

According to the light curve and the spectrum we have obtained with the meniscus prismatic camera, the Supernova belongs to the type I.

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Воронцов-Вельяминов Б. А. и Архипова В. П. «Морфологический каталог галактик», часть III, 1963.
2. Johnson H. L., APh. J. 1952, 116, 640.

ТРЕХЦВЕТНАЯ ФОТОГРАФИЧЕСКАЯ ФОТОМЕТРИЯ
ОДИННАДЦАТИ ЗВЕЗД ТИПА RW ВОЗНИЧЕГО

Л. Н. МОСИДЗЕ

Введение. Хорошо известно, сколь большой интерес приобрели за последнее время так называемые нестационарные звезды или явления нестационарности, обнаруживаемые в них. Этот интерес непосредственно вытекает из важности роли нестационарных явлений в эволюции галактических объектов, т. е. из значения для космогонических исследований изучения нестационарных звезд, являющихся к тому же членами звездных ассоциаций. Несмотря на многочисленные работы, которые ведутся в этой области, теоретическая интерпретация пока еще полна противоречий и неясностей, одна из существенных причин чего лежит, можно сказать, в пока еще остро ощущаемом недостатке систематических наблюдений над звездами этой категории. Из-за этого недостатка очень трудно складывается также и классификация нестационарных звезд, а между тем, возможно полная и строгая классификация крайне необходима при таком разнообразии и сложности фотометрических и спектральных изменений, накладывающихся друг на друга, которые встречаются в нестационарных звездах. Систематические или, по крайней мере, учащенные наблюдения, проводимые за длительное время, могли бы позволить все-таки обнаружить какие-то закономерности в этой сложной и довольно запутанной внешней картине, улучшить основы классификации, точнее относить звезды к тому или иному классу, выделить отдельные фотометрические и спектральные особенности в сложной картине неправильных изменений и проследить за их ходом и взаимосвязями. Острая потребность в наблюдениях нестационарных звезд неоднократно подчеркивалась еще ранее на научных совещаниях, посвященных проблемам космогонии и нестационарных звезд.

Предпринятая работа, выбор и характеристика звезд. Еще в 1960 году мы поставили себе задачей провести трехцветные ряды фотографических наблюдений нескольких звезд типа RW Возничего, охватывающие относительно продолжительные промежутки времени. Понимая, что фотографические определения звездных величин для подобных целей уступают фотоэлектрическим, мы, однако, учитывали то, что оптика, которой мы располагали, позволяет пользоваться достаточно короткими экспозициями. Звезды для исследования мы выбрали с учетом их расположения в интересных областях, равномерного распределения по времени наблюдения и др.

Список избранных 11-ти звезд представлен в таблице I, где приведены также экстремальные звездные величины из Общего каталога переменных звезд, спектральные классы, литературные ссылки, относящиеся к открытию переменности и к другим исследованиям, и, наконец, указания на классификацию. Наши объекты являются представителями различных групп звезд типа RW Возничего по классификации П. Н. Холопова, основанной на физических характеристиках звезд данного типа и изображающей картину эволюционной последовательности молодых объектов [1]. Для каждой подгруппы этой классификации, мы имеем от одной до трех звезд, за исключением группы «Вспыхивающие переменные (flash)», для которой в нашем списке нет представителей. К сожалению, они слишком слабы для нашей аппаратуры.

Таблица I

1	2	3	4	5
RW Возничего RY Тельца	9.6—13.6 pg 9.3—12.3 pg	dF6e—dG5e+ MOe dF8e—dG2e	2—21 3,8,12 22—37	Переменные типа Т Тельца
BP Тельца	12.0—13.3 pg	dK5e	30,32,37 38—42	
V ₁₁ Ориона HK Ориона	8.5—9.5 pg 11.4—12.5 pg	B9e A4ep	7,39 7,8,39 43—46,52	Орионовые переменные ранних сп. кл.
CO Сирона CW Ориона	10.4—12.9 pg 10.8—11.5 pg	gGe dK3e	8,28,44, 7,12,39, 44,51	Орионовые переменные промежуточных и поздних сп. кл.
MN 265—3 в Орионе		dK3e	39,44	Вспыхивающие переменные (flash)
SV Цефея	10.1—12.1 pg	AO	52—56	Высокие неправильные ранних сп. кл.
BN Цефея BO Цефея	11.5—12.7 rv 12.4—13.7 pg	F—M FO—F5	55,57—59 59,60	Высокие неправильные промежуточных и поздних сп. кл.

Опишем кратко опубликованные работы, посвященные открытиям и изучению переменности исследуемых нами звезд.

RW Возничего. Переменность звезды открыла Л. П. Цераская [2]. Звезда наблюдалась рядом авторов в течение многих лет [3, 4, 5]. Джой [6, 7], обнаружив ее двойственность, отнес компоненты к спектральным классам dG6e и dMOe. По [6] позиционный угол и расстояние между компонентами оказались 253°.8 и 1°.17. Видимая визуальная звездная величина слабого компонента (B) по оценке [8] равна 11.5.

П. Н. Холопов [2], собрав почти все наблюденные данные за период 1906—1938 гг., нашел что блеск звезды меняется неправильно и почти непрерывно в пределах 9.2—12.5 в фотовизуальных и 9.6—13.6 зв. вел.

в фотографических лучах, в интернациональной системе. При этом, максимумы и минимумы резкие. Продолжительные остановки в изменении не наблюдаются, если не считать трех десятидневных интервалов, когда звезда сохраняла блеск равным 10.3 зв. вел. в фотовизуальных лучах и одного случая, когда она находилась в глубоком минимуме. Существует связь между видимой фотографической величиной и показателем цвета; когда блеск звезды падает на одну звездную величину, показатель цвета возрастает на 0.6. Фотоэлектрические наблюдения, выполненные Ленувелом [9, 10] в системе UVB, показали, что (B-V) растет с уменьшением блеска звезды, а (U-B) меняется довольно сложным образом. Зависимость (U-B) от V имеет форму синусоиды Н. М. Артюхина [11] определила собственные движения 20-ти звезд типа RW Возничего, среди них и для ее самой. Бонсак и Гринстейн [12] обнаружили в спектре сильную линию нейтрального лития. Анерт [13], наблюдая звезду в январе-феврале 1961 г., заметил быстрые изменения блеска. П. Ф. Чугайнов и Г. В. Зайцева [14], проводя непрерывную фотоэлектрическую регистрацию блеска, обнаружили, что изменения блеска имеют вид воли продолжительностью от 12 до 24 часов. Средняя взвешенная по времени скорость изменения блеска составляет 0.03—0.04 зв. вел. Показатель цвета (B-V) увеличивается с уменьшением блеска.

Фюритиг и Венцел [15, 16], наблюдая фотоэлектрически RW Возничего, находившуюся в минимуме блеска, обнаружили 5 ноября 1962 г. вспышку с амплитудой 0.45 зв. вел. в V. По мнению названных авторов, вспыхнул слабый компонент (MOe). Общий блеск до и после вспышки колебался около 11.6 зв. величины в цвете V. Продолжительность подъема составила 12 минут, а спуска — один час.

Е. К. Харадзе и Р. А. Бартая [17], участвуя в кооперированных наблюдениях, организованных над звездой в 1962 г. Комиссией звездной космогонии Астрономического совета АН СССР, провели спектрофотометрическое исследование RW Возничего (см. также [18]). Кривые относительного распределения энергии звезды указывают на избыточное ультрафиолетовое излучение, хотя в ночь максимума блеска его почти не было, но перед максимумом и после него наблюдалось усиление ультрафиолетовой эмиссии. В минимуме блеска эмиссия имелась, хотя и была выражена слабее. Было найдено, что изменения блеска в фотографическом участке больше, чем в ультрафиолете. Цвет (U-B) не находится в корреляции с изменением блеска. Он коррелирует с непрерывной ультрафиолетовой эмиссией и в основном обусловлен последней. Хорошо выраженной оказалась корреляция между изменением эквивалентной ширины эмиссионных линий и непрерывной эмиссией. Наблюдая звезду фотоэлектрически, в порядке участия в той же кооперированной работе, Я. И. Кумсишвили, Н. Л. Магалашвили, О. П. Абуладзе [19] обнаружили, что 24 ноября в течение 4—5 часов блеск звезды изменился на 0.4 зв. вел. в цвете V.

Исследовав распределение энергии в непрерывном спектре RW Возничего Л. В. Мирзоян и Э. С. Казарян [20] нашли, что оно заметно

меняется в зависимости от яркости. При ослаблении блеска чувствуется вклад коротковолновой непрерывной эмиссии, показатель цвета при этом уменьшается.

Подведя итоги кооперированным наблюдениям RW Возничего, П. Ф. Чугайнов [21] показал, что изменения блеска складываются из коротко-периодических колебаний со средней амплитудой 0.25 зв. величины и продолжительностью меньше одних суток и длинных волн, продолжительностью в 10—20 дней. Наблюдения, выполненные в цветах В, V, J, показывают, что зависимость изменения блеска от длины волны сложная. Изменения блеска являются результатом наложения непрерывной и линейной эмиссий на переменное излучение звезды.

RY Тельца. Переменность звезды обнаружила в 1907 г. Ливитт [22]. В дальнейшем многими авторами наблюдалась переменность этой звезды. Нильсен [23] заметил в 1921—1925 гг. неправильные изменения ее блеска, обнаружив при этом, что переменная находится на краю маленькой светлой туманности (см. также [24, 25, 26, 27, 3]). Бейер [28], на основе своих наблюдений, высказал предположение о принадлежности звезды к неправильным переменным типа RW Возничего. Гринстейн и Аллер [29] классифицировали ее спектр как dGO с широкой эмиссионной линией ионизованного кальция. Джой и Вилсон [8] обнаружили эмиссионные линии ионизованного кальция. Байдельман [30] определил спектр звезды как gGe.

