

საქართველოს სსრ მეცნიერებათა აკადემია  
АКАДЕМИЯ НАУК ГРУЗИНСКОЙ ССР

52 (03)

3 128

აბასთუმანის ასტროფიზიკური მზსერვატორია  
შთა ყანოზილი

## ბ ი უ ლ ე ტ ე ნ ი

АБАСТУМАНСКАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ  
ГОРА КАНОВИЛИ

### Б Ю Л Л Е Т Е Н Ь

37

ვაგონტეხლოზა „მეცნიერება“

თბილისი

1969

Тбилиси



«Бюллетень» содержит результаты наблюдений, и исследований, выполненных за последние годы, главным образом, в Абастуманской астрофизической обсерватории в областях изучения переменных и нестационарных звезд, спектральных исследований, звездной астрономии, изучения Солнца и планет.

Отв. редактор Е. К. Харадзе

## О ПЕРЕМЕННОСТИ БЛЕСКА ДВОИНОЙ СИСТЕМЫ АХ ЕДИНОРОГА

Н. Л. МАГАЛАШВИЛИ и Я. И. КУМСИШВИЛИ

Звезда АХ Единорога значится в ОКПЗ, 1958 как спектрально-двойная звезда  $B_{eq} + gM2$ . Характер изменения блеска  $J?$ , в максимуме звезда 7.0, в минимуме 7.2 зв. величины. Эту интересную звезду в 1921 г. Хьюмсон и Мерилл [1] внесли в список В звезд с эмиссионными линиями  $H\alpha$ . В 1923, 1927 гг. Пласкет [2, 3] отметил переменность ее спектра. Резко выраженные изменения, которые были замечены, заключались в появлениях время от времени линий поглощения ионизованных металлов и водорода, характерных для газовой оболочки. По смещению линий водорода Пласкет определил значение периода орбитального движения, оказавшегося равным 235 дням. Тогда же было отмечено, что система АХ Единорога состоит из В звезды и более слабой звезды-гиганта спектрального класса К. В 1952 г. Мерилл [4] определил спектроскопическую орбиту и получил для нее  $P=232$  дня и  $e=0$ .

В 1963, 1964 гг. были опубликованы статьи Коули [5, 6] о спектроскопическом исследовании АХ Единорога. Из измерений слабых линий поглощения спутника класса К, видимых в спектральной области близкой к  $H\alpha$ , получены исправленный орбитальный период 232.5 дня и спектроскопическая орбита. Как было указано названным автором, в одной и той же фазе орбитального цикла появляются линии поглощения металлов и водорода. Эти линии автором интерпретируются как доказательство существования газовых потоков между компонентами, в основном направленных от звезды позднего класса к звезде В. Линии могут быть видны в течение двух месяцев и максимальной интенсивности достигают они до действительного соединения двух звезд. Ближайшее соединение предполагалось в эпоху  $JД 2438444$ , т. е. в феврале 1964 г., а появление линий ионизованных металлов — уже в декабре 1963 г. Также указывалось на возможное частичное затмение атмосферы звезды В внешней хромосферой звезды К.

А. А. Боярчук и И. И. Проник [7], на основании 38 спектрограмм с дисперсией от 13 до 33 ангстр. на мм, полученных на Крымской астрофизической обсерватории, исследовали и уточнили характеристики компонент АХ Единорога. Показано, что система состоит из горячей звезды  $B1 IV$  и холодной  $K0 III$ , которые окружены асимметричной оболочкой. Оболочка образуется вследствие истечения материи с поверхности горячей компоненты. Получены некоторые данные о строении оболочки.

Таблица 2

JD	$\varphi$	$\Delta m_V$	$\Delta m_B$	$\Delta m_U$	n
		-0.088	+0.198	-0.439	7
2437962.470	0.929	091	182	430	9
963.476	934	103	184	482	12
964.468	938	126	133	614	11
969.480	960	084	200	508	12
970.479	964	034	176	553	2
38060.418	351	034	167	444	3
081.370	441	111	275	328	2
087.331	466	078	146	474	2
351.586	603	130	160	475	5
352.488	606	090	299	068	5
386.556	753	+0.004	167	242	8
401.287	816	-0.121	210	209	5
403.459	826	100	178	212	2
404.493	830	115	168	476	4
489.195	195	116	213	512	6
677.505	004	082	221	470	3
678.541	008	064	172	576	3
681.451	021	104	196	507	3
683.442	030	088	126	576	3
699.426	098	163	116	617	4
731.454	236	166	163	539	4
732.318	240	136	205	526	3
756.378	343	193	106	732	3
763.424	374	191	224	411	5
792.301	497	059	258	265	3
822.288	627	101	286	095	3
846.279	730	068	260	179	5
39061.499	655	035	181	264	4
062.522	660	094	225	227	5
063.453	664	077	209	310	4
064.524	668	114	199	272	7
065.490	672	081	253	065	5
093.411	792	041	258	185	4
116.480	892	022	233	392	5
147.318	024	033	153	481	5
209.252	291	129	126	514	5
494.356	516	126	221	157	3
504.333	694	074	184	066	2
549.256	748	140	325	+0.034	3
550.236	752	012	374	-0.107	3
560.273	801	163	181	235	5
561.259	805	106	245	191	5
562.239	809	101	190	313	5
563.238	813	120			

