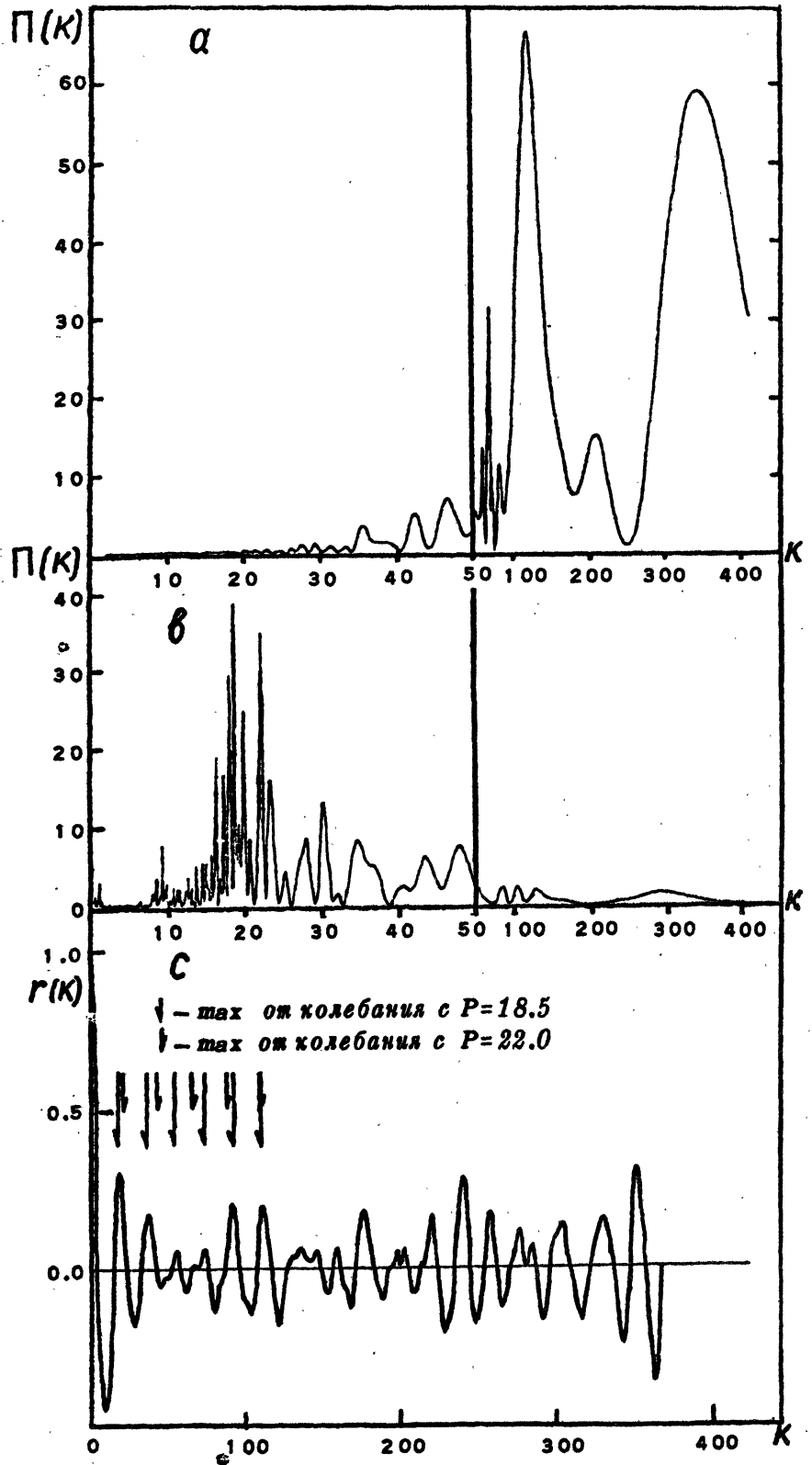


Рис.3