П. Н. Холопов [22] построил по наблюденным данным многих авторов визуальную кривую за период 1921—40 гг. (всего 1316 точек), на основе которой было получено распределение максимумов и минимумов, а также суточных средних величин. На основе анализа сводной кривой П. Н. Холопов заключает, что характер изменения блеска переменной различен в различные моменты времени. В другой работе, собрав все наблюденные данные 1905—61 гг., П. Н. Холопов [31] подтвердил свой ранний вывод о переменности характера изменения блеска со временем. По Г. С. Бадаляну [32] изменения блеска в фотографических лучах в три раза больше, чем в фотовизуальных. Это обстоятельство он объясняет тем, что излучение данной звезды сильно отклоняется от теплового характера и, что большая амплитуда в фотографических лучах обусловливается явлением непрерывной эмиссии. Показатель цвета меняется и при его увеличении блеск звезды ослабляется в фотографических лучах. Однако, позднее Г. С. Бадалян и Л. К. Ерастова [33] получили отношение фотографической амплитуды к фотовизуальной равным единице. Спектру звезды и его изменениям посвящены работы [12, 34, 35].

Р. А. Варданян [36] обнаружил заметное изменение поляризации света переменной. Смак [37], освободив цвет звезды от эффекта влияния эмиссионных линий, пришел к заключению, что на диаграмме (V, B-V) звезда находится над главной последовательностью.

RY Тельца. Эмиссию в спектре этой звезды впервые обнаружил Джой [38], а переменность блеска Н. К. Курочкин [39], причислив при этом ее по характеру изменения блеска к звездам типа RW Возничего.

Варшавски [40], наблюдая звезду электрофотометрически, отметил наличие большого ультрафиолетового избытка. Гец [41] наблюдал изменения блеска до 0.8 зв. вел. в фотографических лучах за сутки. Байдельман [30] определил спектральный класс ВР Тельца как dKBe. Г. С. Бадалян [32] обнаружил, что блеск звезды меняется быстро и неправильно, но показывая хорошую корреляцию между фотографическими и фотовизуальными величинами. Бонсак [42], изучая спектры 12-ти звезд типа

Т Тельца, в том числе и ВР, пришел к заключению, что в атмосфере переменной лития, по сравнению с другими металлами, в среднем в 100 раз больше, чем на Солнце. Смак [37], исключив эффект эмиссионных линий, как и в случае RY Тельца, нашел что ВР Тельца расположена на диаграмме Г—Р выше главной последовательности.

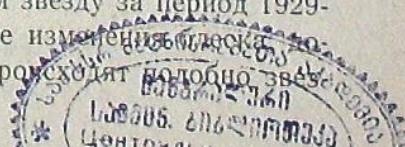
V₄₅ Ориона. Джой [7] определил спектральный класс звезды как B9e. П. Н. Холопов [39] отнес звезду к типу RW Возничего.

НК Ориона. Переменность звезды открыл Моргенрот [43] и причислил ее к затменным переменным. Хоффмейстер [52] обнаружил неправильные изменения блеска, характер которых напоминает звезды типа R Северной Короны. Он же заметил, что звезда находится в голове маленькой яркой кометообразной туманности, которая, по его мнению, освещается переменной звездой. По Джою [38] спектральный класс звезды A4.

П. Н. Холопов [39] пересмотрел все пластинки, полученные на Московской обсерватории для звезд в Орионе и Тельце, в спектре которых Джой [7] заметил эмиссионные линии. НК Ориона он отнес к переменным типа RW Возничего (так же, как и Гец [44]).

Хербиг [45], заметив, что яркая треугольная туманность около звезды имеет синий цвет, предположил, что она освещается этой звездой. С целью определения абсолютной звездной величины, Хербиг использовал звездные величины, полученные им же в 1949 г. в течение двух ночей. Для средних значений V и (B-V) было получено 11.52 и +0.41 зв. величины, соответственно. Приняв за ее спектральный класс A4 главной последовательности, а за значение нормального цвета +0.12, он определил общее межзвездное поглощение света, равным 0.87 зв. вел. Взяв за модуль расстояния 8.5, получил для ее абсолютной величины значение 2.2. Гец и Хут [46], имея в своем распоряжении 405 фотонегативов за период 1934—1956 гг., обнаружили непрерывные неправильные изменения блеска. Как они отметили, бывают моменты, когда блеск звезды меняется даже в течение одного часа; большие амплитуды чередуются с малыми колебаниями; существует длинная волна на кривой изменения блеска, с периодом в 1000—1500 дней, на которую наложены кратковременные колебания блеска.

СО Ориона. Переменность блеска открыл Росс [47]. Эш [48] считал звезду затменной переменной, но впоследствии убедился в нерегулярности изменения блеска. Бейер [28], наблюдая звезду за период 1929—36 гг., окончательно установил, что нерегулярные изменения блеска, находящиеся временами до трех звездных величин, происходят неподобно звездам



дам типа RW Возничего. Он же указал, что звезда находится на краю темной туманности. Эльвей и Бэбок [49] определили спектральный класс переменной как dKO, оговорив, однако, что по линиям поглощения металлов, звезду можно классифицировать как раннюю F. По Джою и Вилсону [8] звезда имеет спектральный класс gF3 (см. также [44]).

GW Ориона. Джой [7] обнаружил сильную Н-альфа эмиссию и определил спектральный класс как dK3e. Характер изменения блеска звезды изучил П. Н. Холопов [39], заметив неправильные изменения блеска, свойственные звездам типа RW Возничего (см. также [50]). Гец [44] причислил звезду к типу RW Возничего, как и П. Н. Холопов. Юон [51] указал на истечение звездного вещества с поверхности звезды. Бонсак и Гринстейн [12] наблюдали в спектре сильную линию нейтрально-го лития.

MN 265-3 в Орионе. Как эмиссионную, эту звезду открыл Джой (dK3e). П. Н. Холопов [39] пересмотрел все фотонегативы, имевшиеся в его распоряжении, но из-за малости материала не обнаружил переменности, также как и Гец [44].

SV Цефея. Изменения блеска обнаружил Бёме [52] и причислил звезду к неправильным переменным (см. также [53], [54]). Хербиг [55] классифицировал SV Цефея в системе MK как AO. Венцел [56] указал на алголеподобные изменения блеска; быстрые изменения достигают 0.5 зв. вел. в течение двух часов.

VN Цефея. Переменность звезды обнаружил Хоффмайстер [57]; он же отнес ее к долгопериодическим затменным алголеподобным звездам. Но наблюдения показали впоследствии, что она не является затменной переменной [58], отдельные минимумы сильно различаются между собой. Наконец, Хоффмайстер [59] заключил, что звезда является неправильной переменной звездой и причислил ее к типичным звездам RW Возничего. По Хербигу [55] переменная имеет спектральный тип F5IV.

VO Цефея. Переменность этой звезды открыл Моргенrot [60]. Хоффмайстер обнаружил алголеподобные изменения блеска, но впоследствии убедился в неправильном характере изменения блеска; в максимуме звезда почти не меняется, а минимум острый; в некоторых случаях минимум двойной и острый и продолжается от одного до нескольких дней. По Хоффмайстеру [59] звезда неправильная, типа RW Возничего (член 3-ей группы). Спектральный класс по определению Хербига оказался F2: [55].

Наблюдательная аппаратура и методика наблюдений. Наблюдения выполнены нами в течение 1960—64 годов с аберрационной камерой Шмидта (360—444 мм; фок. расст. 625 мм). Фотометрическую систему UBV мы осуществили с Шоттовскими светофильтрами в комбинации с фотопленками:

U — $UG_2 + A500$, B — $GG_{10} + A500$, V — $GG_{11} + A600$.

Эффективные длины волн практически полученной нами системы равны 3600, 4300 и 5525 ангстрем.

Получено около двух тысяч фотонегативов и для каждой звезды имеется в среднем по 100 наблюдений в каждом цвете. Хотя были использованы опубликованные карты поля, в некоторых случаях пришлось дополнить звезды сравнения, так как переменные при изменении блеска выходили за пределы характеристических кривых, построенных по известным звездам сравнения, особенно в цвете U. Кроме того, для звезд BN и VO Цефея в [60] и [61] вовсе не нашлось звезд сравнения, что заставило нас полностью подобрать для них таковые (карты см. на рис. 1).

Естественно, что было необходимо иметь надежно определенные величины звезд сравнения в нашей системе, в связи с чем, прежде всего, мы занялись их определением. Для стандартизации мы выбрали скопления из [62] и [63]. Для звезд сравнения RW Возничего, RY и VR Тельца нам служило скопление M34, находящееся относительно близко к этим звездам. Для звезд в Орионе в качестве стандарта было использовано скопление NGC 1662, а в области Цефея NGC 7209. Это позволило фотографировать стандарты и исследуемые поля на близких друг к другу зенитных расстояниях. Переменные звезды и стандартные площадки экспонировались одна за другой. Проявление и обработка велись в строго одинаковых условиях. Звездные величины звезд сравнения редуцировались к зенитному расстоянию стандартных областей. Блеск каждой звезды сравнения определялся в среднем из восьми негативов в каждом цвете, снятых около меридиана, в различные ночи. Средняя квадратическая ошибка определения величин звезд сравнения в нашей системе составила ± 0.05 зв. вел. для каждого цвета.