жали по март 1967 г. Наблюдения проводились в системе близкой к UVV. Методика наблюдений и обработки были обычно применяемые в Абастуманской обсерватории. Звездами сравнения служили:  $a = \text{HD}45910 = \text{ВД}+5^\circ 1267$  и  $b = \text{HD}46966 = \text{ВД}+6^\circ 1303$ . Все наблюдения приведены к звезде  $a$ .

После ознакомления с работой Коули мы особенно усиленно наблюдали АХ Единорога при близких фазах возможных соединений. Наши наблюдения позволили обнаружить переменность блеска АХ Единорога в ультрафиолетовых лучах с амплитудой  $\approx 0.4$  зв. величины с периодом орбитального движения. Наблюдения приведены в таблицах 1 (индивидуальные наблюдения) и 2 (осредненные за ночь).  $\Delta m_V$ ,  $\Delta m_B$  и  $\Delta m_U$  —

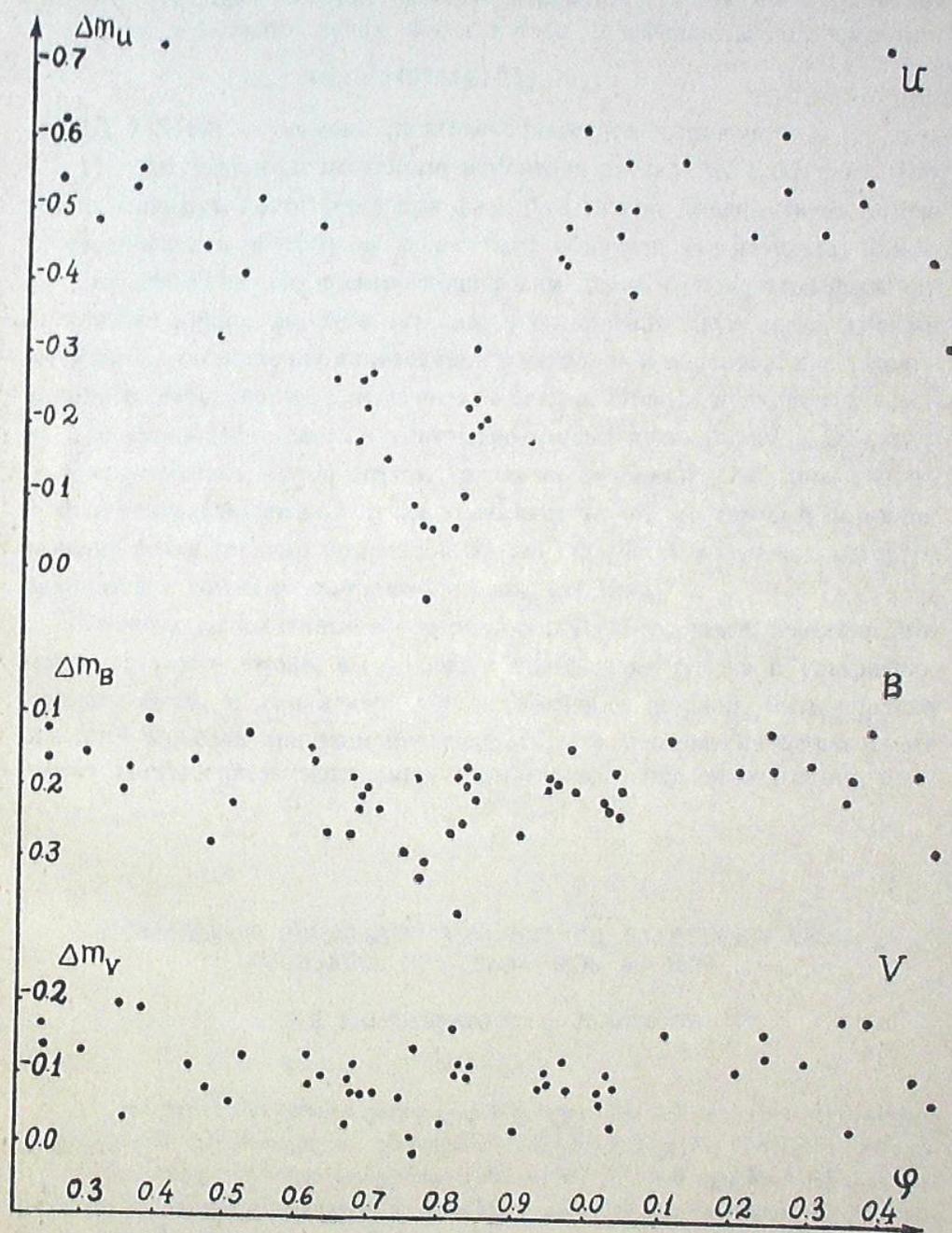


Рис. 1

разности звездных величин между переменной и звездой сравнения  $\alpha$ , в соответствующих лучах. Фазы в табл. 2 вычислены по элементам:

$$M_{\text{in}} = 2438444 + 232.5E,$$

где JD 2438444 — момент спектроскопического соединения.