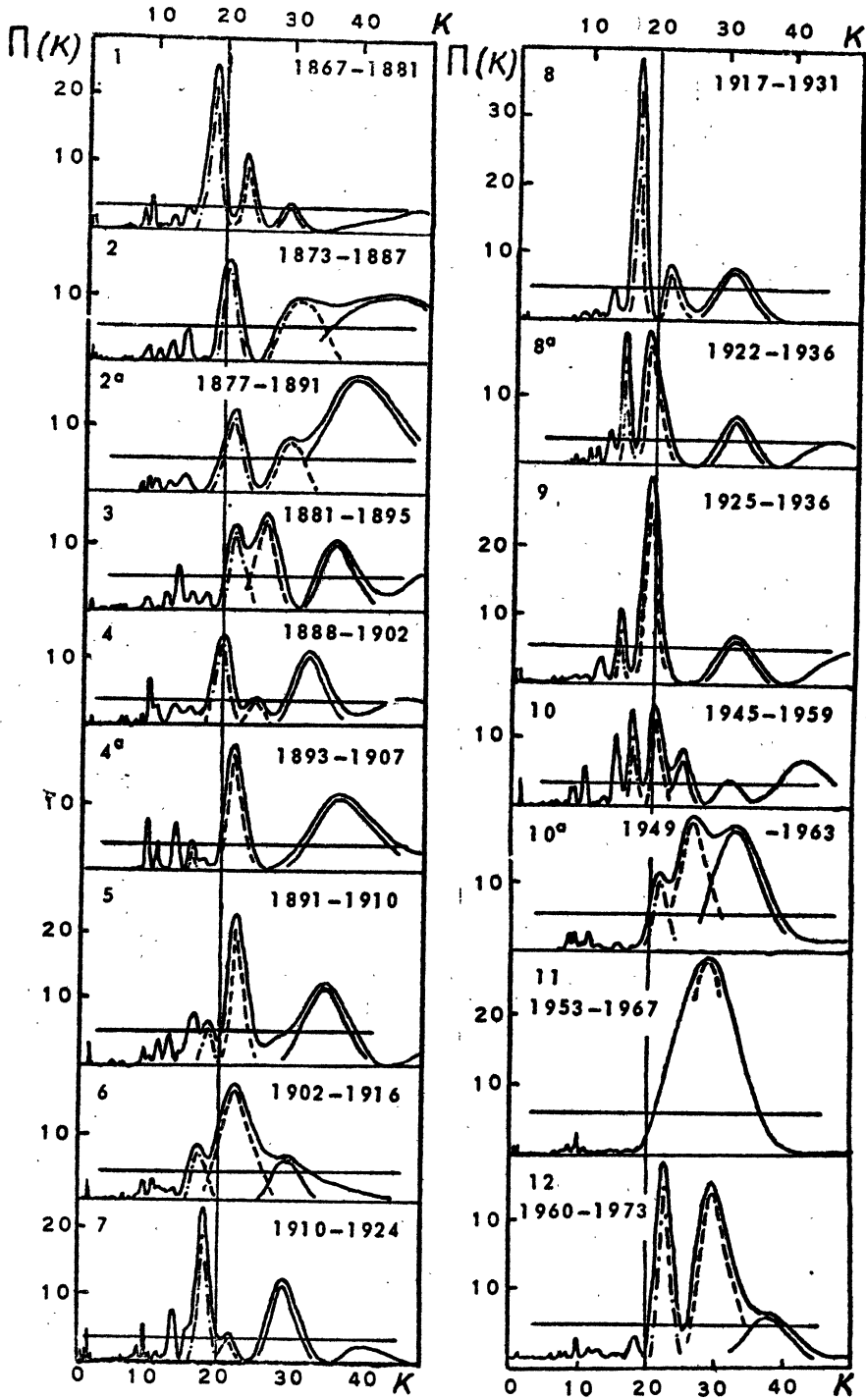
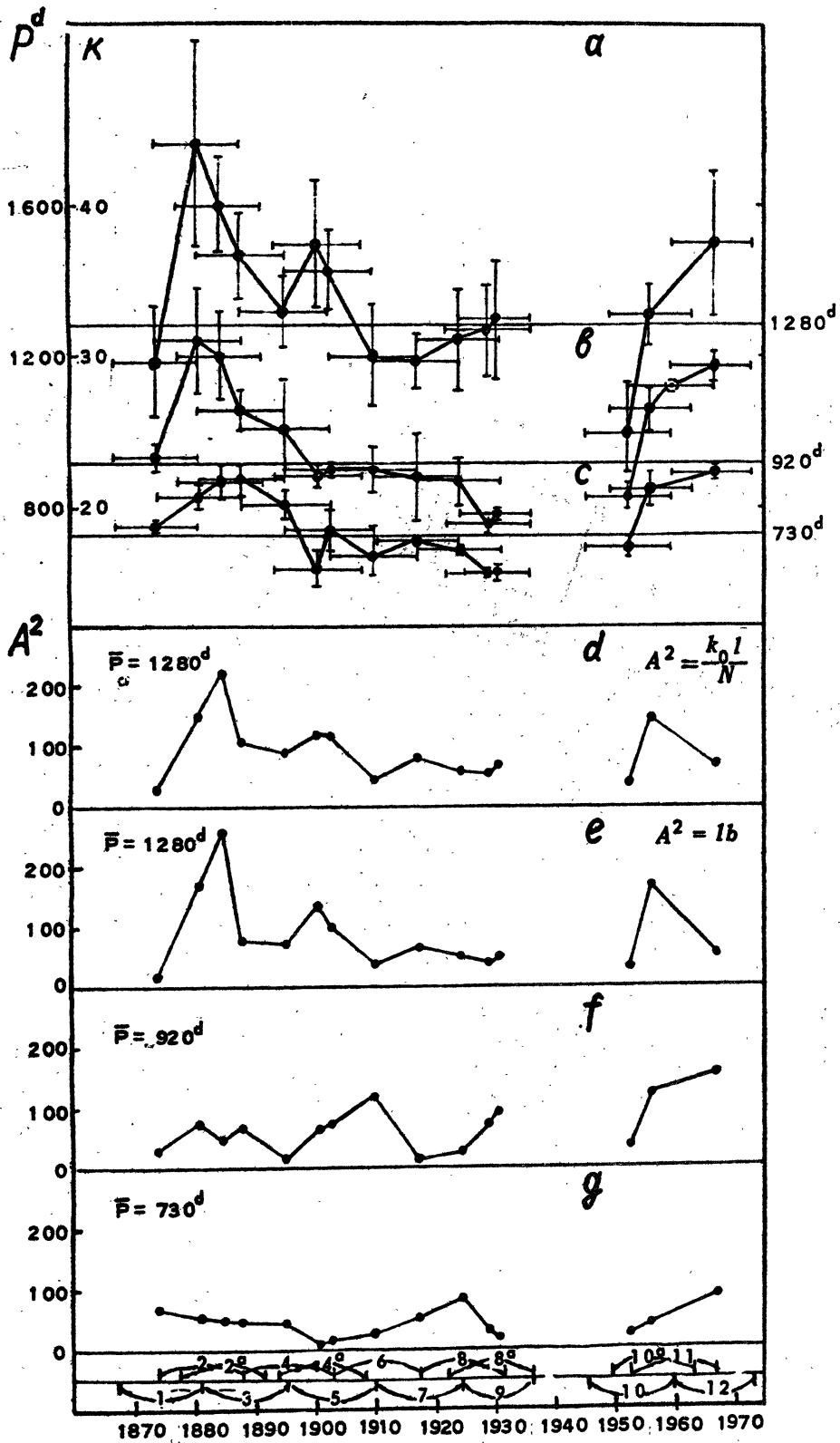