Средние значения звездных величин звезд сравнений были использованы для построения характеристических кривых и для вывода звездных величин переменных. После того, как определялись звездные величины звезд сравнения, основной материал по исследуемым переменным набирался помимо специального экспонирования стандартов. Стандартами теперь уже служили звезды сравнения, находящиеся на тех же негативах, что и переменные. Точность определения звездных величин переменных при таком способе гораздо выше, чем при пользовании в каждом отдельном случае стандартной областью, так как исключаются различия атмосферной прозрачности в направлениях на стандарт и переменную и не приходится редуцировать за зенитные расстояния. Кроме того, получается также и выигрыш во времени.

В таблице 2 собраны выведенные нами звездные величины звезд сравнения.

Средняя квадратическая ошибка одного определения звездных величин исследуемых переменных равна ± 0.05 , 0.04 и 0.04 для U, B и V, соответственно. Вторичное измерение фотонегативов не вносит каких-либо значительных поправок, так как точность измерения на микрофо-

Таблица 2

	U	B	V		U	B	V
RW Возничего							
3	10.28	10.03	9.56	a	13.04	11.83	10.75
a	10.85	10.53	10.31	b	12.92	12.28	11.46
b	11.36	11.13	10.46	c	13.35	12.97	12.08
c	11.60	11.25	10.88	d	13.63	13.58	12.64
d	11.60	11.67	11.05	e	14.05	14.06	12.98
e	12.00	11.67	11.22	a'	11.87	10.96	10.58
f	12.47	11.80	10.93	BP Тельца			
g	12.63	12.03	11.41	V ₁₅₁ Ориона			
k	12.70	12.50	11.98	a	10.13	9.70	9.75
4	11.85	11.13	9.68	b	10.54	10.40	10.32
5		12.38	11.76	c	10.88	10.91	10.49
8	RY Тельца				d	9.24	8.98
a	9.11	8.58	8.34	z	11.15	9.78	8.63
b	10.01	9.51	9.04	HK Ориона			
c	10.49	10.62	10.40	a	12.47	11.51	10.62
d	11.58	11.15	10.73	b	14.41	12.35	10.63
e	12.41	11.08	9.40	c	12.86	12.25	12.23
f	12.05	11.88	11.21	d	13.65	13.18	12.74
g	12.96	12.36	12.04	e	14.05	13.72	12.95
CO Ориона				a'	10.91	10.15	9.08
a	14.29	12.06	10.25	b'	12.52	12.31	12.06
m	11.80	11.54	11.31	BH Цефея			
g	10.04	9.82	9.70	a'	10.50	10.54	10.20
b	12.24	11.71	10.75	a	11.58	11.22	10.85
n	14.50	12.86	11.25	b	11.71	11.40	11.09
E	14.01	13.66	13.11	c	11.78	11.64	11.29
GW _H MHz 265—3 в Орионе				d	12.31	12.17	11.63
a	10.70	10.69	9.99	e	12.69	12.20	11.72
b	10.93	10.95	10.29	f	12.85	12.55	12.01
c	13.30	11.09	8.89	g	13.15	12.82	12.03
d	11.77	11.53	10.47	k		13.86	12.56
e	13.89	13.42	12.69	p			
f	13.88	13.60	12.80	BO Цефея			
a'	9.85	9.70	9.33	a	10.86	10.42	
SV Цефея				b	11.07	11.13	
a	11.50	11.02	10.57	c	11.62	11.24	10.74
b	11.67	11.45	11.05	d	13.18	11.64	10.29
c	12.17	11.76	11.11	e	12.14	11.85	11.64
x	10.87	10.49	10.26	f	12.86	12.50	11.69
y	10.93	10.01	9.05	g	13.18	12.75	11.90
d	13.60	13.28	12.62	k	13.10	13.18	12.68
				m	13.83	12.68	
				b'	9.60	9.41	12.94
							9.52

тотметре значительно больше (± 0.01 — 0.02 зв. вел.), чем точность определения звездных величин в отдельные моменты наблюдений.

Учет поглощения света. Наблюдательные данные представленные ниже в виде кривых, не исправлены за поглощение света в межзвездном пространстве. Между тем, решение некоторых вопросов,

Трехцветная фотографическая фотометрия одиннадцати звезд типа RW...

а также необходимость построения диаграммы Герцшпрунга-Рессела и др. потребовали оценку величин поглощения в направлениях на исследуемые звезды. Так как надежные расстояния до исследуемых нами звезд не известны, то определение общего поглощения в этих направлениях не дало бы возможности исправить наблюденные цвета.

Мы подошли к этой задаче следующим образом. Понятно, что с некоторым приближением мы можем допустить, что значения среднего поглощения света для исследуемых звезд, являющихся членами ассоциаций, равны значениям поглощения для тех же ассоциаций. Для определения же поглощения света до ассоциаций мы решили выбрать звезды спектрального класса O-B вокруг наших звезд и по избыткам цвета определить среднее межзвездное покраснение света. Но, в Орионе и Тельце межзвездное поглощающее вещество расположено, как мы знаем, крайне неоднородно, значительно меняясь от звезды к звезде. Следовательно, дисперсия в значениях величины поглощения света для звезд, расположенных на одинаковых расстояниях, может быть большой и среднее поглощение света не будет характеризовать поглощения для отдельных звезд, в том числе и для наших. Поэтому, мы могли взяться за определение поглощения света указанным способом только в окрестностях звезд BH, BO и SV Цефея, где поглощающее вещество можно считать относительно равномерным.

На 70-см менисковом телескопе Абастуманской обсерватории, с 8°-ой предъобъективной призмой, мы получили четыре спектральных снимка области ассоциации Цефея, вблизи исследуемых звезд BH, BO и SV. На них было зафиксировано более 50 звезд спектрального класса В и проведена двумерная спектральная классификация по критериям, разработанным в Абастуманской обсерватории [64].

Заметное количество звезд класса В в этих направлениях может рассматриваться как подтверждение присутствия здесь ассоциации.

Фотометрический материал классифицированных В звезд, изменился на МФ-2. Определение звездных величин в трех цветах системы UVW для всех звезд В не удалось. Причиной этого является то обстоятельство, что примененная в качестве стандарта область NGC 7209 не дает возможности определять величины звезд ярче чем 8.5 в цвете V, из-за отсутствия в ней таковых. Кроме того, некоторые звезды оказались очень близки к краю фотонегатива и непригодны для фотометрических измерений. После отбора осталось 16 звезд В в одной площадке (окрестности SV) и 13 — в другой (BH и BO Цефея).

Учитывая, что наша система близка к системе Джонсона и Моргана, мы использовали нормальные показатели цвета этих авторов [62]. Средние значения избытков цвета вокруг SV Цефея оказались: $E_{B-V} = -0.31$ и $E_{U-B} = 0.34$, а видимый модуль расстояния 10.56. Для звезд BH и BO Цефея $E_{B-V} = 0.10$ и $E_{U-B} = 0.14$, видимый модуль расстояния

же 10.80. Отношение $\frac{E_{U-B}}{E_{B-V}}$ равно приблизительно единице для обоих участков.

Данные RY Тельца и BP Тельца мы исправили по значению поглощения света в межзвездном пространстве, примененному Смаком [37]. Для значения поглощения света и для модуля расстояния до темных облаков в Тельце он брал величины $E_{B-V} = 0.30$, $A_V = 0.90$, $V - M_V = -7.0$. Для получения E_{U-B} из E_{B-V} Смак использовал переводный коэффициент 0.72. Учитывая, что для этого коэффициента нами были получены значения близкие к единице, мы сочли целесообразным использовать именно это значение, в результате чего получили $E_{U-B} = 0.30$.

Фотометрические и корреляционные кривые для отдельных звезд. На рис. 2—12 приводятся кривые изменения блеска исследованных нами 11-ти звезд. Точками изображены индивидуальные наблюдения; они соединены сплошными линиями, когда интервал между наблюдениями не превосходит одного дня и прерывистыми—когда он больше. Вместе с тем, построены диаграммы зависимостей (V, B) , (V, U) , $(U-B)$ и $(B-V)$ от U ; $(U-B)$ и $(B-V)$ от V ; диаграмма Герцшпрунга-Рессела и двухцветные.

RW Возничего. Общие пределы изменения блеска оказались равными 9.95—12.83, 10.29—12.65, 9.78—11.79 зв. вел. в трех цветах, соответственно (рис. 2). Амплитуда изменения блеска, в общем, наибольшей величины достигает в ультрафиолетовой части спектра, в желтой же она наименьшая. Однако, наблюдаются отдельные случаи, когда одновременные колебания в ультрафиолете меньше, чем в одном или обоих из других цветов. Например, 6—12.10.1961 г. звезда уменьшила блеск на 0.78, 1.06, 0.27 в U , B , V соответственно, а за 5—7.12. 1964 г. блеск увеличился на 0.29, 0.55, 0.62 зв. вел. В некоторых случаях наблюдаются быстрые изменения блеска. Так, например, 6.12. 1961 г. блеск в лучах U за восемь часов уменьшился на 0.52 зв. вел., 15—16.11.1964 г. ее изменение в течение одних суток составило 0.74 зв. вел. Блеск звезды все время меняется и долгих остановок не замечается, хотя временами звезда относительно «пассивна».

Амплитуды изменения показателей цвета большие и заключены в пределах: от -0.50 до $+0.63$ ($U-B$), от $+0.21$ до $+1.11$ ($B-V$).

На рис. 13 представлены зависимости (V, B) и (V, U) . Эти величины явно коррелируют между собой $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.17$ и $\frac{\Delta U}{\Delta V} = 1.43$; (причины тепловых изменениях блеска эти отношения не должны превышать 1.3 и 1.5, соответственно).