На рис. 1 приведены кривые изменения блеска AX Единорога. Как видно, минимум достигается при фазе 0.75, значит предшествует моменту соединения и поэтому не может быть объяснен как результат атмосферного затмения. По спектроскопическим данным около этой фазы орбитального цикла, до действительного соединения двух звезд, появляются линии поглощения ионизованных металлов и водорода, как уже отмечалось, характерные для газовых потоков. Отсюда приходим к выводу, что уменьшение света в ультрафиолетовых лучах, по-видимому, связано с затмением яркой звезды газовыми потоками. Большая амплитуда в ультрафиолетовых лучах указывает на то, что газовый поток затмевает более горячий компонент В, большая часть излучения которого находится в синем и ультрафиолетовом участках.

Расчеты, выполненные в обсерватории Р. И. Киладзе, показали, что масса газового потока, вызывающая уменьшение блеска в ультрафиолетовых лучах с амплитудой 0.4 зв. величины, должна быть порядка  $M = 10^{-15} M_{\odot}$ , если при этом предполагать, что уменьшение блеска вызывается поглощением света лишь атомами водорода газового потока.

Июль, 1967.

სპექტრულად ორჯერადი ვარსკვლავის მარტორქის AX-ის  
სიკაშკაშის ცვალებადობის შესახებ

ბ. მაღალაშვილი და ი. ჭუმსიშვილი

(რეზუმე)

სპექტრულად ორჯერადი ვარსკვლავის მარტორქის AX-ის ფოტოელექტრულ დაკვირვებებს ვაწარმოებდით აბასთუმნის ასტროფიზიკური ობსერვატორიის სავარსკვლავეო ელექტროფოტომეტრით 1962—1967 წწ. სამ ფერში UBV. ამ დაკვირვებებმა საშუალება მოგვცა შეგვენიშნა სიკაშკაშის ცვალებადობა ულტრაიისფერ სხივებში ამპლიტუდით  $\approx 0,4$  ვარსკვლ. სიდიდისა და ისეთივე პერიოდით, როგორც ორბიტული მოძრაობის პერიოდი. სიკაშკაშის მინიმუმი შეინიშნება ფაზის 0,75 მახლობლობაში, მაშასადამე იგი წინ უსწრებს შეერთების მომენტს. სპექტროსკოპული მონაცემების მიხედვით, ორბიტული მოძრაობის ამ ფაზის მახლობლობაში გამოჩნდება ხოლმე გაზის ნაკადების დამახასიათებელი, იონიზებული მეტალებისა და წყალბადის შთანთქმის ხაზები. როგორც ეტყობა, სიკაშკაშის შემცირება ულტრაიისფერ სხივებში გამოწვეულია გაზის ნაკადების კიერ ცხელი კომპონენტის დაბნელებით.

ON LIGHT VARIATIONS OF SPECTRALLY BINARY SYSTEM  
AX MON

N. L. MAGALASHVILI and I. I. KUMSISHVILI

(Summary)

The photoelectric observations of the spectrally binary star AX Mon were carried out in three colours U, B, V by means of a stellar electrophotometer of the Abastumani astrophysical observatory in 1962—1967.

These observations made it possible to notice periodic light variations in ultraviolet with an amplitude of about 0.4 mg and the period equal to that of orbital motion (232.5 day). The minimum is observed near the phase 0.75, which precedes the conjunction moment.

According to the spectral data near this phase of orbital motion the lines of ionized metals and hydrogen, characteristic of gaseous streams, appear now and then. The decrease of light in the ultraviolet might be due to the eclipse to the bright component by gaseous streams.

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Humason M. L. Merrill P. W. The stars of class B having the H $\alpha$  line bright. Publ. A. S. P. 1921, 33, 112—114.
2. Plaskett J. S. A remarkable variable spectrum. Publ. A. S. P. 1923, 35, 149.
3. Plaskett J. S. Three peculiar spectra. Publ. Dom. astrophys. obs. Victoria. 1927, 4, № 1, 1—26.
4. Merrill P. W. The low-temperature spectrum of HD 45910. Aph. J. 1952, 116, N., 3, 498.
5. Cowley A. P. Variable spectrum of AX Monocerotis. A. J. 1963, 68, № 5, 276.
6. Cowley A. P. The binary system AX Monocerotis. Aph. J. 1964, 139, № 3, 817.
7. Боярчук А. А., Проник И. И. Изв. Крым. астрофиз. обс. 1967, 37, 236.
8. Guthnick P., Prager R. Fünf lichtelektrisch gefundene Veränderliche von sehr frühem Spektraltypus. A. N. 1930, 239, 13.
9. Garoschkin S. P. Variable stars in Milton field 25. Harvard Ann. 1952, 118, № 3.