Рис. 4



$Puc.5$

комб и ван Верком указали, что их гипотезу локальных возмущений мог бы подтвердить достаточно длинный и плотный ряд фотоэлектрических наблюдений блеска. Такие наблюдения на протяжении четырех с половиной лет были выполнены Ларссоном—Линдером (1964), но ожидаемых сильных и быстрых изменений блеска он не обнаружил. Напротив, кривая блеска в этот период выглядела очень гладкой и Ларссон—Линдер приходит к заключению; что "вместо локальных возмущений кривая блеска, кажется, предполагает существование глобальных изменений, вероятно, связанных со слабой переменностью эффективной температуры".

3. Шарплесс, Ригель и Вильямс (1966) для анализа кривой блеска μ Сер вычислили с помощью ЭВМ спектр мощности. Авторы учли критику работы Баласогло, имеющуюся у Ашбрука, Данкомба и ван Веркома. Дело в том, что периодограммный анализ, примененный Баласогло, тоже дает спектр мощности, но без вычислительной техники Баласогло смог получить лишь очень небольшое разрешение в спектре. К тому же критерия Шустера (возвышение пика в спектре мощности над средним уровнем в три раза) недостаточно для утверждения о реальности соответствующего этому пику колебания, так как стохастические процессы могут дать в спектре мощности ложные пики, которые критерия Шустера тоже удовлетворяют. Поэтому для правильной интерпретации пиков в спектре мощности требуется иметь основания заранее предполагать, что колебание с данным периодом присутствует. Шарплесс, Ригель и Вильямс применили с этой целью построение автокоррелограммы кривой блеска μ Сер и получили в ней малозатухающее колебание для периода 4400^d , существование которого подтверждалось и спектром мощности. В спектре мощности авторы нашли шесть гармоник этого периода, но физическую реальность этих гармоник не оценивали. После этого они осуществили синтез кривой блеска в виде гармонической функции по данным спектра мощности и получили кривую столь похожую на оригинал, что смогли сделать вывод: "переменность блеска μ Сер характеризуется гораздо большей степенью правильности, чем обычно приписывают звездам, классифицируемым как полуправильные переменные". Но следует отметить, что период 4400^d получился из автокоррелограммы, по-видимому, потому, что первая половина исследованного этими авторами участка кривой блеска с 1885 г. по 1908 г. содержит усиление и ослабление колебаний блеска именно с таким интервалом времени. До и после этого участка кривой блеска усиление колебаний блеска происходят скорее с периодом близким к 5000^d , и спектр мощности, полученный Шарплессом, Ригелем и Вильямсом, тоже содержал пик с максимумом при $k=120.9$, то есть 4836^d , именно такое значение периода взято ими при построении синтезированной кривой блеска. Как будет показано ниже, период с 1885 г. по 1908 г. — несколько

ко особый в изменениях блеска μ Сер. Это как раз тот участок кривой блеска, который невозможно наложить на другие так, как показано на рис. 2.

