

Переменные звезды 21, № 5, 638–653, 1982
Variable Stars 21, No 5, 638–653, 1982

Уникальная затменная в Трапеции — ВМ Ориона.
 Природа компонентов и протяженного образования
 вокруг холодной звезды.

II. Результаты спектральных и поляриметрических наблюдений.

Обсуждение результатов.

М.М. Закиров, В.С. Шевченко

В работе приведены результаты поляриметрических и спектральных наблюдений ВМ Ori, выполненные в 1971/1977 годах. По 15 спектрограммам построена кривая лучевых скоростей горячего компонента ВМ Ori и оценены лучевые скорости спутника по слабой линии поглощения К Ca II. Уточнен спектральный класс главного компонента тремя независимыми методами и получен результат B1–1.5 V. Мы нашли, что линии в области $\lambda\lambda$ 4045–4077 принадлежат кислороду O II. В спектре не происходит изменение бальмеровского скачка в максимуме и в минимуме блеска системы. Отмечена возможная изменяемость профилей водородных линий. Результаты поляриметрических наблюдений ВМ Ori не указывают на существенные изменения поляризации с фазой. Абсолютная величина В-звезды равна $(-0.^m8 \pm 0.^m2)$ V, а спутника — $(1.^m8 \pm 0.^m2)$ V. Нами определены фотометрические характеристики компонентов. По радиусу и температуре горячей звезды найдено значение $R=3.2$, т.е. нормальный закон поглощения.

BM Orionis: The Unique Eclipsing Binary in the Trapezium.

The Components and Extended Matter round the Cool Star.

II. Spectroscopic and Polarimetric Investigation.

Discussion on Results.

by M.M. Zakirov, V.S. Shevchenko

Results of spectroscopic and polarimetric investigation of BM Ori made in 1971–1977 are given. The radial velocity curve for hot component was derived from 15 spectrograms. Radial velocities of the secondary component were estimated from the weak absorption K Ca II. The spectral class of the hot star B1–B1.5 was determined by three independent methods. The change of Balmer discontinuity with a phase was not found. A possible variability of the hydrogen lines profiles was noted.

The polarization of BM Ori from 0.8% (U) to 0.2% (V) do not considerably changed with a phase. The luminosity is $M_h = -0.8 \pm 0.2$ and $M_c = +1.8 \pm 0.2$. Different models of the system are considered. The cool star

is supposed to be a dwarf main sequence star surrounded by extended matter, similar to accretion disk round neutron stars.

1. РЕЗУЛЬТАТЫ СПЕКТРАЛЬНЫХ НАБЛЮДЕНИЙ.

1. *Спектральные наблюдения* *BM Ori* были начаты в 1971 г. на 122-см телескопе КрАО АН СССР. Осенью 1971 г. с этим телескопом и дифракционным спектрографом АСП-11 получены четыре спектрограммы с обратной дисперсией $33 \text{ \AA}/\text{мм}$ и охватом области спектра $3500\text{--}4800 \text{ \AA}$. В 1976/1977 гг. на 60-см рефлекторе Цейсса, установленном на горе Майданак и спектрографе UAGS получены 11 спектрограмм с обратной дисперсией $44 \text{ \AA}/\text{мм}$ в области спектра $3200\text{--}4800 \text{ \AA}$.

В качестве звезд сравнения служили спектры звезд μ Tau (B3) и η Tau (B5). Ниже приведены характеристики спектрограмм *BM Ori*.

2. *Измерения лучевых скоростей* горячего компонента *BM Ori* проводились на компараторе ИЗА-2 и по регистрограммам. На последних определялись дифференциальные смещения линий поглощения относительно эмиссионных линий туманности, которые были использованы в качестве реперов. Лучевая скорость линий туманности принята равной 18 км/сек (Струве, Титус, 1944). Были измерены лучевые скорости по водородным линиям $H_\gamma\text{--}H_{14}$ и по линиям гелия $\text{He I } \lambda\lambda 4026 \text{ и } 4471$. Полученные результаты даны в таблице 1 и приведены на рис.1, где прерывистыми линиями нанесены кривые лучевых скоростей компонентов по измерениям Поппера и Плавеца (1976). Эмиссионные линии туманности очень сильны, не детерминирован и вклад водородных линий холодного компонента, вследствие этого ошибка одного измерения лучевых скоростей получилась равной $\pm 20 \text{ км/сек}$.

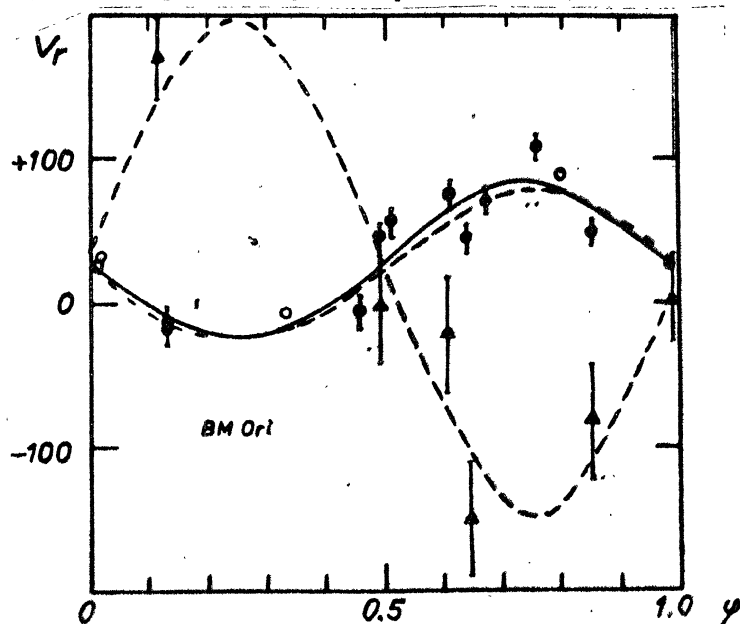


Рис.1. Кривые лучевых скоростей *BM Ori*.