## СВЕРХНОВАЯ в NGC 3389

А. Д. ЧУАДЗЕ И Т. И. БАРБЛИШВИЛИ

28 февраля 1967 года на негативе, полученном на камере Шмидта (36.0—44.4 см; фок. р. = 63 см) Абастуманской астрофизической обсерватории, одним из авторов настоящей статьи была открыта сверхновая звезда в спиральном рукаве галактики NGC 3389 (см. фото). Приближенные координаты Сверхновой следующие:

$$\alpha_{1950.0} = 10^{\text{h}}45^{\text{m}}8,$$

$$\delta_{1950.0} = +12^{\circ}49'$$

Сверхновая находится к северо-западу от ядра галактики: к западу на  $2^{\circ}2'$ , к северу на  $33''$ . Ее фотовизуальная звездная величина 28 февраля была 12.47. Открытие было подтверждено прямыми и спектральными снимками, полученными в последующие дни.

Галактика NGC 3389 является членом тройной группы (NGC 3379, 3384 и 3389) Холмберг № 212 и в этой группе галактик это первый случай обнаружения Сверхновой. По классификации Сэндиджа, перечисленные три галактики принадлежат к типам E0, SBO и Sc, соответственно.

Расстояние до галактики NGC 3389 мы вычислили по ее красному смещению ( $+1202$  км/сек [1]) по формуле:

$$V_r = H \cdot r,$$

где за значение постоянной Хаббла мы приняли  $H = 100$  км/сек на один мегапарсек. Оно оказалось равным 12 Мпс.

Применив весьма упрощенную процедуру учета межзвездного поглощения в Галактике по формуле  $\Delta m = 0.25 \cdot \text{cosec } b$  ( $b'' = 57.74$ ), мы получили для абсолютной фотовизуальной величины Сверхновой на 28 февраля 1967 г.

$$M_{pv} = -18.3.$$

До 28 февраля ближайший к этой дате открытия снимок NGC 3389 на нашей обсерватории относится к 9 января того же года, но на нем следов Сверхновой нет (предельная фотовизуальная звездная величина для данного негатива 16.0). Интересно было бы просмотреть снимки этой галактики, полученные в феврале месяце 1967, где таковые имеются.

После открытия Сверхновой, мы продолжали ее систематические наблюдения на камере Шмидта. Снимки получались на ортохроматических пленках А-600, без фильтра. В хорошие ночи мы получали также снимки в системе, близкой UBV (А-500+UG<sub>2</sub>; А-500+GG<sub>13</sub>; А-600+GG<sub>11</sub>) с привязкой к скоплению Яслей [2].

Мы создали звезды сравнения в поле вокруг Сверхновой по стандартным звездам Северного полярного ряда. На представленной фотографии отмечены также и звезды сравнения.

В таблице 1 даются звездные величины звезд сравнения. Средняя квадратическая ошибка определения величин звезд сравнения составляет  $\pm 0,08$  зв. величины.

Таблица 1

№ п/п	$m_{pv}$						
1	12.04	5	12.89	9	13.46	13	13.96
2	29	6	96	10	53	14	14.09
3	49	7	13.02	11	73	15	89
4	81	8	37	12	94		

Результаты наблюдений Сверхновой без фильтра даны в табл. 2 (см. также рис. 1).

Таблица 2

№ п/п	Дата наблюдения	Всемирное время	$m_{pv}$	№ п/п	Дата наблюдения	Всемирное время	$m_{pv}$
1	28. II. 1967	18 <sup>h</sup> 26 <sup>m</sup>	12.47	15	13. III. 1967	19 49 <sup>m</sup>	13.17
2	1. III	17 12	52	16	14. III	20 07	17
3	"	17 32	69	17	"	20 20	20
4	3. III	17 00	58	18	30. III	18 02	63
5	"	17 11	46	19	"	18 14	90
6	"	17 36	64	20	1. IV	19 08	14.23
7	7. III	17 38	94				
8	"	17 50	79	21	"	19 16	12
9	"	17 59	67	22	"	18 32	34
10	"	18 07	90	23	6. IV	18 40	38
11	"	"	"	24	8. IV	20 03	51
12	8. III	17 52	87	25	10. IV	19 48	39
13	"	18 15	79	26	12. IV	18 31	60
14	12. III	18 25	90	27	13. IV	19 41	20
		19 21	13.00	28	14. IV	20 07	24

Судя по кривой блеска, Сверхновая относится к I типу. То же самое показывают и спектры Сверхновой, полученные В. А. Ощепковым на 70-см менисковом телескопе Абастуманской обсерватории с 4°-ной предобъективной призмой.