V. Продолжение исследования кривой блеска μ Сер методом спектрального анализа.

Во всех трех упомянутых выше исследованиях анализировался в основном ряд наблюдений Плассмана который выбирался как самый длинный однородный ряд. Мы решили использовать для исследования имеющиеся данные с 1866 г. до 1973 г., считая, что возможная неоднородность ряда вполне окупится увеличением его длины.

Не будем рассматривать этот временной ряд как реализацию какого-либо случайного процесса, а предпримем, как и авторы предыдущего исследования, построение выборочной нормированной спектральной плотности, или спектра мощности, по формуле:

$$P(k) = \frac{(\sum_{j=1}^N f_j \sin \frac{2\pi j}{k})^2 + (\sum_{j=1}^N f_j \cos \frac{2\pi j}{k})^2}{\sum_{j=1}^N f_j^2} \quad (1)$$

где k — испытываемый период, f_j — отклонения блеска от среднего уровня на каждом из N равных интервалов $\Delta = 40$ дней. Что касается частоты Найквиста, определяющей максимальную различимую в спектре частоту, то при $\Delta = 40$ дней, мы имеем минимальный различимый период: $2\Delta = 80$ дней.

Выборочная спектральная плотность показывает, как детерминированный сигнал распределен по периодам. Предполагать, что мы имеем дело с почти периодическим процессом, нам позволяет возможность отыскания похожих участков кривой блеска (рис. 2).

Ряд оценок блеска μ Сер достаточно плотный почти на всем протяжении, так что можно провести через них непрерывную среднюю кривую от руки (рис. 1) и именно с нее снимать через равные интервалы времени значения f_j . Но так как в данной работе поставлена цель исследовать колебания с периодом короче, чем 4400^d , то прежде всего попытаемся отфильтровать долгопериодические изменения блеска. Кривую долгопериодических колебаний в данном случае тоже легко провести от руки (рис. 1). Для контроля производственной фильтрации построим спектры мощности, во-первых, для кривой медленных изменений блеска (рис. 3а), получая в качестве f_j ее отклонения от среднего уровня 4^m ; во-вторых, для самой кривой блеска (рис. 3в), отсчитывая f_j от кривой медленных колебаний блеска. При построении спектра мощности короткопериодических колебаний был использован только ряд оценок блеска до перерыва 1937–1945 гг.

по наблюдениям Шмидта за 1866–1884 гг., Плассмана за 1881–1935 гг., Зайсера за 1884–1887 гг. и Мак Лафлина за 1930–1937 гг. Спектр мощности долгопериодических колебаний был построен для всей кривой блеска с 1866 по 1973 гг., причем в районе провала с 1941 г. по 1945 г. использован отрезок прямой. Это дает нам возможность значительно удлинить исследуемую кривую блеска, а на спектре мощности такой относительно небольшой участок, заполненный прямой, по-видимому, плохо не отразится. В этом спектре кроме мощного пика в районе $\sim 5000^d$ мы видим большую концентрацию мощности в районе 14000 дней ($k \approx 346$), что, вероятно, соответствует отмеченной выше второй особенности кривой блеска.

В спектре короткопериодических колебаний два самых высоких пика могли бы соответствовать периодам 740^d ($k=18.5$) и 880^d ($k=22$). Построенная для оценки этого спектра мощности автокоррелограмма (рис. 3с), вычисленная по формуле:

$$r_k = \frac{\sum_{i=1}^{N-k} f_i f_{i+k}}{(\sum_{i=1}^{N-k} f_i^2 \sum_{i=1}^{N-k} f_{i+k}^2)^{1/2}} \quad (2)$$

имеет вид, свидетельствующий о наложении, по крайней мере, двух колебаний. При этом быстрое затухание колебаний автокоррелограммы, соответствующих периодичности 740^d , вполне можно объяснить наложением колебаний автокоррелограммы, происходящих из-за присутствия периода 880^d . Рассмотрение спектра позволяет также предполагать, что присутствует колебание с периодом около 1200^d .

На интервале в 70 лет вышеуказанные периодичности имеют, конечно, полное разрешение, но в спектре видно много соседних пиков, которые могут появиться по двум причинам. Во-первых, даже при чисто гармоническом процессе, спектр, построенный для конечного отрезка времени, будет иметь ложные пики, соответствующие лепесткам, появляющимся при достаточном разрешении около каждого истинного пика из-за прямоугольного вида окна (конечный интервал). Во-вторых, соседние пики могут появиться из-за слишком большого разрешения при не строго периодическом колебании. Уже из рис. 2 можно было заметить, что амплитуды, а, возможно, и периоды колебаний несколько изменяются при переходе от одного участка кривой блеска к другому. Так что говорить, по-видимому, можно только о квазипериодических колебаниях.