Лучевые скорости холодного компонента определены по смещению линии К Ca II только по тем спектрограммам, где она выделяется уверенно. Из-за низкой интенсивности линии ошибка в определении лучевых скоростей велика. На рис. 1 мы нанесли результаты оценки лучевых скоростей спутника по линии К Ca II.

В целом, наши результаты определения лучевых скоростей имеет меньший вес, чем по измерениям Поппера и Плавеца (1976), и в дальнейшем, при интерпретации масс VM Ori, мы воспользовались их результатами.

3. *Спектральный класс горячей звезды* определялся по крайней мере в пяти работах. Струве и Титус (1944) определили спектральный класс VM Ori как B2. Согласно Джонсону (1965) VM Ori имеет признаки звезды B3. На двухцветной диаграмме $(U-B)_0 - (B-V)_0$ главный компонент системы близок по своим фотометрическим характеристикам к звезде B2-B3 (Хэлл, Гаррисон, 1969). В нашей работе (Шевченко, Закиров, 1976) спектр VM Ori определен как $B 2.0 \pm 0.5$. Доремус (1970) определила спектр VM Ori как B3, такое же значение приводит Поппер и Плавец (1976).

В комбинированном спектре VM Ori присутствует ряд линий, которые могут принадлежать горячей звезде. Самыми интенсивными среди них являются линии He I. По-видимому, Струве, Титус (1944) и Джонсон (1965), а также Поппер и Плавец (1976) классифицировали горячий компонент VM Ori по этим линиям. Однако, линии гелия слабо чувствительны к спектральному классу в области B0-B3. Кроме того, эти линии также искажены влиянием туманности.

4. *Убывание спектрального класса VM Ori* с возрастанием номера линии бальмеровской серии, отмечено нами ранее (Шевченко, Закиров, 1976). В этой работе мы учли эмиссионные линии туманности и пренебрегли возможным вкладом в бальмеровскую серию излучения холодного компонента и определили эквивалентные ширины водородных линий с целью классификации спектра звезды по зависимости $W_\lambda - \text{Sp}$ (Боярчук, 1957) для звезд ГП. Мы установили (Шевченко, Закиров, 1976), что эквивалентная ширина одних и тех же водородных линий с точностью до ошибки не изменяется с фазой. Результаты определения спектрального класса по эквивалентным ширинам бальмеровских линий приведены ниже:

Фаза	$W_\lambda (\text{\AA})$		
	H _δ	H _ε	H _ζ
0.985-0.0154	5.2±0.2(B2.5)	4.2±0.2(B1.5)	3.7±0.2(B1)
0.641-0.854	5.1±0.2(B2.5)	4.1±0.2(B1.5)	3.6±0.2(B1)

Зная из фотометрических измерений, как меняется вклад холодного компонента с длиной волны (Закиров, Шевченко, 1980, рис.2), а также принимая во внимание оценку возможного спектрального класса спутника (A5-F2), которую сделали Поппер и Плавец (1976), можно утверждать, что при определении спектра В-звезды по водородным линиям искажения вносимые спутником будут тем меньше, чем

выше номер члена бальмеровской серии. Исходя из этого утверждения, более правильной оценкой спектра горячего компонента следует считать В1–В1.5.

5. *Уточнение спектра В-звезды по линиям OII и Si IV*, чувствительными к температуре в районе спектральных классов В0–В3, можно уверенно выполнить по нашим спектрограммам ВМ Ori. Линии триплета O II (4070, 4072 и 4076) и линии Si IV (4089 и 4116 Å) интенсивны у спектральных классов В0.5–В1.5 и почти исчезают у спектрального класса В3 (Альбицкий, Мельников, 1973). Прежде всего отметим неправильное, по нашему мнению, отождествление линий в области 4070–4150 Å в работе Поппера и Плавеца (1976). Авторы (Поппер, Плавец, 1976), сравнивая на рис. 2в в своей работе спектр ВМ Ori в этой области со спектром ϵ Сер (F0 IV) находят в спектре ВМ Ori ряд линий, принадлежащих нейтральному атому железа: $\lambda\lambda$ 4045, 4063, 4071, 4077. В спектре ϵ Сер видна линия поглощения, которая находится между $\lambda\lambda$ 4063 и 4071. Эта линия также принадлежит Fe I ($\lambda = 4067 \text{ Å}$) и ее интенсивность одинакова с соседней линией λ 4063, но на спектрограммах ВМ Ori нет линии поглощения с λ 4067.

На наших спектрограммах хорошо видны эмиссионные линии туманности – триплета OII (4070, 4072, 4076) и линии Si IV (4089, 4116) с ярко выраженными абсорбционными крыльями. Легко понять, что абсорбционные крылья могут принадлежать только В-звезде. На рис. 2д мы приводим участок регистрограммы, где видны эти линии и для сравнения спектр μ Tau – звезды В3V, где эти линии незаметны. Отмеченные линии хорошо видны на всех спектрограммах ВМ Ori нормальной плотности. Причем в фазах 0^h.136 и 0^h.765 можно увидеть смещение абсорбционного контура под эмиссионными линиями соответственно в синюю и красную сторону – как и у других линий В-звезды. Оценивая возможную интенсивность этих линий поглощения, мы приходим к выводу, что спектр звезды определенно более ранний, чем В3 и находится в пределах В1–В1.5.

6. *Бальмеровский скачок* в спектре ВМ Ori был оценен по 11 спектрограммам в различных фазах. Значение бальмеровского скачка с точностью до ошибки измерений не изменяется с фазой и составляет $D = 0.038 \pm 0.002$ (рис. 2с). Это значение в 1.3 раза меньше, чем для звезды сравнения μ Tau (В3V). Учитывая, что вклад холодного компонента, равно и протяженного образования вокруг него не уменьшает значение бальмеровского скачка, мы вновь констатируем, что спектр звезды более ранний, чем В3. Оценка спектрального класса по бальмеровскому скачку вновь приводит к значению В1–В1.5.

Таким образом, используя различные и независимые критерии, мы можем уверенно оценить спектральный класс горячего компонента в пределах В1–В1.5.