Как видно, Сверхновая стала претерпевать быстрые флуктуации блеска 8 апреля, что длилось несколько дней; к примеру, 13 апреля ее

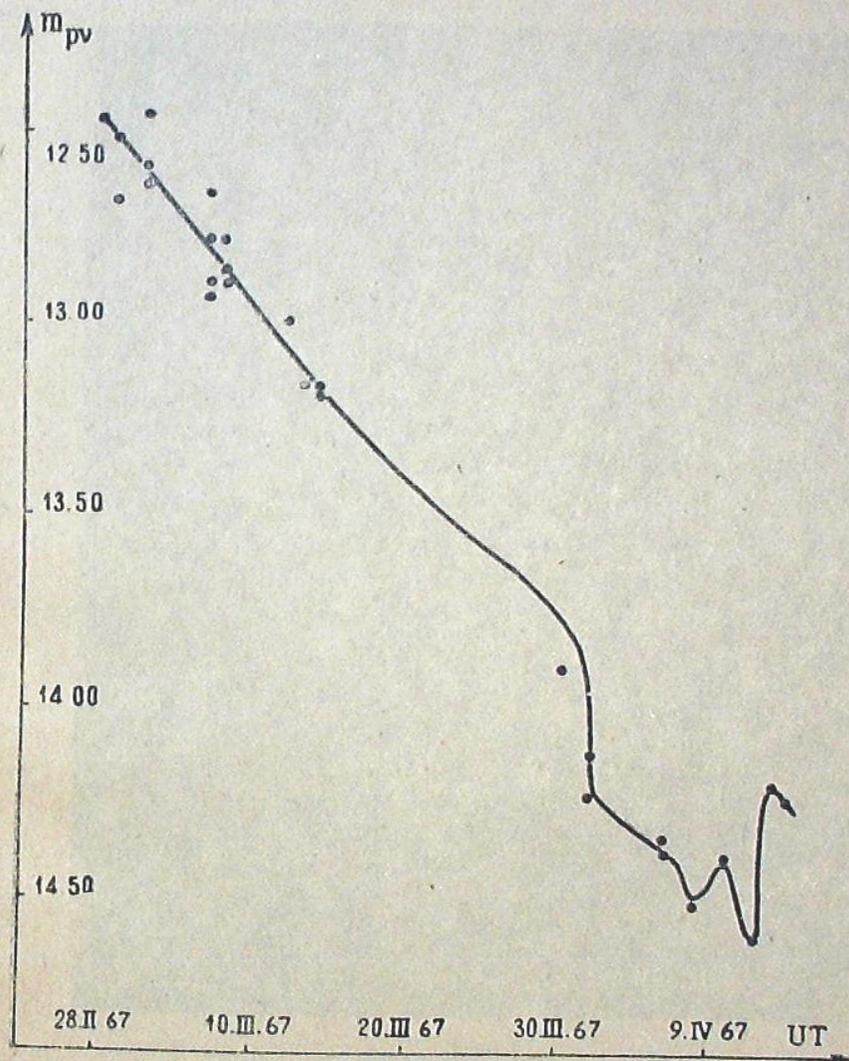


Рис. 1.



Фото 1

блеск увеличился на 0.4 зв. величины по сравнению с предыдущим днем.

Наблюдения Сверхновой в системе UBV (табл. 3) показывают, что с 10-го по 13-го марта (B-V) положительная величина, не превышающая 0.5 зв. величины, а (U-B) — отрицательная, близкая к нулю.

Таблица 3

№ п/п	Дата наблюдения	Всемирное время	U	B	V
1	10. III. 1967	<sup>h</sup> 19 <sup>m</sup> 02	-----	-----	<sup>m</sup> 13.52
2	"	19 14	-----	-----	50
3	11. III	19 13	-----	-----	59
4	12. III	17 48	13 <sup>m</sup> 89	-----	-----
5	"	18 42	-----	14 <sup>m</sup> 00	-----
6	"	18 52	-----	13 98	-----
7	"	19 02	-----	-----	13.68
8	13. III	18 44	14.07	-----	-----
9	"	19 04	-----	14.14	-----
10	"	19 14	-----	-----	13.72

Июль, 1967.

ზეახალი ვარსკვლავი გალაქტიკაში NGC 3389

ა. ჭუაძე და თ. ბარბლიშვილი

(რეზიუმე)

1967 წლის 28 თებერვალს აბასთუმნის ასტროფიზიკურ ობსერვატორიაში აღმოჩენილ იქნა ზეახალი ვარსკვლავი გალაქტიკაში NGC 3389. აღმოჩენის დღეს ზეახალი ვარსკვლავის ფოტოვიზუალური ვარსკვლავიერი სიდიდე იყო 12.47, ხოლო ფოტოვიზუალური აბსოლუტური სიდიდე — -18.3.