Если квазипериодическое колебание имеет медленно изменяющиеся амплитуду A и период P , то на протяжении только нескольких волн эти изменения ΔA и ΔP , возможно, будут столь малы по отношению к самим A и P , что колебание можно будет считать достаточно стро-

го периодическим на таком коротком интервале времени, чтобы соответствующий ему пик в спектре мощности действительно давал бы нам период и квадрат амплитуды этого колебания.

Поэтому для дальнейшего исследования короткопериодических колебаний построим спектры мощности на коротких участках кривой блеска.

Чтобы оценить длину интервалов, на которые мы разобьем кривую блеска, воспользуемся формулой:

$$T \gg \frac{1}{f_2 - f_1} \quad (3)$$

где T — длина интервала, а f_2 и f_1 — частоты, соответствующие двум соседним периодам (Дженкинс, Ваттс, 1971). Так как периоды, о существовании которых мы уже получили сведения, составляют приблизительно 720, 880 и 1200 дней, то длина участка кривой, требуемая для разрешения в спектре мощности каждых двух соседних из них, равна или больше соответственно 3960 дней и ~ 3300 дней. Мы разбили кривую блеска на интервалы примерно в 14 лет (5270 дней). Интервал был выбран с запасом для того, чтобы при ожидаемых изменениях периодов не пострадало бы их разрешение в спектре. До 1937 года поместилось четыре интервала по 14 лет и один — в 12 лет; после 1945 года — два интервала по 14 лет. Спектры мощности были построены не только для указанных интервалов времени, но и для ряда перекрывающихся интервалов (рис. 4).

Рассмотрение этих спектров позволяет предположить, что существуют, по крайней мере, три достаточно интенсивных колебания с изменяющимися периодами и амплитудами. Для наглядности построим графики изменений периодов и квадратов амплитуд этих колебаний (рис. 5). При этом из-за сильной сглаженности спектров будем учитывать и те пики в спектрах, которые только чуть возвышаются над средним уровнем спектра, если из сопоставления соседних спектров, видно, что данный пик представляет одно из трех выделяемых колебаний (выбирались три соседних пика). Горизонтальная черта у каждой точки на графиках изменений периодов показывает интервал времени, для которого был построен соответствующий спектр мощности. Вертикальная черта дает относительную ошибку, полученную как отношение ширины пика у основания спектра к высоте.

Следует отметить два особенно затруднительных случая. Не решились совершенно пики на спектре II. С этого спектра с большой неопределенностью снята точка лишь для среднего периода ~ 900 дней, она отмечена на графике (рис. 5) знаком * без указания ошибки. Спектр 10 представляет большую неопределенность в выборе пиков. По-видимому, к такому искажению спектра привело большое изменение периодов и сближение их значений на этом интервале. Соответствующим точкам на графиках (рис. 5а, в, с) приписана удвоенная ошибка.

Квадраты амплитуд, пропорциональные площадям под пиками, были получены как произведения высоты на среднюю ширину пика (рис. 5e, f, g). Ширина пика в спектре мощности периодической функции определяется его положением в спектре, то есть центральным значением $k=k_0$, и длиной исследуемого участка кривой блеска, точнее полным числом точек на нем N , и равна $2k_0/N$. Если квадрат амплитуды получать с одной стороны по формуле:

$$A^2 = \frac{k_0 \cdot l}{N},$$

где l — высота пика от основания спектра, а с другой — по формуле: $A^2 = l \cdot b$, где b — измеряемая ширина пика на середине высоты, то результаты для периода $\sim 730^d$ совпадают с точностью до единиц, для периода $\sim 1280^d$ различия велики, но порядок величин сохраняется. Для сравнения приведены графики изменений квадратов амплитуд для периода $\sim 1280^d$, полученные этими двумя способами. (Рис. 5d, e). То, что эти графики очень схожи, еще раз подтверждает, что исследуемые колебания на выбранных коротких интервалах вполне допускают построение спектров мощности по формуле (1).

Из графиков изменений периодов можно увидеть, почему участок кривой блеска с 1885 г. по 1908 г. не похож на участки, которые все-таки можно наложить один на другой (рис. 2): в это время период со средним значением 1280^d изменялся не одинаково (в смысле уменьшения и увеличения) с изменениями двух других периодов.

VI. Обсуждение результатов.

1. Объяснение изменений периодов следствием кумулятивной ошибки.

Полученные изменения периодов напоминают диаграммы уклонов наблюдаемых эпох от вычисленных (графики O—C) для долгопериодических переменных, поведение которых объясняют кумулятивными ошибками. Известно, что периоды почти всех переменных звезд обладают кумулятивными ошибками, то-есть все механизмы, вызывающие периодическую переменность звезд, в силу внутренних физических причин могут допускать в своем действии случайные ошибки, которые накапливаются то с одним, то с другим знаком. У долгопериодических переменных периоды подвержены колебаниям, достигающим иногда 10%, при модальной величине периода ~ 300 дней (Кукаркин, Паренaго, 1937). При этом имеется тенденция увеличения средней кумулятивной ошибки долгопериодических переменных с ростом периода (Нудженко, 1970). Если в нашем случае взять максимальные и средние отклонения периодов от их средних значений, то получим результаты, приведенные в табл. 2 (средние величины периодов выбирались по возможности ближе к тем значениям, которые сохраняются малоизменяющимися дольше всего).