7. *Линия K Ca II*, принадлежащая холодному компоненту ВМ Ori, как уже отмечали Поппер и Плавец (1976), очень слаба. Авторы этой работы не смогли дать объяснение слабости линии K Ca II, хотя по их оценке спектрального класса спутника ВМ Ori (A5 IV–F2 III) эта

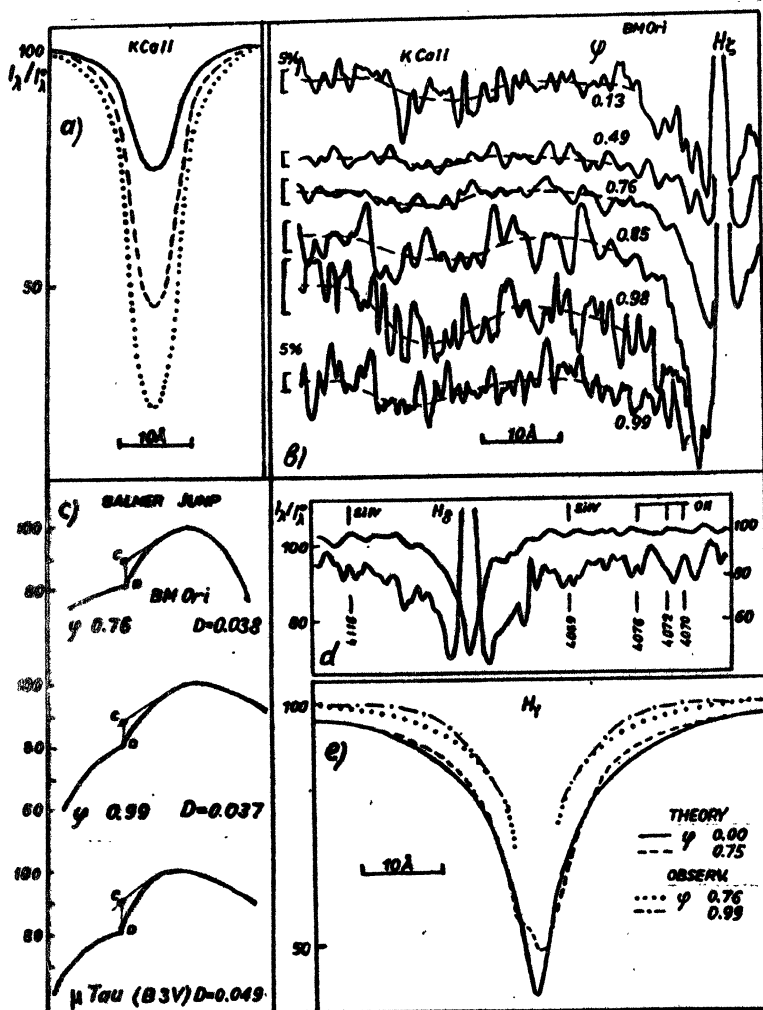


Рис. 2. Ожидаемая интенсивность линии поглощения K Ca II в спектре BM Ori в максимуме и в главном минимуме, в предположении спектра спутника A7 IV-III (а) и наблюдаемая (б). Бальмеровский скачок в спектре BM Ori и звезды сравнения μ Tau (с). Сравнение спектра BM Ori и μ Tau в области длин волн O II и Si IV (д) и ожидаемое изменение профиля линии H_{γ} в различных фазах (е).

линия должна быть по крайней мере в 10 раз (!) глубже по интенсивности. На рис. 2в мы воспроизводим шесть спектрограмм с различными условиями видности линии K Ca II. Линия K Ca II в спектрах звезд A7 IV-III по интенсивности не уступает интенсивности блендированной

линии $H\text{ Ca II}$ и H_{ϵ} (Струве, 1929). Если предположить, что профиль и интенсивность линии $K\text{ Ca II}$ в спектре спутника такая же, как у звезд $A7\text{ III-IV}$, то можно рассчитать контур $K\text{ Ca II}$ в спектре $BM\text{ Ori}$ в главном минимуме и вне затмения. При этих расчетах мы приняли разность блеска компонентов в 1^m2 V в квадратурах (Поппер, Плавец, 1976) и интерполировали эту разность в область линии $K\text{ Ca II}$. Разность звездных величин компонентов в главном минимуме был вычислен из гипотезы, что потеря блеска B -звезды составляет 0.61 (Поппер, Плавец, 1976). На рис. 2а показан ожидаемый контур линии $K\text{ Ca II}$ в спектре $BM\text{ Ori}$. По интенсивности линия $K\text{ Ca II}$ в спектре системы почти в 10 раз слабее, чем ожидаемая. Попытка объяснить низкую интенсивность линии $K\text{ Ca II}$ эффектом собственного вращения не приводит к успеху. Скорость вращения спутника системы оценена в пределах 50–100 км/сек (Поппер, Плавец, 1976), и при такой скорости центральная интенсивность линий поглощения уменьшается не более, чем на 15%, чем без таковой (Соболев, 1975).

8. *Изменения профилей водородных линий* Поппер и Плавец (1976) интерпретировали как сложение контуров линий, принадлежащих горячей и холодной звезде при переменности их лучевых скоростей в соответствии с фазой. На рис. 2е мы привели расчетные суммарные профили H_{γ} от сложения излучения двух звезд $B3\text{ V}$ и $A7\text{ III-IV}$ и задали им смещения, соответствующие лучевым скоростям в фазах 0^p00 и 0^p75 . На том же рисунке приведены наблюдаемые профили H_{γ} в спектре $BM\text{ Ori}$ в фазах 0^p99 и 0^p76 . Из рис. 2е видно, что, во-первых, полуширина наблюдаемого профиля линии H_{γ} существенно меньше расчетной и, во-вторых – характер изменений профиля H_{γ} с фазой не следует характеру рассчитанных изменений. Следует отметить, что искажение профилей водородных линий (уже исправленных за влияние эмиссионных линий туманности) превышает в 1.5–2 раза ошибки измерений и что искажения часто адекватны во всех профилях бальмеровской серии на данной спектрограмме (при этом мы учитывали смещение линии относительно эмиссионной линии туманности в соответствии с фазой).