Ход зависимости U от V около 11.00 зв. вел. (V) нарушается, а затем средняя линия, выражающая этот ход, располагаясь немного выше (на 0.2—0.3 зв. вел.) простирается почти параллельно основной. Нарушенное хода наблюдается и на рис. 14. Это, возможно, является следствием влияния второго компонента, который представляет собой эмис-

сионную звезду (M_{Oe} , $m_{bv} = 11.5$). Вид первой зависимости до 11.00 зв. вел. определяется, главным образом, первым компонентом звезды. Влияние второго компонента в этом случае, может быть, отражается на разброс точек; а затем же главную роль в зависимости играет слабый компонент. В этой связи вспомним работы [15, 16], согласно которым вспышка на 0.45 зв. вел. была обнаружена в цвете V ; до и после вспышки звезда находилась около 11.6 зв. вел. По мнению авторов указанных работ, вспышка относилась к слабому компоненту.

Если считать, что компонент M вспыхивающая переменная, то нужно думать, что избыточная ультрафиолетовая эмиссия, наблюдавшаяся в системе RW Возничего, обязана своим происхождением этому компоненту и, может быть, частично тем и объясняется, что, как показали наблюдения Е. К. Харадзе и Р. А. Бартая [18], непрерывная эмиссия в звезде действует как бы самостоятельно и не коррелирует с изменением общего блеска звезды.

Зависимости показателей цвета от V и от U почти соответствуют температурной закономерности, хотя разброс точек и значителен.

Ленувель [9], наблюдавший фотоэлектрически, подметил корреляцию между V и $(B-V)$, при которой $(B-V)$ увеличивается с уменьшением блеска, а $(V, U-B)$, в интервале изменения блеска 10.00—11.5 зв. вел. в цвете V , имеет форму синусоиды. По нашим наблюдениям ($U-B$) меняется в зависимости от V довольно сложным образом, но синусоидой эти изменения явно не выражаются (рис. 15). Хотя для отдельных интервалов времени (напр. от 23 по 30.11.1962 г.) изменения показателя цвета подобны тому, на что указывал Ленувель (рис. 16).

На диаграмме Герцшпрунга-Ресела (рис. 37) нанесены индивидуальные наблюденные данные о RW Возничего (вместе с данными других изученных звезд), причем модуль расстояния до звезды считался равным приблизительно 5.9 [1] и допускалось, что показатели цвета не искажены заметно поглощением света, которое около RW Возничего не велико [65]. Как видно, при изменении блеска, звезда перемещается не вдоль главной последовательности, а преимущественно, вдоль T-полосы [66].

Представляет большой интерес рассмотрение положения исследуемой звезды на двухцветной диаграмме. На рис. 38 мы приводим эту диаграмму из работы [62] и наносим на нее точки, соответствующие каждому из наших наблюдений. Как видим, положения звезды (как и других звезд, исследуемых нами) группируются в ограниченных участках. В среднем же RW Возничего оказывается лежащей несколько выше последовательности нормальных звезд. Это соответствует тому, что было получено Е. К. Харадзе и Р. А. Бартая [18].

Представляет интерес, насколько закономерно меняется положение звезды внутри полосы рассеяния в зависимости от фазы изменения блеска. По-видимому, вблизи максимума блеска звезда бывает ближе к последовательности нормальных звезд на двухцветной диаграмме (рис.

17), где белые кружки соответствуют максимуму, черные — минимуму блеска.

RY Тельца. За время наших наблюдений блеск менялся в пределах 11.29—12.79 (U), 10.77—12.35 (B) и 9.90—11.50 (V), а показатели цвета — от +0.20 до +0.72 (U-B) и от +0.49 до +1.28 (B-V). Наши наблюдения подтверждают указания [22, 23, 28, 31] на то, что звезда может долго (сотни дней) находиться в определенных фазах блеска, претерпевая малые колебания, которые более заметны в ультрафиолетовой части спектра (рис. 3). Напр., с сентября 1963 г. по март 1964 г. звезда была спокойна (в серднем 10.5 в V). Время от времени замечаются сравнительно быстрые изменения блеска (2—9.II.1961 и 17—30.III.1964 г.). Имеются отдельные случаи, когда звезда в течение одних суток меняет блеск на 0.3 за. вел. в цвете U (9.I.1961 г. и 8—9.I.1964 г.).

Наблюдательные данные показывают корреляцию для (V, B) и (V, U), при наклоне линии приблизительно в 45°. Такое значение наклона соответствует температурному излучению. Корреляции (U, U-B) и (U, B-V) явно не замечаются (рис. 18); то же самое можно сказать и о (V, B-V) и (V, U-B), но большие разбросы точек в этих зависимостях, по-видимому, указывают на сложный характер изменения блеска RY Тельца.

На двухцветной диаграмме (рис. 19) значения в минимуме блеска довольно сильно рассеяны, но в максимуме они группируются выше ультрафиолетовые избытки не наблюдаются.

На диаграмме Герцшпрунга-Рессела (рис. 37) нанесены данные, исправленные за межзвездное поглощение света по Смаку [37]. Значение для модуля расстояния звезды было взято из того же источника, считая, что среднее расстояние до темных облаков в Тельце значительно соответствует расстоянию до RY Тельца. Из рисунка, следует, что звезда располагается в пределах Т-полосы.

BP Тельца. Звезда имеет большую амплитуду блеска в синем участке спектра нежели в ультрафиолетовом и в желтом и, вообще, она характеризуется более бурными изменениями в синих лучах (рис. 4).

Звезда обнаруживает корреляции для (V, B) и (V, U) (рис. 20). Отношение $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.65$, а $\frac{\Delta U}{\Delta V} = 1.31$; это отличается от того, чего мож-

но было ждать при температурном излучении. В зависимостях (V, B-V) (рис. 21) прослеживается корреляция, но в то время как при уменьшении блеска в визуальных лучах (B-V) увеличивается, (U-B) наоборот, уменьшается. Такой же эффект замечается на диаграммах (U, U-B) и (U, B-V) (рис. 22). С уменьшением блеска в U, (U-B) уменьшается медленно, а (B-V) увеличивается сравнительно быстро.

На подобное явление указала Р. А. Бартая в своем спектрофотометрическом исследовании SS Лебедя. По ее наблюдениям оказалось,

что (U-B) возрастает при увеличении блеска и амплитуда звезды в цвете B на целую звездную величину больше по сравнению с амплитудой в цвете V [67].

Можно считать, что изменения излучения звезды, имея сложный характер, не соответствуют обычным температурным.

На диаграмме рис. 37 звезда располагается в области Т-полосы. Редукция за поглощение осуществилась и в данном случае по [37]. Рис. 23 показывает, что точки соответствующие максимумам, ложатся почти точно на последовательность нормальных звезд.

V₄₅₁ Ориона. За время наших наблюдений мы заметили лишь небольшие колебания блеска как в ультрафиолете, так и в фотографических и фотовизуальных лучах (рис. 5). Амплитуды изменения блеска не превосходят 0.3 в цвете V и только одно наблюдение увеличило этот предел до 0.5.

Корреляции (U, U-B) и (U, B-V) не отличаются от температурных.

Место звезды в максимумах и минимумах на кривой нормальной последовательности показано на рис. 24.

HK Ориона. Рис. 6 показывает, что блеск звезды колебается непрерывно и долгих остановок не наблюдается. Кроме того, время от времени замечаются острые минимумы и максимумы. Например, за одни сутки 8—9.I. 1964 г. звезда уменьшилась в блеске на 0.58, 0.67 и 0.67 в U, B, V, соответственно, а затем быстро (за 17 часов) поярчала на 0.51, 0.94 и 0.95.

Алголеподобные изменения блеска по нашим наблюдениям не обнаруживаются. Амплитуда изменения блеска больше в ультрафиолете и меньше всего в желтом цвете. Встречаются случаи, когда звезда меняет блеск в желтом и синем участках с большей амплитудой чем в ультрафиолете (9—10.I. 1964 г.). Отношения фотографической и ультрафиолетовой амплитуд к фотовизуальной равны 1.3 и 1.7.

Когда звезда слабеет в U, (U-B) и (B-V) увеличиваются, т. е. звезда краснеет (рис. 25). Пределы изменения блеска показателей цвета значительно большие.

На диаграмме нормальной последовательности точки максимума точно ложатся на кривую, точки минимума же находятся ниже кривой (рис. 26). Однако, мы должны оговорить, что значения блеска в данном случае не исправлены за межзвездное поглощение света.

В целом, мы считаем, что изменения блеска в основном соответствуют тепловому излучению.

CO Ориона. Блеск звезды меняется непрерывно и значительно (рис. 7). Почти все минимумы и максимумы двойные. В ночь 9—10.I. 1964 г. за семь часов блеск звезды увеличился на 0.46 в цвете U. Общая амплитуда изменения блеска больше в ультрафиолете, меньше в синем и наименьшая в желтом (т. е. находится в пределах температурному излучению). Зависимости (V, B) и (V, U) почти прямолинейные и соответствуют температурному излучению ($\frac{\Delta U}{\Delta V} = 1.16$, $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.03$).

Показатели цвета меняются в большом диапазоне: $(U-B)$ от +0.16 до +1.06, а $(B-V)$ от +0.63 до +1.41. Положения точек максимумов и минимумов на стандартной двухцветной диаграмме приводятся на рис. 27.

GW Ориона. Звезда колебается медленно, при малых и почти равных для трех цветов амплитудах (рис. 8; см. также рис. 28).