Таблица 2

\bar{P}^d	$\max \left \frac{\Delta P}{P} \right \%$	$\overline{\left \frac{\Delta P}{P} \right } \%$
730	21	8
920	30	11
1280	37.5	13

При сопоставлении этих значений $\frac{\Delta P}{P}$ с соответствующими величинами для долгопериодических переменных и для цефеид сферической составляющей (Паренаго, 1958) можно заметить (рис. 6), что полученные здесь $\frac{\Delta P}{P}$ не представляются совсем неожиданными.

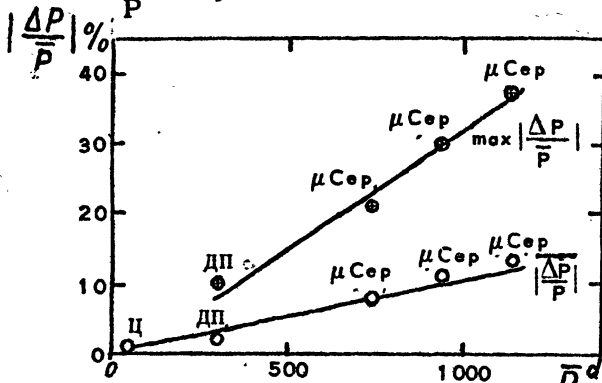


Рис. 6. ДП — долгопериодические переменные, Ц — цефеиды.

Относительно изменений квадратов амплитуд (рис. 5e, f, g) можно сделать следующие заключения: 1) изменение амплитуд увеличивается с увеличением периода, 2) амплитуды колебаний разных периодов возрастают не одновременно.

В полученных для μ Сер изменениях периодов, конечно, могут присутствовать не только кумулятивная

ошибка, но также и ошибки наблюдений, проведения кривой блеска и построения спектров мощности, но в данном случае выделить кумулятивную ошибку невозможно из-за сложения колебаний. Однако, возрастание кумулятивной ошибки с ростом периода должно привести для таких больших периодов к значительному преобладанию кумулятивной ошибки над другими ошибками, и, таким образом, ход изменений периодов будет определяться в данном случае в основном кумулятивной ошибкой. И судя по тому, что вызываемые этой ошибкой изменения трех исследуемых периодов достаточно похожи друг на друга (рис. 5), напрашивается вывод, что процесс, порождающий колебания блеска с этими тремя периодами, — один и тот же.

Можно еще заметить, что т. к. $1280^d \times 4 = 5120^d$, $920^d \times 5 = 4600^d$ и $730^d \times 6 = 4380^d$, то эти исследованные здесь периоды могут являться четвертой, пятой и шестой гармониками периода, по-видимому, тоже переменной величины, заключенной в интервале $\sim 4400^d - 5000^d$.

2. Оценка периода вращения μ Сер.

Чтобы обсудить, может ли процесс, вызывающий исследуемые здесь колебания блеска, быть связанным с вращением звезды, оценим

приблизительно величину периода вращения μ Сер по формуле из работы Весселинга (1969):

$$M_v - s_v + 5 \lg R = 15.15 \quad (4)$$

где R — радиус звезды в единицах R_\odot , s_v — поверхностная яркость. Значение s_v получается из эмпирической зависимости s_v от $(B-V)_0$ (Весселинг, 1969), при $(B-V)_0 = 1.71$ (Ли, 1970). M_v — абсолютную визуальную звездную величину можно взять равной -6.5 , что является средним значением M_v для звезд класса светимости Ia по Стозерсу и Лунгу (1971). Тогда получим $R_\mu = 1148 R_\odot$, откуда при экваториальной скорости 5 км/сек период вращения будет: $P_\mu = 31.6$ года. Имеющаяся неопределенность в значении M_v не так велика, чтобы изменить порядок полученной величины периода вращения.

Из литературы известно о двух оценках периода вращения μ Сер разными методами: $P = 720^d$ (Крейкен, 1955) и $P = 1650^d \pm 100^d$ (Фридеманн, 1972). При только что полученном значении радиуса μ Сер такие периоды приводят к экваториальным скоростям ~ 80 км/сек и ~ 35 км/сек соответственно, что представляется неприемлемым для красного сверхгиганта.

Итак, порядок периода вращения μ Сер — десятки лет. Следовательно, явления, происходящие с периодами, приведенными в таблице 2, не связаны с вращением звезды. Зато, как видно из рис. 4 работы Поляковой (1974), они могут быть связаны с изменениями собственной поляризации, то есть, возможно, с выбросом из звезды пылевых частиц.