В нашей работе (Шевченко, Закиров, 1976), анализируя гипотезу Хуана (1975), мы провели поиск узких эмиссионных линий в системе – т.е. таких линий, которые наблюдаются в Be -звездах. В этой работе (Шевченко, Закиров, 1976) мы установили, что в системе $BM\text{ Ori}$ эмиссионные линии с интенсивностью $I > 5\% I_{\odot}$ (где $I_{\odot}$ – интенсивность эмиссионной линии туманности) отсутствуют. Анализируя все спектрограммы, полученные нами в период с 1971 г. по 1977 г. мы можем отметить, что существует переменность профилей водородных линий, несколько превышающих по величине ошибку наблюдений. Причина переменности этих изменений (если они существуют) могут быть как искажения профиля при изменении температуры и формы протяженного образования вокруг холодной звезды, так и наличие слабых, широких эмиссионных, переменных во времени, компонент контуров типа $T\text{ Tau}$.

В заключение следует отметить, что проанализировав все приведенные Поппером и Плавцем (1976) результаты поисков линий холодного компонента и отдавая должное тщательности, даже ювелир-

ности поиска, мы не можем считать, что значения светимости и температуры холодного компонента найдены уверенно. Линии инфракрасного калиция Ca II, как и линия K Ca II в несколько раз слабее, чем следует для светимости даже субгиганта (IV), а линии нейтрального атома железа, как указывалось, отождествлены неверно. Наши результаты наблюдений бальмеровского скачка BM Ori в минимуме и в максимуме вообще противоречат предположению, что холодный компонент имеет спектральный класс A5 IV-F2 III.

II. ПОЛЯРИМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ ВМ ОРИОНА.

В дискуссии по докладу Хэлла (1971) на Коллоквиуме № 15 МАС, Дж. Тинберген (J. Tinbergen) обосновал необходимость поляризационных наблюдений ВМ Ori в различных участках спектра и фазы. Согласно нашей гипотезе о природе спутника ВМ Ori (Шевченко, Зякиров, 1976) можно было ожидать некоторое возрастание поляризации в главном минимуме. Существующие поляризационные наблюдения ВМ Ori (Шевченко, Кардополов, 1971; Брегер, 1976) не позволяют проследить возможные изменения поляризации со временем. Однако, Брегер (1976) не исключает, что степень поляризации ВМ Ori может быть переменной.

В ноябре 1975 г. мы продолжили электрополяриметрические наблюдения ВМ Ori на 60-см рефлекторе Цейсса, установленном на горе Майдавик. Поляриметрические измерения были выполнены в течение четырех ночей на том же электрополяриметре ГАО АН УССР (Бугаенко и др., 1968), на котором были выполнены измерения в 1971 г. Измерения эквивалентной точки фона в туманности (Хэлл, Гаррисон, 1969) производились в те же даты. Наблюдения в 1975 г. были получены в трех участках спектра с широкополосными фильтрами. Максимумы пропускания фильтров были около $\lambda\lambda$ 3740, 4500 и 6460 Å. Диаметр рабочей диафрагмы был выбран в 5" 5.

Все полученные в 1971 г. и в 1975 г. результаты поляризационных наблюдений ВМ Ori и точки фона приведены в таблице № 2а, б. На рис. 3 показан ход степени и угла поляризации с длиной волны.

Анализ полученных данных не позволяет уверенно заключить о переменности поляризации ВМ Ori с фазой. Мы можем лишь отметить, что значительного изменения поляризации излучения ВМ Ori в минимуме не происходит.

В целом величина поляризации ВМ Ori невелика и с точностью до ошибки измерений, ход поляризации с длиной волны в области $\lambda\lambda$ 0.4–0.8 мкм идентичен таковому для остальных звезд в туманности Ориона (Брегер, 1976; Копацкая, Шулов, 1978). Возможно, это свидетельствует о том, что поляризация возникает не в системе ВМ Ori, а в окружающей Траве пылиевой оболочке. В области спектра 0.35–0.36 мкм по наблюдениям 1971 г. величина поляризации значительна, и угол ее меняется на 40° . Не исключено, что поляризация излучения в ультрафиолете принадлежит системе ВМ Ori и каким-то образом связана с ультрафиолетовым излучением горячей звезды. К сожалению, наблюдения 1975 г. не могут служить хорошим подтверждением этому.

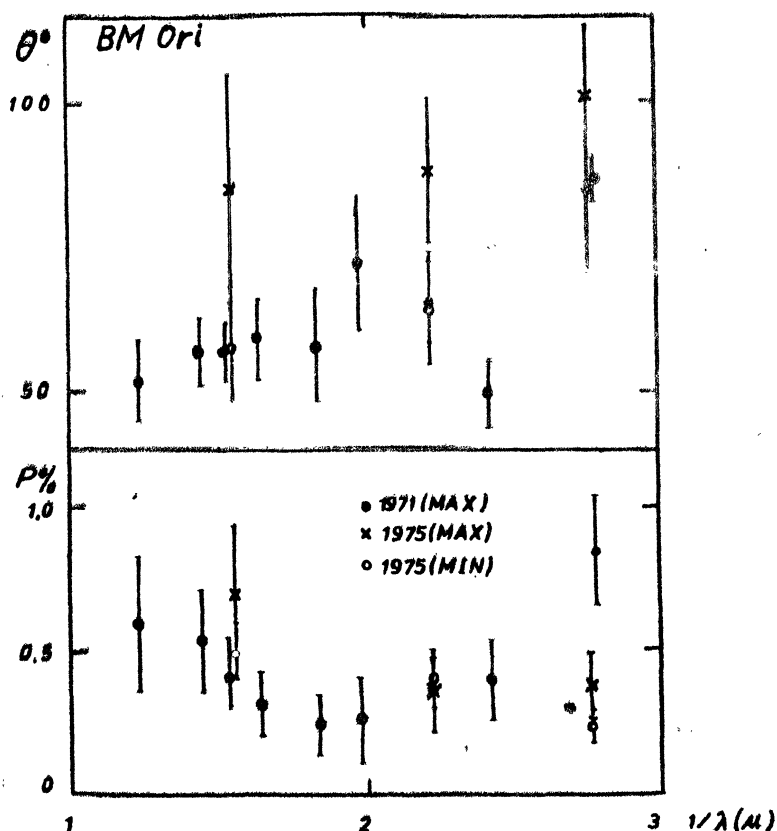


Рис.3. Результаты поляризационных наблюдений BM Ori.