ზეახალზე ვაწარმოებდით სისტემატურ დაკვირვებებს. შედეგები მოცემულია მე-2 და მე-3 ცხრილებში. ავადეთ სიკაშკაშის მრუდი. შექმენით შესადარი ვარსკვლავები (ფოტო, ცხრილი 1).

მრუდისა და სპექტრის მიხედვით, ზეახალი მიეკუთვნება I ტიპს.

THE SUPERNOVA IN NGC 3389

A. D. CHUADZE and T. I. BARBLISHVILI

(Summary)

The Supernova in the galaxy NGC 3389 discovered by A. D. Chuadze in Abastumani on February 28-th, 1967, had on the same day photovisual magnitude 12.47 and photovisual absolute one — -18.3.

The magnitude values for the period February 28 — April 14 are given in tables 2 and 3. The light curve is given too. The magnetudes for the comparison stars are given in table 1.

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 все 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 1, 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. И. 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 1

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 <sub>133</sub> Ориона HK Ориона	8.5—9.5 pg 11.4—12.5 pg	B9e A4ep	7,39 7,8,39 43—46,52	Орионовы переменные ранних сп. кл.
CO Ориона CW Ориона	10.4—12.9 pg 10.8—11.5 pg	gGe dK3e	8,28,44, 7,12,39, 44,51	Орионовы переменные промежуточных и поздних сп. кл.
MH <sub>2</sub> 265—3 в Орионе		dK3e	39,44	Вспыхивающие переменные (flash)
SV Цефея	10.1—12.1 pg	AO	52—56	Быстрые неправильные ранних сп. кл.
BH Цефея BO Цефея	11.5—12.7 pg 12.4—13.7 pg	F—M FO—F5	55,57—59 59,60	Быстрые неправильные промежуточных и поздних сп. кл.

Опишем вкратце 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]. Двойственность, отнес компоненты к спектральным классам dG5e 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 наблюдаемые 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 UVV, показали, что (B-V) растет с уменьшением блеска звезды, а (U-V) меняется довольно сложным образом. Зависимость (U-V) 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 Гринштейн [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 волн 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.

Фюртиг 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 имела, хотя и была выражена слабее. Было найдено, что изменения блеска в фотографическом участке больше, чем в ультрафиолете. Цвет (U-V) 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.

Подводя итоги кооперированным наблюдениям RW Возничего, П. Ф. Чугайнов [21] показал, что изменения блеска складываются из короткопериодических 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. Гринштейн 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 наблюдаемым 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 наблюдаемые данные 1905—61 гг., П. Н. Холопов [31] подтвердил свой ранний вывод о переменности характера изменения блеска со временем. По Г. С. Бадалян [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 обуславливается 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. ВР 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 dK5e. 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.

V<sub>451</sub> Ориона. Джой [7] определил спектральный класс звезды как В9е. П. Н. Холопов [39] отнес звезду к типу RW Возничего.

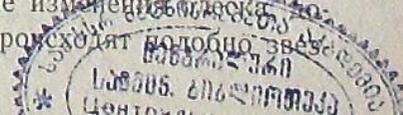
НК Ориона. Переменность звезды открыл Моргенрот [43] и причислил ее к затменным переменным. Хоффмейстер [52] обнаружил неправильные изменения блеска, характер которых напоминает звезды типа R Северной Короны. Он же заметил, что звезда находится в голове маленькой яркой кометообразной туманности, которая, по его мнению, освещается переменной звездой. По Джою [38] спектральный класс звезды А4.

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 трехугольная 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 А4 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,ходящие временами до трех звездных величин, происходят по отношению

P-55725



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 Орiona. Джой [7] обнаружил сильную H-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. Кюи [51] указал на истечение звездного вещества с поверхности звезды. Бонсак и Гринстейн [12] наблюдали в спектре сильную линию нейтрально-го лития.

MNa 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 МК как АО. Венцел [56] указал на алголеподобные изменения блеска; быстрые изменения достигают 0.5 зв. вел. в течение двух часов.

ВН Цефея. Переменность звезды обнаружил Хоффмейстер [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, Хоффмейстер [59] заключил, что звезда является неправильной переменной звездой и причислил ее к типичным звездам RW Возничего. По Хербигу [55] переменная имеет спектральный тип F5IV.