3. Связь с гипотезой звездной пыли.

Наблюдаемые инфракрасные избытки и свойства собственной поляризации говорят о присутствии пылевых частиц в околозвездных оболочках красных сверхгигантов (Дюк и др., 1971). Первоначальное предположение об образовании пыли в удаленных от звезды частях оболочки встречает затруднение из-за очень малой скорости образования частиц при низких парциальных давлениях. Позже была показана возможность устойчивого образования пылевых частиц в самих атмосферах М-звезд (Фикс, 1970). Однако, т. к. твердые частицы, возможно, изгоняются из атмосфер с большими скоростями (10^3 км/сек по оценке Викрамасингха (1972)), то для торможения хотя бы части пыли в ближайшем околозвездном пространстве нужны газовые оболочки достаточной плотности. Для поддержания таких оболочек необходимо заметное истечение газа из звездных атмосфер. В последнее время усиление истечения газа из звезд стали связывать с передачей газу части момента количества движения пыли, изгоняемой световым давлением из звезды (Гилтэн, 1972). Но в работе Фикса и Александера (1974) было показано путем построения моделей атмосфер, что значительная потеря газа и устойчивое образование пылевых частиц в атмосферах звезд — явления несовместимые. Высказанная Хеммен-вэем, Хальгреном и Мальбергером (1972) гипотеза об образовании субмикронных твердых частиц в солнечных пятнах, возможно, позволит преодолеть эту трудность.

Таблица 1

Наблюдения μ Сер за 1973 г. и 1974 г.

J.D.	V	B-V	p%				θ°			
			R	V	B	U	R	V	B	U
2441718.24	4.17	+2.51	-	1.3:	-	-	-	11:	-	-
720.18	4.21:	-	-	-	-	-	-	-	-	-
726.26	4.10	+2.34	-	-	-	-	-	-	-	-
728.31	4.14:	-	-	0.9:	-	-	-	164:	-	-
761.28	4.08	+2.40	-	-	-	-	-	-	-	-
763.30	4.04	+2.42	-	2.0	-	-	-	2	-	-
787.43	4.03	± 2.53	-	1.7	-	-	-	5	-	-
793.36	4.07	+2.48	-	0.7	-	-	-	2	-	-
807.36	4.00	+2.62	-	1.1	-	-	-	177	-	-
813.39	4.03	+2.40	-	1.1	-	-	-	178	-	-
828.52	3.92	+2.40	-	-	-	-	-	-	-	-
830.37	-	-	-	-	-	1.3	-	-	-	110
831.37	3.95	+2.36	0.7	0.55	0.2	-	18	8	156	-
842.41	-	-	-	0.7	-	-	-	6	-	-
852.48	3.88	+2.34	0.5	0.6	0.5	0.8	26	0	161	116
892.40	3.79	+2.50	-	0.6	-	-	-	165	-	-
930.29	3.73	+2.44	0.4	0.15	0.2	0.5	39	160	137	39
942.42	3.76	+2.57	-	0.3	-	-	-	152	-	-
945.40	-	-	0.2	0.4	-	-	44	138	-	-
983.47	3.70	+2.62	-	0.1:	-	-	-	52	-	-
2442004.35	3.67	+2.54	0.9	0.2	0.1:	0.5	49	69	86:	16
055.47	3.63	+2.58	-	-	-	-	-	-	-	-
061.30	3.65	+2.58	-	0.2	-	-	-	44	-	-
089.19	3.56	+2.40	-	0.3	-	-	-	43	-	-
130.55	3.70	+2.61	-	1.1	-	-	-	29	-	-
139.47	3.64	+2.44	0.8	0.7	0.7	-	34	32	25	-
157.36	3.59	+2.50	-	0.8	-	-	-	35	-	-
164.45	3.58	+2.48	-	0.8	-	-	-	36	-	-
181.41	3.54	+2.16	-	0.7	-	-	-	42	-	-
209.35	-	-	-	-	-	2.4:	-	-	-	40:
210.42	-	-	-	1.3	-	2.3:	-	38	-	45:
212.45	3.49	+2.05	-	1.2	1.5	2.1:	-	38	39	63:
220.49	3.46	+2.46	1.2	1.1	1.2	1.5	37	30	39	26
231.48	3.53	+2.39	-	1.1	-	-	-	28	-	-
260.46	-	-	-	-	1.6	0.6	-	-	29	47
263.46	-	-	1.4	1.7	1.45	1.2	34	34	33	27
271.44	-	-	1.6	1.8	1.8	1.6	35	29	38	40
278.44	3.65	+2.42	-	-	-	-	-	-	-	-
300.50	3.72	+2.32	-	1.8	-	-	-	31	-	-
306.39	3.69	+2.49	-	1.7	-	-	-	31	-	-
315.30	3.75	+2.35	-	1.9	-	-	-	31	-	-
329.48	3.77	+2.34	-	1.8	-	2.0:	-	30	-	27:
343.28	3.76	+2.37	-	2.2	-	-	-	31	-	-
345.34	3.79	+2.34	1.7	2.15	2.3	2.1	33	30	31	22