Зависимости (V, B) и (V, U) обычны, а зависимости $(B-V)$ и $(U-B)$ от U и от V неопределены; впрочем, наши наблюдения не позволили перекрыть всю известную амплитуду изменения блеска.

M_{Na} 265—3 в Орионе. Наши наблюдения (около 70 точек в каждом из трех цветов) позволили нам обнаружить переменность этой звезды, для которой было известно только наличие эмиссии (см. выше). Изменения блеска (рис. 9) в ультрафиолете в два раза больше, нежели в синем и в желтом цветах. При этом, зачастую случается, что при заметном изменении блеска в ультрафиолете звезда в желтых и синих лучах одновременно меняет блеск весьма незначительно. В общем же она подвержена непрерывным колебаниям блеска вокруг среднего значения. Больших изменений в течение одной ночи не замечается, за исключением отдельных случаев. Например, 11—12.2., 16—17.9. и 11—12.10. 1964 г. звезда за один сутки изменила блеск в ультрафиолете на 0.34, 0.31 и 0.56 зв. вел.

Зависимости (V, B) , (V, U) и другие представлены на рис. 29, 30, 31. $(U-B)$ обнаруживает отчетливую корреляцию с U , увеличиваясь быстрее, чем это соответствует нормальной главной последовательности. Зависимость (V, U) отлична от обычной. Показатели цвета меняются в широких пределах. При этом их значения заметно отклоняются от нормальных цветов в сторону более ранних спектральных классов, особенно для $(U-B)$. Имея в виду, что наблюденные показатели цвета не исправлены за межзвездное поглощение света, которое в области данной звезды (Орион) не может не быть ощущимым, особенно для столь слабой звезды, указываемое нами отклонение на самом деле должно быть еще более заметным. Это дает нам основание допустить наличие заметного избытка излучения в коротковолновом участке спектра данной звезды. Судя по рис. 32, в максимуме блеска звезда располагается вверху на двухцветной диаграмме.

SV Цефея. Наши наблюдения подтверждают, что звезде свойственны алголеподобные изменения блеска, но при непрерывных колебаниях (рис. 10). По несколько десятков дней она может оставаться вблизи максимума, среднего значения или минимума блеска, при этом на эти сравнительно медленные изменения накладываются более быстрые алголеподобные ослабления, каковые продолжаются по несколько дней. Например, за два дня 15—17.8. 1964 г. звезда ослабла на 0.52, 0.63 и 0.51, соответственно, а за один день 5—6.12. погорчала на 0.40, 0.39 и 0.53.

Кривые зависимостей (V, B) и (V, U) линейные и наклон линий равен 45° , что указывает на то, что характер изменения блеска подобен температурному. Разброс точек от средней линии мал. Соотношения

$(V, B-V)$, $(V, U-B)$, $(U, U-B)$ и $(U, B-V)$ также указывают на температурный характер излучения, хотя, большие разбросы точек на диаграммах, которые здесь не приводим, свидетельствуют о том, что излучение звезды в отдельных случаях может не вполне соответствовать тепловой природе.

Для значения модуля расстояния до звезды мы приняли 10.56, что получили по нашим же наблюдениям при изучении поглощения света в ее окрестностях, считая, что она является членом ассоциации и среднее расстояние до звезд спектрального класса В вокруг исследуемой звезды соответствует расстоянию до переменной. С такой редукцией нанесли мы ее на диаграмму Герцшпрунга-Рессела (рис. 37; см. также рис. 33). В максимумах блеска замечается тенденция перемещения вверх на двухцветной диаграмме (точки соответствуют минимумам, а кружки максимумам блеска звезды).

ВН Цефея. Кривая изменения блеска (рис. 11) имеет алголеподобный характер. В течение большого промежутка времени звезда находится в яркой фазе, претерпевая небольшие колебания, более заметные в ультрафиолете. Время от времени наблюдаются острые минимумы различающиеся между собой по глубине. Ослабление блеска продолжается в среднем в течение 2—3 дней, а затем в течение приблизительно того же времени звезда возвращается к первоначальному состоянию. Она почти непрерывно, каждую ночь наблюдалась в интервале 3—14.8. 1964 г. 3-го она была в максимуме и имела 12.11 зв. вел. в цвете U . 5-го блеск звезды достиг минимума (13.05), за последующие два дня она ослабла на 0.94 зв. вел., а 8-го находилась почти в максимуме. Далее, в течение 6-ти дней она была около максимума, медленно увеличивая свой блеск. Такая картина наблюдалась и в других цветах, но с несколько меньшей амплитудой. Переменная наблюдалась также непрерывно в течение 8-ми дней с 16-го по 24.8. 1963 г. До 18-го она была в максимуме блеска, претерпевая небольшие непрерывные колебания. В ночь 18—19 блеск в ультрафиолете ослаб на 0.44 зв. вел. что, однако, мало ощущалось в других цветах.

Наиболее быстрые колебания наблюдались 17—19.8. 1963 г., 7—8.8, 6—7.10 и 12—13.10 1964 г. (приблизительно 0.5 в ультрафиолете). Показатели цвета менялись в пределах: $(U-B)$ от +0.10 до +0.67, $(B-V)$ от +0.34 до +0.70.

Зависимости (V, B) и (V, U) показывают уверенную линейную корреляцию. Отношение фотографической амплитуды к фотовизуальной равно I, следовательно в этом участке спектра изменение блеска происходит в соответствии с температурным излучением. Такой же характер носит излучение звезды в ультрафиолете (отношение ультрафиолетовой амплитуды к фотовизуальной равно 1.3).

На рис. 34 представлены зависимости $(U-B)$ и $(B-V)$ от U . Характер диаграмм легко объяснить температурным излучением, если принять во внимание, что спектр звезды меняется в довольно широком ди-

пазоне от F до M [1]. Такой же эффект наблюдается на диаграммах зависимостей (U-B) от V и (B-V) от V.

На рис. 37 положение звезды представлено в исправленном за межзвездное поглощение света виде. Значение поглощения и модуль расстояния взяты на основе изложенного в настоящей работе. Звезда, в основном, располагается внутри Т-полосы. (См. также рис. 35).

ВО Цефея. Кривые (рис. 12) указывают на алголеподобный характер переменности блеска. Звезда сравнительно долгое время остается вблизи максимума (или в яркой фазе), испытывая небольшие колебания и лишь иногда резко теряя блеск. Случаются быстрые изменения блеска, доходящие до 0.45 зв. величины в течение нескольких часов, например, 20—21.8. 1963 г.

Соотношения (V, B), (V, U), (V, B-V), (V, U-B), (U, U-B) и (U, B-V) отвечают скорее температурному излучению.

Положение ВО Цефея на диаграмме Герцшпрунга-Рессела (рис. 37) исправлено за поглощение света по нашим данным. Модуль расстояния принят равным 10.80. Звезда, в основном, остается в пределах Т-полосы, лишь иногда выходя за нее. Максимумы и минимумы расположены почти на стандартной кривой (рис. 36).

Общие замечания и выводы. Как мы видели, исследованные нами звезды различаются между собой по характеру изменения блеска. Звезде СО Ориона, например, свойственны глубокие двойные минимумы и двойные максимумы, чего не наблюдается у других звезд. Объяснить их в данный момент трудно, но не подлежит сомнению, что они имеют важный физический смысл, для понимания которого все еще требуется более полный наблюдательный материал.

Скорость изменения блеска у различных звезд различна. Одни меняют блеск быстро и при больших амплитудах, другие характеризуются сравнительно медленными изменениями. Некоторые медленно меняющиеся звезды, однако, иной раз претерпевают внезапные быстрые колебания.

Для звезд ранних спектральных классов (O-F), как отмечал П. Н. Холопов [1], характерны преимущественно алголеподобные изменения блеска. Наши наблюдения подтверждают это в отношении лишь некоторых звезд. Но и те звезды, которым свойственны алголеподобные изменения, также различаются между собой накладывающимися на них неправильными колебаниями.

Из одиннадцати звезд для четырех мы получили большие амплитуды изменения блеска в цветах U, B, V, а для трех — лишь малые колебания. Амплитуды остальных переменных имеют промежуточные значения.

Зависимости между амплитудой и спектральным классом звезды пока не подмечено.

В общем констатируется большое разнообразие фотометрических характеристик, что, очевидно необходимо будет учесть при дальнейшем совершенствовании классификации.

Как известно, П. Н. Холопов [66] фиксировал на диаграмме Герцшпрунга-Рессела место звезд типа RW Возничего, назвав его Т-полосой. Для звезд ранних спектральных классов она включает в себя главную последовательность, а при переходе к поздним классам Т-полоса расширяется и поднимается вверх над главной последовательностью и тем больше, чем позднее спектральный класс. Рис. 37, на котором нанесены данные о звездах RW Возничего, RY и BP Тельца, SV, BH и ВО Цефея (т. е. о звездах, для которых мы располагали возможностью внести поправки за межзвездное поглощение), показывает, что звезды, в какой бы фазе изменения блеска они не находились, ложатся, как и ожидалось, в пределах Т-полосы и в ходе изменения блеска перемещаются не вдоль главной последовательности, а преимущественно параллельно общему направлению данной полосы. В этом — особенность характера изменения блеска звезд типа RW Возничего, не свойственная обычному температурному излучению.