В заключение отметим, что отсутствие изменения поляризации с фазой и сама величина ее, не могут служить и контраргументом к гипотезе пылевого спутника (Шевченко, Закиров, 1976) — ориентация пылевых частиц и как, следствие, поляризация, возникает при соответствующих условиях — например, при наличии магнитного поля. Отсутствие таких условий вовсе не обозначает, что сами частицы отсутствуют в системе.

III. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ. ПАРАМЕТРЫ КОМПОНЕНТОВ.

1. *Элементы орбиты* мы получили из решения кривой блеска и кривых лучевых скоростей. Найденные элементы мало отличаются от элементов, полученных другими авторами, поэтому мы провели сравнение всех результатов и привели усредненные элементы:

Элементы	Хэлл, Гаррисон, 1968	Поппер, Пла- вец, 1976	В настоящей работе	Принятое значение
Радиус ор- биты ($R_{\odot}$)	32 ± 3	29 ± 1.5	27 ± 3	29 ± 1.5
Угол накло- на (i)	83.8 ± 2.1	$83^\circ \pm 4^\circ$	$88^\circ \pm 2^\circ$	$88^\circ \pm 2^\circ$

645

2. *Массы компонентов* определены точнее всего в работе Поппера и Плавеца (1976). Наши данные можно рассматривать как подтверждение этих результатов. Мы напомним результаты определения масс по данным других авторов:

Масса ($M_{\odot}$)	Хэлл, Гаррисон, 1969	Поппер, Плавец, 1976	В настоящей работе	Принятое значение
Гор. зв.	5.4 ± 0.8	5.9 ± 0.8	6.1 ± 0.5	5.9 ± 0.8
Холод. зв+образов.	2.8 ± 0.4	1.8 ± 0.2	2.0 ± 0.7	1.8 ± 0.2

3. *Гипотеза частного затмения* разработана в работе Хэлла (1971) и получила свое развитие и подтверждение в работе Поппера и Плавеца (1976) и в настоящей работе.

Поппер и Плавец (1976) установили по изменениям интенсивности линий гелия He I, что в главном минимуме потеря блеска В-звезды составляет 0.61 ± 0.02 . Сопоставляя значение глубины главного минимума в различных участках спектра, мы пришли к выводу, что вклад холодного компонента в далекой ультрафиолетовой области в излучение системы очень мал. Тогда, проэкстрополировав зависимость амплитуды от волнового числа (рис. 2, Закиров, Шевченко, 1980) на область 3000 Å и пренебрегая вкладом излучения холодного компонента в этой области, получим величину потери блеска 0.61 ± 0.01 . Оба результата получены независимо и находятся в хорошем согласии друг с другом.

В зависимости от оптической толщи τ края протяженного образования существует два варианта частного затмения.

Вариант 1 ($\tau \gg 1$). Протяженное образование вместе с холодной звездой в фазе 0^h.000 закрывает 60% поверхности В-звезды.

Вариант 2 ($\tau < 1$). Протяженное образование вместе с холодной звездой в фазе 0^h.000 закрывает более 60% поверхности В-звезды; частично излучение В-звезды испытывает поглощение на краю протяженного образования.

4. *Радиусы компонентов*. Радиус В-звезды определяется уверенно при решении кривой блеска BM Ori и мало отличается при различных гипотезах о затмении.

Значение экваториального радиуса холодного компонента (протяженного образования), полученное разными авторами также мало различаются, сложнее прийти к однозначному мнению о полярном радиусе или о форме протяженного образования.

С этой целью мы предприняли решение прямых задач о затмении, т.е. задавшись параметрами холодного компонента, получили форму кривой блеска в главном минимуме при гипотезе U (рис. 4). На рис. 4 модель а) соответствует размерам и светимости A7IV-F2 III звезды, полученными в работе Поппера и Плавеца (1976). Как видно из рис. 4 — эти параметры очень далеки от результатов наблюдений (точки на рис. 4).

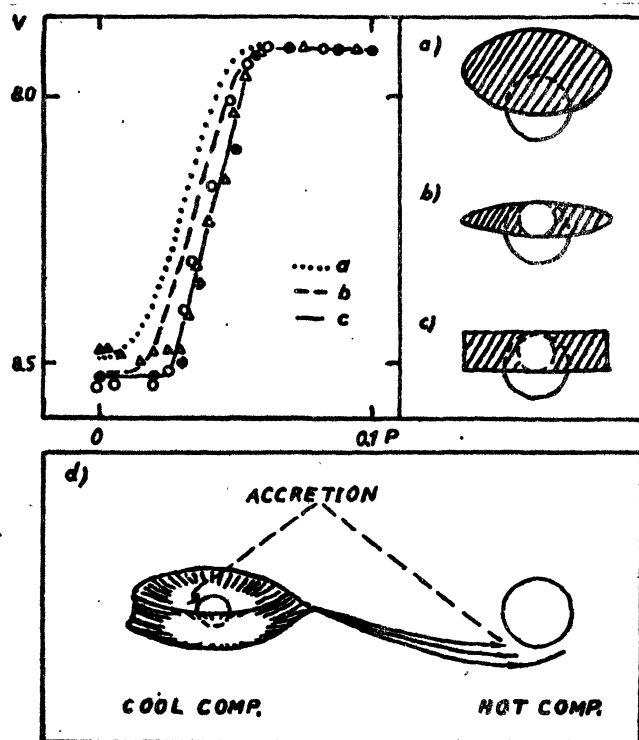


Рис. 4. Сравнение кривой блеска VM Ori в главном минимуме при различных предположениях о форме спутника (a, b, c) и ожидаемая модель системы (d).