Если явление, подобное солнечному пятнообразованию, но гораздо более мощное, происходит на сверхгиганте, то условия, создаваемые магнитными полями в пятнах, могли бы быть благоприятны для образования пылевых частиц, в то время как в атмосфере звезды ускорение силы тяжести мало и газ может улетать. При этом, если предположить, что пятнообразование, подобно солнечному, происходит не на всей поверхности звезды, а только в небольшом интервале широт, то легко объяснить вытянутость пылевой составляющей околозвездных оболочек, ответственной за собственную поляризацию и инфракрасные избытки звезд.

При таких предположениях можно было бы объяснить и изменения собственной поляризации и периодические изменения блеска μ Сер. Как было показано в работе Поляковой (1974), при возрастании степени собственной поляризации наблюдаются зависимости поляризации от длины волны $\rho(\lambda)$ такого вида, которому больше всего отвечает рассеяние света на пылевых частицах. Таким образом, возрастание поляризации может быть связано с выбросом в оболочку потока пылевых частиц из пятен, а блеск в то же время может уменьшаться в результате, например, образования над пятнами больших сгущений из молекул окиси титана, чувствительной к перепадам температуры. Тогда колебания блеска с периодами в сотни дней, возможно, следует связывать с выбросом пыли из пятен и торможением ее в оболочке, потому что изменения собственной поляризации происходят именно на таких интервалах времени. А период порядка 4400–5000 дней мог бы служить циклом активности процесса пятнообразования, т. е. с таким периодом происходят усиления и ослабления колебаний блеска. Для более подробного объяснения связи изменений блеска и собственной поляризации ряд наблюдений поляризации еще недостаточно продолжителен.

Литература:

- AAVSO QR 1946–1950 – AAVSO Quarterly Report N 1–17, Annual Harvard College Obs.
- Ашбрук, Данкомб, ван Верком, 1954 – Ashbrook J., Duncomb R. L., van Woerkom A. J. J., AJ 59, 12.
- Баласогло, 1949, Изв. АО Одесского ун-та, 2, 59.
- Весселинк, 1969 – Wesselink A. J., MN, 144, 297.
- Викрамасингх, 1972 – Wickramasinghe N. C., MN, 159, 269.
- Гилман, 1972 – Gilman R., ApJ, 178, 423.
- Дженкинс Г., Ваттс Д., 1971, Спектральный анализ и его применения, вып. 1, Мир, М.
- Домбровский Е. А., Яковлева В. А., Полякова Т. А., Труды АО ЛГУ, 25, 32, 1968; 27, 3, 1970; 28, 25, 1971; 29, 45, 1972; 30, 89, 1974.
- Дюк и др., 1971 – Dyck H. M., Forrest W. J., Gillett F. C., Stein W. A., Gehrz R. D., Woolf N. J., and Showl S. J., ApJ, 165, 57.
- Койн и Крушевский, 1968 – Coyne G. V., Kruszewski A., AJ 73, 20.

- Крейкен, 1955 — Kreiken E. A., Ankara Astr. Dep. Com., N 6.
 Кукаркин Б. В., Паренаго П. П., 1937, Физические переменные звезды, ОНТИ, М—Л.
 Ларссон-Линдер, 1964 — Larsson-Leander G., Arkiv Astron. 3, N 4, 285.
 Ли, 1970 — Lee T. A., ApJ, 132, 217.
 Мейел, 1951—1960 — Mayall M. W., AAVSO Quarterly Report NN 18—24.
 Нудженко А. Г., 1970, Астрофизика, 6, 277.
 Паренаго П. П., 1958, ПЗ, 11, 236.
 Полякова Т. А., 1974, Астрофизика, 10, 53.
 Стозерс, Лунг, 1971 — Stothers R., Leyng K. C., Astr. and Astroph. 10, 2.
 Фикс, 1970 — Fix J. D., Kitt Peak contr., N 554.
 Фикс, Александер, 1974 — Fix J. D., Alexander D. R., ApJ, 188, L91.
 Фридемманн, 1972 — Friedemann C., Astron. Nachr., 293, 179.
 Хассенштейн, 1938 — Hassenstein W., Publ. Astrophys. Obs. Potsdam, N 94, band 29.
 Хеменвэй, Хальгрэн, Шмальбергер, 1972 — Hemenway C. L., Hallgren D. S., Schmalberger D. C., Nature, 238, N 5362.
 Шарплесс, Ригель, Вильямс, 1966 — Sharpless S., Riegel K., Williams J. O., J. Roy. Astr. Soc. Canada, 60, 15.

Ленинградский гос. университет

*Поступила в редакцию
26 марта 1975 г.*