ВО Цефея. Переменность этой звезды открыл Моргенрот [60]. Хоффмейстер 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 Хоффмейстеру [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 анаберрационной камерой Шмидта (360—444 мм; фок. расст. 625 мм). Фотометрическую систему UVV мы осуществили с Шоттовскими светочувствительными фильтрами в комбинации с фотопленками:

U — UG<sub>2</sub>+A500, B — GG<sub>13</sub>+A500, V — GG<sub>11</sub>+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 ВН и ВО 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 ВР 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  $\pm 0.05$  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  $\pm 0.05$ , 0.04 и 0.04 для U, B и V, соответственно. Вторичное измерение фотонегативов не вносило каких-либо значительных поправок, так как точность измерения на микрофо-

Таблица 2

	U	B	V		U	B	V
	RW Возничего				BP Тельца		
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				
g	12.63	12.03	11.41				
k	12.70	12.50	11.98				
4		11.13	9.68				
5	11.85						
8		12.38	11.76				
	RY Тельца				V <sub>151</sub> Ориона		
a	9.11	8.58	8.34	a	10.13	9.70	9.75
b	10.01	9.51	9.04	b	10.54	10.40	10.32
c	10.49	10.62	10.40	c	10.88	10.91	10.49
d	11.58	11.15	10.73	d	9.24	8.98	9.09
e	12.41	11.08	9.40	z	11.15	9.78	8.63
f	12.05	11.88	11.21				
g	12.96	12.36	12.04				
	CO Ориона				HK Ориона		
a	14.29	12.06	10.25	a	12.47	11.51	10.62
m	11.80	11.54	11.31	b	14.41	12.35	10.63
g	10.04	9.82	9.70	c	12.86	12.25	12.23
b	12.24	11.71	10.75	d	13.65	13.18	12.74
n	14.50	12.86	11.25	e	14.05	13.72	12.95
E	14.01	13.66	13.11	a'	10.91	10.15	9.08
				b'	12.52	12.31	12.06
	GW <sub>н</sub> МНз 265—3 в Орионе				BH Цефея		
a	10.70	10.69	9.99	a'	10.50	10.54	10.20
b	10.93	10.95	10.29	a	11.58	11.22	10.85
c	13.30	11.09	8.89	b	11.71	11.40	11.09
d	11.77	11.53	10.47	c	11.78	11.64	11.29
e	13.89	13.42	12.69	d	12.31	12.17	11.63
f	13.88	13.60	12.80	e	12.69	13.25	11.76
a'	9.85	9.70	9.33	f	12.85	12.20	11.72
				g	12.85	12.55	12.01
				k	13.15	12.82	12.03
				n		13.86	12.56
	SV Цефея				BO Цефея		
a	11.50	11.02	10.57	a	10.86	10.42	
b	11.67	11.45	11.05	b	11.07	11.13	
c	12.17	11.76	11.11	c	11.62	11.24	10.74
x	10.87	10.49	10.26	d	13.18	11.64	10.29
y	10.93	10.01	9.05	e	12.14	11.85	11.64
d	13.60	13.28	12.62	f	12.86	12.50	11.69
				g	13.18	12.75	11.90
				k	13.10	13.18	12.68
				m	13.83		12.94
				b'	9.60	9.41	9.52

тометре значительно больше ( $\pm 0.01-0.02$  зв. вел.), чем точность определения звездных величин в отдельные моменты наблюдений.

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

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 наблюдаемые 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 B и проведена двумерная спектральная классификация по критериям, разработанным в Абастуманской обсерватории [64].

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

Фотометрический материал классифицированных B звезд, измерялся на МФ-2. Определение звездных величин в трех цветах системы UB<sub>v</sub> для всех звезд B 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 B 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  $\frac{E_{U-B}}{E_{B-V}} = \gamma$  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  $\frac{\Delta U}{\Delta V} = 1.43$ ; (при чисто 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. Нарушение хода наблюдается и на рис. 14. Это, возможно, является следствием влияния второго компонента, который представляет собой эмис-

сионную звезду (MOe,  $m_{rv} = 11.5$ ). 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-Рессела (рис. 37) нанесены индивидуальные наблюденные данные о RW Возничего (вместе с данными других из 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 среднем 10.5 в V). Время от времени замечаются сравнительно быстрые изменения блеска (2—9.11.1961 и 17—30.9.1964 г.). Имеются отдельные случаи, когда звезда в течение одних суток меняет блеск на 0.3 зв. вел. в цвете U (9.1.1961 г. и 8—9.1.1964 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 нормальной кривой. Как видно, при изменении блеска звезды большие 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 приблизительно соответствует расстоянию до RY Тельца. Из рисунка, следует, что звезда располагается в пределах T-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) и (V, U-B) (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 спектроскофотометрическом 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 T-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.

V<sub>451</sub> 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.

НК Ориона. Рис. 6 показывает, что блеск звезды колеблется непрерывно и долгих остановок не наблюдается. Кроме того, время от времени замечаются острые минимумы и максимумы. Например, за одни сутки 8—9.1.1964 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—10.1.1964 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—10.1.1964 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 температурного излучению). Зависимости (V, B) и (V, U) почти прямолинейные и соответствуют температурному излучению  $\left( \frac{\Delta U}{\Delta V} = 1.16, \frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.03 \right)$ .

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 колеблется 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  $V$  неопределенны; впрочем, наши наблюдения не позволили перекрыть всю известную амплитуду изменения блеска.