Аппроксимация вытянутого образования эллипсоидом вращения (модель b, рис. 4) с полюсами $7R_{\odot}$ и $1.8R_{\odot}$ ($1.8R_{\odot}$ — радиус звезды A7 V), также не приводит к согласию с наблюдениями. К наилучшему согласию с наблюдениями приводит модель Хэлла (1971) (модель c на рис. 4).

В то же время, цилиндр Хэлла (модель c) вряд ли может быть устойчивым в природе. Как показывают исследования аккреционных образований вокруг нейтронных звезд, в двойных системах (Лютый и др., 1979; Гончарский и др., 1978) эти образования напоминают больше два блюда, сложенные дном. Эти образования по размерам иногда заполняют ВКП в плоскости орбиты. В принципе подобное по форме образование может существовать и в системе VM Ori. Сравнивая модели b) и c) с наблюдениями (рис. 4) и имея ввиду модель аккреционного образования и переменность глубины и формы минимума, мы приходим к выводу о том, что вытянутое образование близко по параметрам к перечисленным моделям.

Ниже мы приводим сводку определений радиусов компонентов и принятые значения:

Радиусы ($R_{\odot}$)	Хэлл, Гарри-сон, 1969	Поппер, Плавец, 1976	В настоящей работе	Принятые значения
Горячая звезда $R_{\text{пол. экв.}}$	2.5 ± 0.1	2.6 ± 0.4 3.0 ± 0.4	3.0 ± 0.2	3.0 ± 0.2
Спутник $R_{\text{пол. экв.}}$	8.5 ± 0.4	$4.0 (20.6 \pm 1.5)$ 7.0 ± 0.6	1.8 ± 0.2 6.8 ± 0.2	1.8 ± 0.2 7.0 ± 0.2

5. *Спектральные классы компонентов.* Спектральный класс горячей звезды мы оценили как B1–B1.5.

Сложнее обстоит дело с определением температуры холодного компонента. Разность интенсивностей в центре линии K Ca II и непрерывного спектра в максимуме блеска составляет $4\% \pm 1\%$, и существенно не меняется с фазой, исключая главный минимум, где эта разность блеска близка к $8\% \pm 1\%$ (рис. 2в). Если принять, что линия K Ca II принадлежит звезде A7V (по массе $1.8 M_{\odot}$), то эти значения в совокупности с параметрами частного затмения и простых предположениях о законе поглощения приводят к оценке светимости холодного компонента $M_c = (+1.^m8 \pm 0.^m2) V$, что ближе к светимости звезды A7V. Интенсивность линий инфракрасного триплета Ca II на приведенной в работе Поппера и Плавеца (1976) иллюстрации, не противоречит этой оценке. Отсутствие изменений значения бальмеровского скачка в максимуме и минимуме заставляет предположить, что величина $M_c > +1.^m8 V$. Вместе с тем все найденные линии Ca II как и линии D Na I (Поппер, Плавец, 1976), могут (хотя бы частично) принадлежать и протяженному образованию, которые как легко понять, могут иметь существенно различную температуру по поверхности. Светимость и температура холодного компонента, найденная по цветовым измерениям BM Ori, существенно отличается от приведенных выше оценок, поэтому мы с большим основанием относим "цветовые" значения температуры и светимости к протяженному образованию.

6. *Показатели цвета компонентов* легко вычислить, принимая вариант 1 гипотезы частного затмения. Неисправленные за поглощение цвета компонентов приведены ниже:

Компонент	V	U–V	B–V	V–R	V–I'	σ_m
Горячий	8.29	–0.49	+0.08	+0.21	+0.28	± 0.04
Холодный + протяженное образование	9.20	+0.65	+0.54	+0.70	+1.04	± 0.05

7. *Закон поглощения в районе Трапеции* – предмет длительной дискуссии. Одни авторы, как например Мендес (1967), Джонсон (1968), Ли (1968) и др. находят его аномальным ($R > 4-5$), в то время, как другие, например Уокер (1969), Пенстон и др. (1975), считают закон поглощения нормальным ($R = 3.2$).

Зная радиус и температуру В- звезды, а также вклад в цвет системы холодного компонента, мы можем рассчитать светимость В- звезды и тем самым независимо определить закон поглощения (ве-

личину R). Используя значение $T_{\text{эфф}}$ и болометрическую поправку, приведенные Алленом (1977), получим значение $M_B = (-0.8 \pm 0.1)V$. Принимая модуль расстояния до Трапедии $8^m.2$, получаем значение $A_V \approx 1^m.0$. Если приписать В-звезде нормальные для ГП показатели цвета, получаем значение $R \approx 3.2$, т.е. нормальный закон поглощения. На рис. 5 показано сравнение расчетных избытков цвета в спектральном диапазоне $0.36-0.8$ мкм и наблюдаемых для В-звезды, где видно хорошее согласие с нормальным законом поглощения во всем спектральном интервале.

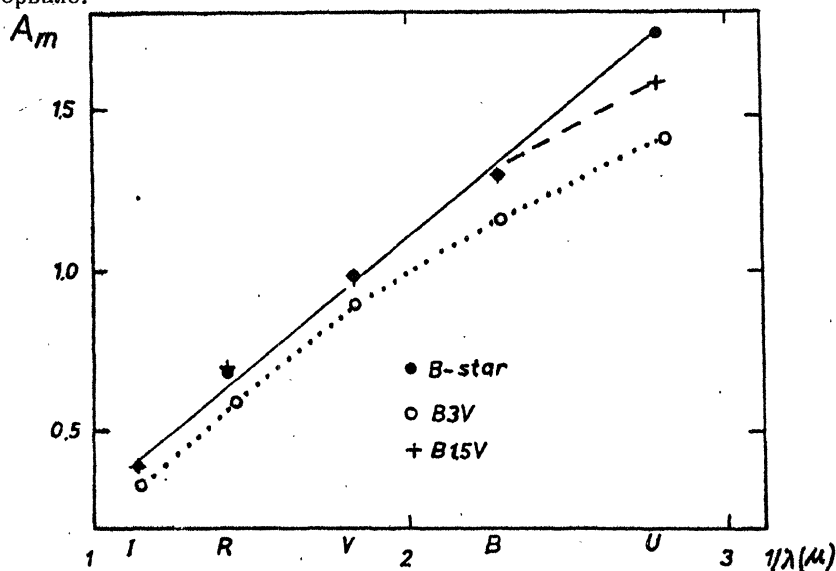


Рис. 5. Сравнение закона поглощения в Трапедии с нормальным при различных предположениях о спектре горячего компонента BM Ori.