Анализ нашего наблюдательного материала показывает, что для трех из изученных нами звезд типа RW Возничего с относительной уверенностью можно констатировать наличие ультрафиолетового избытка, причем последний оказался свойственным звездам поздних спектральных классов. Например, GW Ориона имеет спектральный класс dK3e. Звездам этого спектрального класса главной последовательности соответствуют нормальные показатели $(U-B) = +0.89$ и $(B-V) = +1.01$; по нашим наблюдениям для нее они меняются в пределах: от +0.04 до +0.42 и от +0.62 до +1.02, соответственно. Наблюденные показатели цвета систематически отклоняются от нормальных цветов в сторону ранних спектральных классов, особенно $(U-B)$. Учет межзвездного поглощения должен усилить этот эффект. То же самое наблюдаем мы для BP Тельца и M α 265-3в Ориона.

Судя по показателям цвета, звезды спектрального класса G (RW Возничего, RY Тельца, CO Ориона) показывают в общем, относительно слабый коротковолновый избыток. Для звезд же ранних спектральных классов (V₄₅₁ Ориона, НК Ориона, SV, BH и ВО Цефея) этот эффект почти вовсе и не прослеживается. Впрочем, в отношении НК Ориона, являющейся пекулярной звездой, мы не можем этого утверждать окончательно.

Уместно отметить тут же, что Мендоза [68] также констатирует наличие ультрафиолетовых избытков для звезд типа T Тельца и родственных объектов поздних спектральных классов.

Е. К. Харадзе и Р. А. Бартая [17, 18] для звезды RW Возничего исследованной ими спектрофотометрически, пришли к заключению, что изменения блеска во всех участках спектра обусловлены в основном температурным излучением, но тем не менее, коротковолновая эмиссия в большей или меньшей степени всегда сопровождает излучение звезды.

Двухцветная диаграмма (U-B, B-V) характеризует распределение энергии в спектре звезды и ее изменение в связи с изменением эффектив-

тивной температуры. Для исследованных нами звезд диаграмма представлена на рис. 38. Мы нанесли на нее все полученные значения ($U-B$) и ($B-V$), для всех исследуемых звезд, так что каждый кружок соответствует месту, где расположилась данная звезда при изменении блеска.

Звезды ранних спектральных классов находятся ближе к последовательности нормальных звезд; звезды же поздних классов обнаруживают тенденцию располагаться вверху над последовательностью. Однако необходимо помнить, что нанесенные данные для некоторых звезд (V_{451} , НК, СО, GW и $M\alpha$ 265-3) не исправлены за межзвездное поглощение света; картина несколько искажена этим эффектом.

Звезды RW Возничего ($dF6e-dG6e$) и RY Тельца ($dF8e-dG2e$) имеют близкие спектральные классы. RW Возничего менее искажена межзвездным поглощением света [65] и поэтому положение звезды можно считать близким к истинному. Наблюденные показатели цвета ($U-B$) и ($B-V$) для RY Тельца, как говорилось выше, были исправлены за межзвездное покраснение света, после чего на двухцветной диаграмме звезда заняла место, частично перекрывающееся с местом RW Возничего. Звезды GW Ориона и $M\alpha$ 265-3 в Орионе также принадлежат к одному и тому же спектральному классу, но более позднему— $dK3e$. В пространстве они находятся близко друг от друга [39] и принадлежат одной и той же ассоциации — Орион TI [69], поэтому можно полагать что искажение поглощением света для них одинаково. Их места на диаграмме почти полностью совпадают. Звезды же, разные по спектральному типу (ВО и ВН Цефея), занимают разные положения, но привлекает к себе внимание то обстоятельство, что будучи соседними по спектральному классу ($FO-F5$ и $F5-M$), они оказываются соседними и на диаграмме. Следовательно, звезды одного и того же спектрального класса имеют тенденцию сосредоточиться в одном месте двухцветной диаграммы. Это указывает на то, что величины ультрафиолетового избытка, а следовательно, и нормальные цвета звезд данного спектрального подкласса в среднем одинаковы.

Этот результат, сам по себе интересный с точки зрения изучения физики звезд класса RW Возничего, имеет значение также и для учета межзвездного поглощения света. Действительно, если мы установили с той или иной точностью нормальные цвета звезд данного типа, и, следовательно определили их места на двухцветной диаграмме для звезд различных спектральных классов, мы можем, на основе спектра и наблюдений ($U-B$) и ($B-V$), оценить поглощение до любой звезды этого типа.

Это представляет возможность одновременного определения поглощения в пространстве между нами и теми ассоциациями и скоплениями, членами которых являются эти звезды.

Как следует из рисунков (17, 19, 23, 24, 26, 27, 28, 32, 33, 35, 36) и как это следовало бы ожидать, в максимуме блеска изученные нами звезды располагаются на двухцветной диаграмме вверху. Сама звезда

RW Возничего, а особенно BP Тельца не подчиняются этой закономерности. В отношении RW Возничего это, по-видимому, частично можно объяснить ее двойственностью.

В заключение пользуясь случаем выразить глубокую благодарность П. Н. Холопову, проявившему интерес к настоящей работе и давшему мне ценные советы.

Март, 1968.

მეტლის RW-ს ტიპის თერთმანი ვარსკვლავის სამუშაოები
ცოტოგრაფიული ფოტომანი

ლ. მოსიძე

(რეზუმე)

შრომაში გადმოცემულია მეტლის RW-ს ტიპის 11 ვარსკვლავის სამუშაოები ფოტომეტრიული შესწავლის შედეგები, დამყარებული 1960—64 წწ. განმავლობაში მიღებულ მდიდარ დაკვირვებით მასალაზე.

მეტლის RW-ს ტიპის ადრეული სპექტრული კლასის ზოგიერთ ჩვენს მიერ შესწავლილ ვარსკვლავს ახსიათებს სიკაშვაშის ალგორითმის ტიპის მსგავსი ცვლილებები, თუმცა ეს ვარსკვლავებიც ერთმანეთისაგან მაინც განსხვავდებიან.

მეტლის RW-სათვის აგებულ (U , V) და (V , $U-V$) დიაგრამებზე (ნახ. 13 და 14) შეიმჩნევა მეორე კომპონენტის გავლენა, როცა ვარსკვლავი ხდება $V=11.0-12$ უფრო მეტად.

ორიონის CO-სათვის თითქმის ყველა ღრმა მინიმუმი და მაქსიმუმი აღმოჩეურად.

დადგინდა, რომ ემისიური ვარსკვლავი $M\alpha$ 265-3 ორიონში ნამდვილად ცვალებადია და ამასთანავე მეტლის RW-ტიპის კუთხების.

აგებულია ჰერცბერტუნგ-რესელის დიაგრამა 6 ვარსკვლავისათვის (ნახ. 37). ყველა ეს ვარსკვლავი ცნობილ T-ზოლის შიგნით განლაგდა.

დაკვირვებითი მასალის ანალიზში უჩვენა, რომ K სპექტრული კლასის ცვალებადების გამოსხივებაში შედარებით სარწმუნოდ შეიმჩნევა ულტრაინფრანივისის სიჭარბე. ფერის მაჩვენებლების მიხედვით G სპექტრული კლასის ვარსკვლავები საერთოდ გვიჩვენებს შედარებით სუსტ მოკლეტალლოვან სიჭარბეს, ხოლო უფრო ადრეული სპექტრული კლასის ვარსკვლავებში ეს ეფექტი თითქმის სრულად არ შეიმჩნევა.

აგებულია ორფეროვანი დიაგრამა ყველა 11 ვარსკვლავისათვის (ნახ. 38). ადრეული სპექტრული კლასის ვარსკვლავები მოთავსებულნი არიან ნორმალური მიმდევრობის გასწვრივ, ხოლო გვიანდელი სპექტრული კლასის — მის ზევით. შეიმჩნევა ტენდენცია: მეტლის RW-ს ტიპის ერთი და იგივე სპექტრული კლასის ვარსკვლავები ლაგდება ორფეროვანი დიაგრამის ერთი და იმავე ადგილზე. ეს მიუთითებს იმას, რომ ულტრაინფრანივის სიჭარბის სიღიღე და ნორმალური ფერები აღებული სპექტრული ქვეკლასის ამ ტიპის ვარსკვლავებისათვის საშუალოდ ერთი და იგივეა.

ეს შედეგები საინტერესოა როგორც მეტლის RW-ს ტიპის ცვალებადების, ატმოსფეროში მიმდინარე ფიზიკური პროცესების შესწავლის თვალსაზრისით, ისე ამ ვარსკვლავებამდე ვარსკვლავეთშორისო შთანთქმის შესწავლის თვალსაზრისითაც.

როგორც ჩანს (ნახ. 17, 19, 23, 24, 26, 27, 28, 32, 33, 35, 36) და როგორც ეს მოსალოდნელიც იყო, ჩვენ მიერ შესწავლილი გარსკვლავები სიკერძოშის მაქსიმუმში ორფეროვან დრაგრამაზე ღავდება ზედა ნაწილში. თვითონ მეტლის RW და განსაკუთრებით კუროს BP ამ ემორჩილებიან ამ კანონზომიერ რეგას. მეტლის RW-სათვის ეს ნაწილობრივ შეიძლება აისანს მისი ორმაგობით.

THE THREE-COLOR PHOTOGRAPHIC PHOTOMETRY OF ELEVEN RW Aur TYPE STARS

L. N. MOSIDZE

(Summary)

The results of three-color photometry of eleven RW Aur type stars, based on the numerous observations obtained during 1960—64 are given here. The stars studied are: RW Aur, RY Tau, BP Tau, V₄₅₁ Ori, HK Ori, CO Ori, GW Ori, MH α 265—3, SV Cep, BH Cep and BO Cep.

Some of them which belong to the early spectral classes are characterized by light variations similar to Algol type stars, though at the same time they differ from each other.

On the (U, V) and (V, U—V) diagrams drawn for the RW Aur (fig. 13 and 14) one can notice the influence of the second component when the star becomes fainter than V=11.0.

For CO Ori almost all the deep minima and maxima prove to be double.

The emission star MH α 265—3 in Orion has indeed been established to be variable belonging to RW Aur type.

The Hertzsprung-Russell diagram for 6 stars has been drawn (fig. 37). All these stars fall within the known T-band (66).

The ultraviolet emission excess is rather reliably fixed in the radiation of K spectral class variables. According to the color indices the variables of G spectral class show in general a fainter short-wave excess while in the stars of earlier spectral classes this effect is not at all observed.

Two-color diagram for 11 stars is drawn (fig. 38). The stars of earlier spectral classes are located along the normal sequence line, while those of late types above it. The stars of the same spectral class fall on the same place of the two-color diagram. This fact indicates that the value of ultraviolet excess and the intrinsic colors corresponding to the spectral subclasses are the same on the average.

These results are of great interest both from the standpoint of investigation of physical processes occurring in RW Aur type variables atmospheres and the study of interstellar absorption in the directions to these stars.

17, 19, 23, 24, 26, 27, 28, 32, 33, 35, 36
სუს კუმ, ჩვენ მოერ შესწავლით ვარსკვლავები სუ
მორვან დიაგრამაზე ლაგდება ზედა ნაწილში, ფერი
მორჩილი კუროს BP არ ემორჩილებიან ამ ქანონმდე
ს ნაწილობრივ შეიძლება თიხსნას მისი ორგანობა

PHOTOGRAPHIC PHOTOMETRY OF ELEVEN RW Aur TYPE STARS

L. N. MOSIDZE

(Summary)

color photometry of eleven RW Aur type stars, based
on observations obtained during 1960—64 are given here. The
stars are V₄₅₁ Ori, RY Tau, BP Tau, V₂₆₅ Ori, HK Ori, CO Ori,
V Cep, BH Cep and BO Cep.

belong to the early spectral classes are characterized
similar to Algol type stars, though at the same time
they are different.

V, U—V) diagrams drawn for the RW Aur (fig. 1)
show the influence of the second component when the star
is at minimum brightness = 11.0.

All the deep minima and maxima prove to be double.

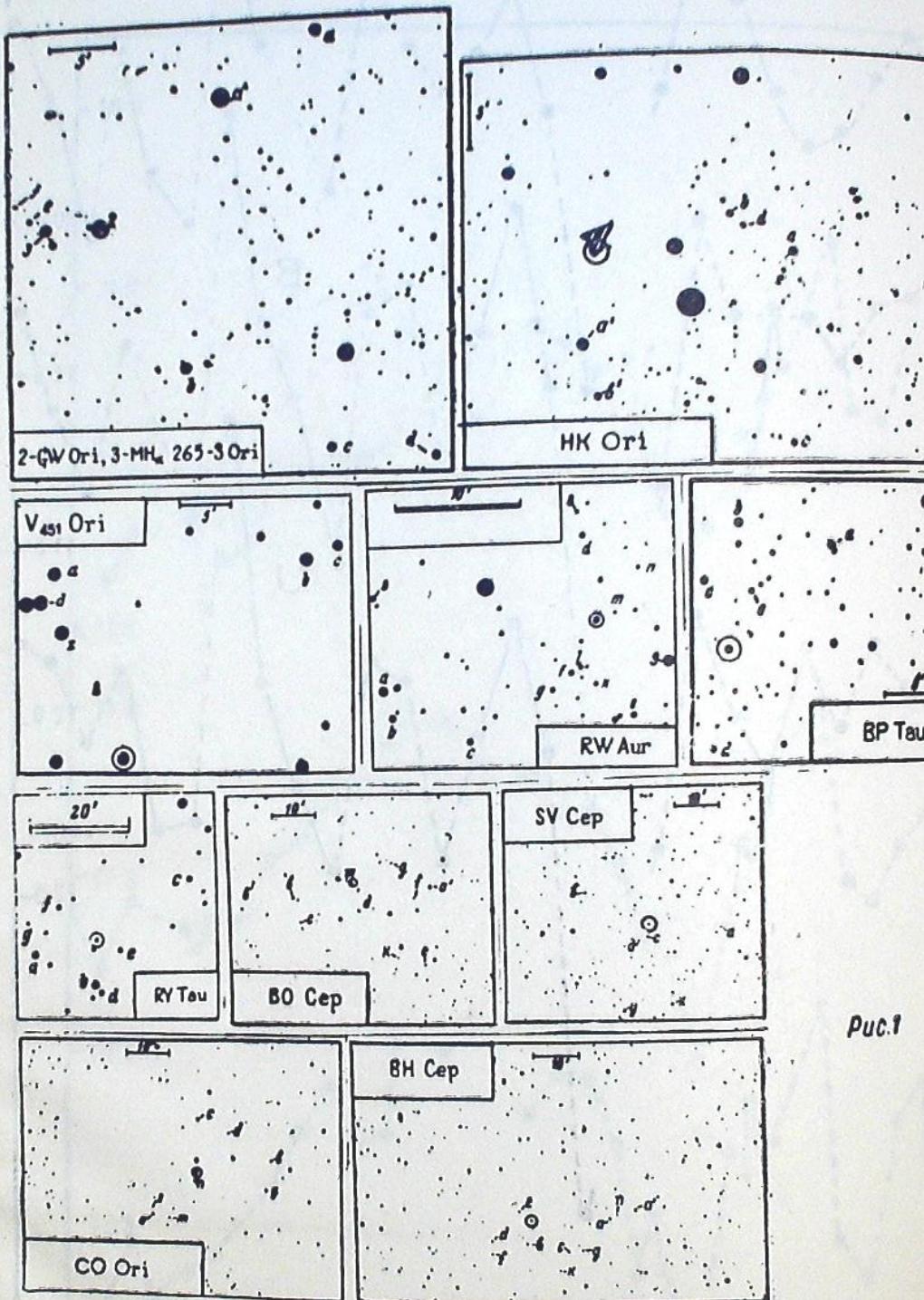
H_α 265—3 in Orion has indeed been established to
be a characteristic of the RW Aur type.

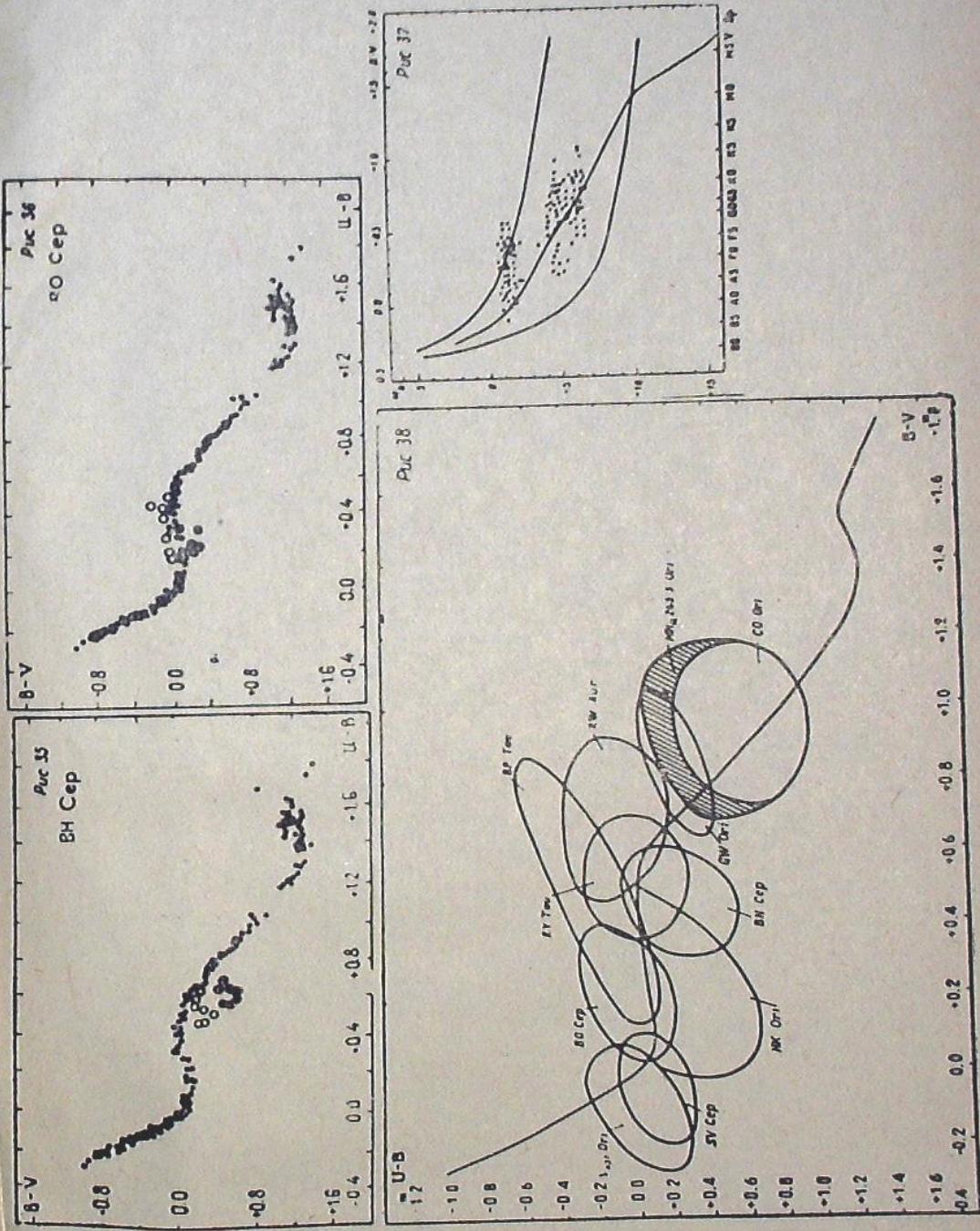
A Russell diagram for 6 stars has been drawn (fig. 37)
in the known T-band (66).