8. Светимости и нормальные цвета компонентов следующие:

	M_V	$(U-V)_0$	$(B-V)_0$	$(V-R)_0$	$(V-I)_0$
Горячая звезда	-0.8	-1.03	-0.23	-0.06	-0.28
Звезда B1.5	-3.0	-1.15	-0.25	-0.10	-0.34
Холодная звезда+	-0.2	+0.11	+0.24	+0.44	+0.48
протяжен. образов.					
Звезда A7V	+2.3	+0.30	+0.19	+0.19	+0.28

IV. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

1. Природа В-звезды. Хэлл и Гаррисон (1969) полагают, что В-звезда находится на линии нулевого возраста главной последовательности. Если по соотношению масса-радиус В-звезда с трудом укладывается в эту интерпретацию, то соотношение температура-радиус выходит за рамки такой трактовки (Аллен, 1977). Для объяснения вы-

сокой температуры В-звезды при небольшом радиусе и массе, мы предположили, что происходит постоянный разогрев поверхности звезды за счет аккреции пыли и возможно гелия, поступающих через внутреннюю точку Лагранжа из протяженного образования вокруг холодного компонента, которое заполняет полость Роша в плоскости орбиты. Учитывая, что период осевого вращения меньше орбитального периода (Абт и др., 1970), в экваториальной плоскости В-звезды может установиться стационарный режим аккреции и при падении $10^{-7} M_{\odot}$ /год вещества выделяется необходимая энергия ($\sim 10^{34} - 10^{35}$ эргсек $^{-1}$) для дополнительного разогрева. При нестационарном режиме аккреции может наблюдаться переменность профиля водородных и гелиевых линий, отмеченная в настоящей работе. Аккреция может происходить и из окружающей Трапецию пылевой туманности. Конти (1972), анализируя контуры линий He I , O III и Si IV в спектре $\theta' \text{ Ori C}$, установил наличие аккреции на эту звезду. При нормальном законе поглощения $\theta' \text{ Ori C}$ (O6 V) имеет значительный дефицит светимости, который также легко объяснить, полагая, что радиус этой звезды в два раза меньше, чем принятый для O6 V, а дополнительный разогрев обусловлен аккрецией.

2. Холодная звезда. Предполагая, что линии Ca II и D Na I принадлежат только холодной звезде и принимая во внимание определение массы второго компонента, мы приходим к выводу, что второй компонент BM Ori является звездой A5-F2 очень близкой к главной последовательности. Неясно, как при большой оптической глубине протяженного образования могут наблюдаться указанные линии. Кроме того, часть массы (из $1.8 M_{\odot}$) может принадлежать протяженному образованию. Тем не менее, если все указанные линии принадлежат только протяженному образованию, трактовка центрального тела, как карлика главной последовательности остается в силе и представляется наиболее вероятной.

Однако и гипотеза Вильсона (1972) не выглядит невероятной (правда с поправкой "черной дыры" на нейтронную звезду), особенно, если учесть, что BM Ori расположена в "квадрате ошибок" рентгеновского источника 4U 0531-05, центр которого совпадает с Трапецией (Брад, Келли, 1979).

3. Природа протяженного образования. Происхождение протяженного образования объясняется в рамках следующей гипотезы. При разрушении газово-пылевого кокона и вскрытии Трапеции из туманности часть вещества, выметаемого горячей звездой BM Ori и другими звездами Трапеции, задержалась внутри ВКП карлика — спутника BM Ori , где постепенно при орбитальном вращении превратилась в диск. По наблюдаемым скоростям вращения (линии D Na I), диск имеет период вращения, равный орбитальному периоду, т.е. повернут одной стороной в В-звезду. Эта сторона протяженного образования разогревается излучением В-звезды, что в совокупности с отражением может дать наблюдаемый эффект фазы. Излучение центральной холодной звезды и конвективное перемешивание могут разогреть и обратную сторону протяженного образования. Расчет показывает, что при принятых размерах

протяженного образования на поверхность, обращенную к В-звезде только от этой звезды будет поступать радиация $\sim 10^{34}$ эрг·сек⁻¹, что сравнимо с общей радиацией, излучаемой Солнцем. Отметим также, что при трактовке спутника ВМ Ог1 звездой А7 III-IV с размерами радиусов ($R_{\text{экв}} = 7.0 R_{\odot}$, $R_{\text{пол.}} = 4.0 R_{\odot}$) (Поппер, Плавец, 1976) помимо всего, должен наблюдаться эффект фазы в 3-5 раз больше, чем измеряемый.

Продолжительность вторичного минимума заставляет предположить наличие области повышенной яркости в середине протяженного образования. Эта область может быть как более разогретой, из-за близости к В-звезде, зоной, так и ослабленной поглощением в протяженном образовании излучающей поверхностью центрального карлика. Последнее возможно в том случае, если протяженное образование сходно по форме с аккреционным диском у нейтронных звезд.

По линиям Са II, цветовым изменениям с фазой (эффект фазы и цвет звезды во вторичном минимуме), а также по интегральным цветам и светимости системы карлик+протяженное образование, мы нашли, что температура на поверхности протяженного образования меняется от 10^4 в центре до $3-4 \cdot 10^3$ градусов на краю.

Нельзя не заметить, что внутри протяженного образования будет происходить аккреция на карлик, разогревая его поверхность и создавая условия видимости в оптическом диапазоне карлика (рис. 5d).