Ultraviolet radiation excess is rather reliably fixed in the radiation
of the RW Aur type variables. According to the color indices the variables
are in general a fainter short-wave excess while in the
spectral classes this effect is not at all observed.

The color sequence for 11 stars is drawn (fig. 38). The stars of earlier
spectral types fall along the normal sequence line, while those of
the later spectral types fall on the same place.

This fact indicates that the value of ultraviolet
radiation excess corresponding to the spectral subclasses are
of great interest both from the standpoint of investi-
gating the physical processes occurring in RW Aur type variables atmospheric
absorption in the directions to these stars.





As it is seen (fig. 12, 19, 23, 24, 26, 27, 28, 32, 33, 35, 36) and as it was expected the stars under consideration fall above the line of the two-color diagram at the moments of their maxima.

RW Aur itself and BP Tau do not follow this regularity. For RW Aur this may be partially explained by its being a double star.

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Холопов П. Н. ПЗ, 1964, 15, № 1, 3.
2. Холопов П. Н. ПЗ, 1955, 10, № 6, 390.
3. Гапосчkin S. HA, 1952, 118, № 16, 119.
4. Pedersen H. N. AN, 1936, 260, № 6217, 11.
5. Wenzel W. MVS, 1957, № 341.
6. Joy A. H. and Biesbroeck G. PASP, 1944, 56, № 330, 123.
7. Joy A. H. AphJ, 1945, 102, № 2, 168.
8. Joy A. H. and Wilson R. E. AphJ, 1949, 109, № 2, 231.
9. Lepouvel F. J. D. Observateurs, 1957, 40, 37.
10. Вроглия Р. и Лепувель Ф. Mem. Soc. astr. Ital. 1959, 30, 199.
11. Артюхина Н. М. АЖ, 1960, 37, № 1, 95.
12. Bonsack W. K. and Greenstein I. L. AphJ, 1960, 131, 83.
13. Ahnert P. MVS, 1961, № 578.
14. Чугайнов П. Ф., Зайцев Г. В. ПЗ, 1962, 14, № 3, 148.
15. Furtig W., Wenzel W. Sterne, 1964, 40, № 1—2, 35.
16. Furtig W. and Wenzel W. MVS, 1963, 2, № 1, 11.
17. Харадзе Е. К., Бартая Р. А. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс., 1964, 30, 3.
18. Харадзе Е. К., Бартая Р. А. Астрофизика, 1965, 1, № 4, 405.
19. Кумшишвили Я. И., Магалашвили Н. Л. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс., 1964, 30, 33.
20. Чирзоян Л. В., Казарян Э. С. Астрофизика, 1965, 1, № 2, 213.
21. Чугайнов П. Ф. Изв. КраО, 1965, 34, 86.
22. Холопов П. Н. ПЗ, 1955, 10, 3, 180.
23. Nielsen A. V. AN, 1930, 239, 221.
24. Nielsen A. V. AN, 1934, 251, 182.
25. Nielsen A. V. AN, 1937, 259, 60.
26. Nielsen A. V. AN, 1939, 266, 39.
27. Nielsen A. V. AN, 1940, 270, 293.
28. Beyer M. AN, 1937, 263, 63.
29. Greenstein I. L. and Aller L. H. PASP, 1947, 59, № 346, 139.
30. Bidelman W. P. AphJ Suppl. Ser., 1954, № 7, 210.
31. Холопов П. Н. ПЗ, 1961, 13, № 6, 430.
32. Бадалян Г. С. Сообщ. Бюрак. обс. 1958, 25, 49.
33. Бадалян Г. С., Ерастова Л. К. Сообщ. Бюрак. обс. 1964, 36, 55.
34. Hegbig G. H. AphJ, 1961, 133, № 1, 337.
35. Hunger K. ZFA, 1963, 56, № 4, 285.
36. Варданиан Р. А. Сообщ. Бюрак. обс. 1964, 35, 3.
37. Smak J. AphJ, 1964, 139, № 4, 1095.
38. Joy A. H. AphJ, 1949, 110, № 3, 424.
39. Холопов П. Н. ПЗ, 1951, 8, № 2, 112.
40. Varsavsky C. M. AphJ, 1960, 132, № 2, 354.
41. Götz W. VSS, 1961, 5, № 2.
3. աճետ աժրդող ոճե ծըլլ, № 37

42. Bonsak W. K. *AphJ*, 1961, 133, № 1, 340.
 43. Morgenroth O. *AN*, 1939, 268, 276.
 44. Sötz W. *MVS*, 1958, № 360.
 45. Herbig G. H. *AphJ, Suppl. ser.*, 1960, 4, № 43.
 46. Götz W., Huth H. *VSS*, 1958, 4, № 3, 251.
 47. Ross F. E. *AJ*, 1927, 37, № 882, 156.
 48. Schneller H. *Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderlichen Sterne*, 1952 Berlin.
 49. Elvey C. T. and Babcock H. W. *Aph J*, 1943, 97, № 3, 412.
 50. Соловьев А. В., Ерлексова Г. Е. *Бюлл. инст. астрофизики Таджикской ССР*, 1962, № 34.
 51. Kuhi L. V. *PASP*, 1963, 75, № 446, 415.
 52. Böhme Von S. *AN*, 1939, 268, 71.
 53. Himpel K. *AN*, 1940, 270, № 4, 185.
 54. Gaposchkin C. P. *HA*, 1952, 118, № 19.
 55. Herbig G. H. *AphJ*, 1960, 131, № 3, 632.
 56. Wenzel W. *MVS*, 1956, № 239.
 57. Hoffmeister C. *AN*, 1936, 259, № 6195, 48.
 58. Hoffmeister C. *AN*, 1944, 274, 232.
 59. Hoffmeister C. *AN*, 1949, 278, 24.
 60. Morgenroth O. *AN*, 1934, 252, 391.
 61. Hoffmeister C. *MVS*, 1957, 271.
 62. Johnson H. L. and Morgan W. W. *AphJ*, 1953, 117, № 3, 313.
 63. Hoag A. A. Johnson H. L. *Publ. Nav. obs. Series II*, 1961, 17, № 7.
 64. Харадзе Е. К., Бартая Р. А. *Бюлл. Абастум. астрофиз. обс.* 1960, 25, 139.
 65. Холопов П. Н. *АЖ*, 1950, 27, № 4, 233.
 66. Холопов П. Н. *АЖ*, 1958, 35, № 3, 434.
 67. Бартая Р. А. *Астрофизика*, 1966, 2, № 4, 467.
 68. Мендоза Е. Е. *Aph. J*, 1966, 143, № 3, 1010.
 69. Холопов П. Н. *АЖ*, 1959, 36, № 2, 301.

БЮЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 37, 1969

СПЕКТРАЛЬНЫЕ ИЗМЕНЕНИЯ СН ЛЕБЕДЯ ПРИ ВСПЫШКЕ

М. В. ДОЛИДЗЕ и Г. Н. ДЖИМШЕЛЕИШВИЛИ

Множество наблюдений показали, что спектры различных типов полуправильных переменных звезд спектрального класса M имеют свои характерные особенности. Это касается как линейчатого (полосчатого), так и непрерывного спектра звезд [1].

В том случае, когда звезда имеет составной спектр, изменение спектров со временем искажается влиянием второго, также переменного, составляющего. Подобный пример представляет спектр СН Лебедя, HD 182917, полуправильной переменной типа SRa.

По имеющимся данным [2, 3] спектр претерпел следующие изменения. По сообщению Дойча [2] звезда претерпела вспышку 15, 17 и 19 июня 1967 г., подобную вспышке 1963 года. Во время вспышки спектр звезды M6 подавлял горячий континуум. В эмиссии были бальмеровские линии водорода, He I и [Fe II]. Ca II H и K имели интенсивные резкие эмиссионные компоненты и сильные глубокие абсорбции типа R Cygni. По сообщению Ференбака [3, 4], в Лионской обсерватории с 3 по 10 июля наблюдали изменение интенсивности ультрафиолетового излучения звезды на 40 процентов за несколько минут. Изучение спектра СН Лебедя имеет таким образом двойной интерес: как малоизученного спектра переменных звезд типа SRa и как комбинированного спектра. Наблюдения СН Лебедя 1966 года (два спектральных снимка, полученных на большой призменной камере Абастуманской обсерватории, с 8° призмой) были продолжены нами при вспышке осенью 1967 года. Наблюдательные данные приводим в таблице.

При отсутствии систематических спектрографических и электрофотометрических наблюдений звезды, обработка нашего фотографического наблюдательного материала, полученного призменной камерой с умеренной дисперсией, может иметь некоторый смысл, хотя мы можем получить только грубое представление о характере спектра и его изменений. Звездой сравнения, для обработки непрерывного спектра, нами была выбрана близлежащая от СН Лебедя звезда спектрального класса KO, HD 184241. Спектры обрабатывались на микрофотометре МФ-4. Микрофотограммы СН Лебедя приведены на рис. 1 (Кодак OaF) и 2 (ZU-1, Kodak OaO). Калибровочные снимки были получены в лаборатории на спектрографе ИСП-51. Характеристические кривые строились отдельно для визуального и фотографического участков спектра. Непрерывный