Мы отдаем себе отчет в том, что проведенные выше наиболее вероятные параметры компонентов ВМ Ог1 и протяженного образования находятся в противоречии с расчетами теории гравитационного сжатия, однако комментарии этих противоречий явно выходят за рамки настоящей работы.

Ближайшие задачи в исследовании ВМ Ог1 мы видим в существенном повышении точности спектральных, поляриметрических и особенно электрофотометрических наблюдений. Решить их можно только разработав существенно новую методику наблюдений.

Таблица 1

№№	JD ₀ 244 ...	фаза	Продолжительность экспозиции	Лучевая скорость горячей звезды (км/сек)
1K	0912.439	0.0066	1.1	+35
2K	0912.495	0.0154	1.1	+30
3K	0914.510	0.3268	1.5	- 5
4K	0917.528	0.7933	0.7	+90
5	3086.427	0.9891	2.0	+25
6	3087.354	0.1332	1.5	-20
7	3096.281	0.5129	1.5	+55
8	3099.337	0.9852	1.5	-
9	3100.312	0.1358	1.8	-30
10	3102.381	0.4556	1.5	- 5
11	3103.362	0.6060	1.6	+75
12	3104.385	0.7653	1.5	+105
13	3150.254	0.8543	1.5	+50
14	3154.367	0.4899	2.5	+45
15	3155.347	0.6414	2.7	+45

к — спектры 1971 г.

Таблица 2а

Результаты электрофотометрических наблюдений ВМ Ориона

Дата наблюдения и фаза	λ (мкм)	P%	σ_p %	θ°	σ_θ°	λ (мкм)	P%	σ_p %	θ°	σ_θ°
JD 2440905.25	360	0.86	0.19	87.2	4.1	619	0.32	0.12	59.3	7.1
0.896	413	0.40	0.14	50.5	6.5	653	0.42	0.12	56.9	5.4
	450	0.36	0.14	64.7	7.3	696	0.54	0.18	56.8	6.1
	503	0.27	0.17	72.0	11.7	750	0.60	0.23	52.0	7.1
	543	0.25	0.13	58.4	9.7					

Таблица 2б

JD 2442720+	Фаза	P%	σ_p %	θ°	σ_θ°	4500 Å	P%	σ_p %	θ°	σ_θ°	6460 Å	P%	σ_p %	θ°	σ_θ°
0.35	0.414	0.42	0.13	95°	14°		0.40	0.15	80°	17°					
0.36	.415	.25	.08	103	24		.44	.08	72	16		0.46	0.12	66	9
4.29	.023						.37	.12	57	12					
4.42	.043						.41	.07	63	10		.55	.05	50	13
4.43	.044						.27	.13	95	14		.65	.24	88	22
4.45	.048	.23	.03	64	16										
4.48	.052														
4.50	.055														
6.49	.363	.36	.17	106	24							.70	.24	83	20
6.51	.366											.63	.02	102	28
7.31	.490														
7.32	.491	1.2		75	20		1.1	.4	92	13					
Точка фона															

Литература:

- Абт и др., 1970 – Abt A.H., Muncaster G.W., Thompson L.A., *ApJ* **75**, 1095.
- Аллен К.У., 1977, *Астрофизические величины*, стр. 294, М.
- Альбицкий В.А., Мельников О.А., 1973, *Курс астрофизики и звездной астрономии*, **1**, стр. 312, М.
- Боярчук А.А., 1957, *Изв. КрАО* **22**, 89.
- Брад, Келли, 1979 – Bradt H.V., Kelly R.L., *ApJ* **228**, L33.
- Брегер, 1976 – Breger M., *ApJ* **204**, 789.
- Бугаенко и др., 1968 – Бугаенко Л.А., Бугаенко О.И., Круглов В.Д., Парусимов В.Г., *Астрометрия и Астрофизика* **1**, 193.
- Вильсон, 1972 – Wilson R.E., *ApJ and Space sci.*, **19**, 165.
- Гончарский и др., 1978 – Гончарский А.В., Черепашук А.М., Ягола А.Г., *Численные методы решения обратных задач астрофизики*, стр. 295, М.
- Джонсон, 1965 – Johnson H.M., *ApJ* **142**, 964.
- Джонсон, 1968 – Johnson H.L., in "Interstellar Matter", W.A. Hiltner ed., p. 167, Chicago.
- Доремус, 1970 – Doremus C., *PASP* **82**, 745.
- Конти, 1972 – Conti P.S., *ApJ* **174**, L 79.
- Копацкая Е.Н., Шулов О.С., 1978, *Уч. зап. ЛГУ*, № 397, 94.
- Ли, 1968 – Lee T.A., *ApJ* **152**, 913.
- Лютый и др., 1973 – Лютый В.М., Сюняев Р.А., Черепашук А.М., *АЖ* **50**, 3.
- Мендес, 1967 – Mendez M.E., *ТТВ* **4**, 91.
- Пенстон и др., 1975 – Penston M.V., Hunter J.K., O'Neill A., *MN* **171**, 219.
- Поппер, Плавец, 1976 – Popper D.M., Plavec M., *ApJ* **205**, 462.
- Соболев В.В., 1975, *Курс теоретической астрофизики*, стр. 3, М.
- Струве, 1929 – Struve O., *ApJ* **70**, 131.
- Струве, Титус, 1944 – Struve O., Titus J., *ApJ* **99**, 84.
- Уокер, 1969 – Walker M.F., *ApJ* **155**, 447.
- Хуанг, 1975 – Huang S.-S., *ApJ* **195**, 127.
- Хэлл, Гаррисон, 1969 – Hall D.S., Garrison L.M., *PASP* **81**, 771.
- Хэлл, 1971 – Hall D.S., *Bamberg Veröff.* **9**, No 100, 217.
- Шевченко В.С., Кардополов В.И., 1971, *ПЗ* **18**, 131.
- Шевченко В.С., Закиров М.М., 1976, *ПЗ* **20**, 361.
- Шевченко В.С., Закиров М.М., 1982, *ПЗ* **21**, 629.

Астрономический институт
АН Узбекской ССР
г. Ташкент

*Поступила в редакцию
26 марта 1981 г.*