MN $\alpha$  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 одни 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 наблюдаемые показатели цвета не исправлены за межзвездное поглощение света, которое в области данной звезды (Орион) не может не быть ощутимым, 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 алгоподобные 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 алгоподобные ослабления, каковые продолжаются по несколько дней. Например, за два дня 15—17.8. 1964 г. звезда ослабла на 0.52, 0.63 и 0.53, соответственно, а за один день 5—6.12. поярчала на 0.40, 0.39 и

Кривые зависимостей  $(V, B)$  и  $(V, U)$  линейные и наклон линий равен  $45^\circ$ , 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 редукицией внесли 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 алгоподобный 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 1, 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 диа-

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 T-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, достигающие 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 T-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 нами 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 T-полосой. Для звезд ранних спектральных классов она включает в себя главную последовательность, а при переходе к поздним классам T-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, ВН 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 T-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. Наблюдаемые 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 МН $\alpha$  265- Зв Орионе.

Судя по показателям цвета, звезды спектрального класса G (RW Возничего, RY Тельца, СО Ориона) показывают в общем, относительно слабый коротковолновый избыток. Для звезд же ранних спектральных классов (V<sub>451</sub> Ориона, НК Ориона, SV, ВН 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 эффек-

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  $MH\alpha$  265-3) не исправлены за межзвездное поглощение света; картина несколько искажена этим эффектом.

Звезды RW Возничего (dF6e—dG5e) 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. Наблюдаемые 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  $MH\alpha$  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 (BO и BN 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 наблюдаемых (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 пользуюсь случаем выразить глубокую благодарность П. Н. Холопову, проявившему интерес к настоящей работе и давшему мне ценные советы.

Март, 1968.

მეეტლის RW-ს ტიპის თერთმეტი ვარსკვლავის სამფეროვანი ფოტომეტრიული ფოტომეტრია

ლ. მოსიძე

(რეზუმე)

შრომში გადმოცემულია მეეტლის RW-ს ტიპის 11 ვარსკვლავის სამფეროვანი ფოტომეტრიული შესწავლის შედეგები, დამყარებული 1960—64 წწ. განმავლობაში მიღებულ მდიდარ დაკვირვებით მასალაზე.

მეეტლის RW-ს ტიპის ადრეული სპექტრული კლასის ზოგიერთ ჩვენს მიერ შესწავლილ ვარსკვლავს ახასიათებს სიკაშკაშის ალგოლის ტიპის მსგავსი ცვლილებები, თუმცა ეს ვარსკვლავებიც ერთმანეთისაგან მაინც განსხვავდებიან.

მეეტლის RW-სათვის აგებულ (U, V) და (V, U—V) დიაგრამებზე (ნახ. 13 და 14) შეიმჩნევა მეორე კომპონენტის გავლენა, როცა ვარსკვლავი ხდება  $V=11.0$ —ზე უფრო მკრთალი.

ორიონის CO-სათვის თითქმის ყველა ღრმა მინიმუმი და მაქსიმუმი აღმოჩნდა ორჯერადი.

დადგინდა, რომ ემისიური ვარსკვლავი  $MH\alpha$  265—3 ორიონში ნამდვილად ცვალებადია და ამასთანავე მეეტლის RW-ტიპს ეკუთვნის.

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

დაკვირვებითი მასალის ანალიზმა უჩვენა, რომ K სპექტრული კლასის ცვალებადების გამოსხივებაში შედარებით სარწმუნოდ შეიმჩნევა ულტრაიისფერი ემისიის სიჭარბე. ფერის მაჩვენებლების მიხედვით G სპექტრული კლასის ვარსკვლავები საერთოდ გვიჩვენებს შედარებით სუსტ მოკლეტალღოვან სიჭარბეს, ხოლო უფრო ადრეული სპექტრული კლასის ვარსკვლავებში ეს ეფექტი თითქმის სრულიად არ შეიმჩნევა.

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

ეს შედეგები საინტერესოა როგორც მეეტლის RW-ს ტიპის ცვალებადების ატმოსფეროში მიმდინარე ფიზიკური პროცესების შესწავლის თვალსაზრისით, ისე ამ ვარსკვლავებამდე ვარსკვლავთმორისო 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 ვარსკვლავები სიკაშკაშის მაქსიმუმში ორფეროვან დიაგრამაზე ლავდება ზედა ნაწილში. თვითონ მეეტლის RW და განსაკუთრებით კუროს BP არ ემორჩილებიან ამ კანონზომიერებას. მეეტლის RW-სათვის ეს ნაწილობრივ შეიძლება აიხსნას 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,  $V_{451}$  Ori, HK Ori, CO Ori, GW Ori, MH $\alpha$  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 $\alpha$  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) ...  
 იყო, ჩვენ მიერ შესწავლილი ვარსკვლავები სივრცით  
 დარგამაზე ლაგდება ზედა ნაწილში. თითო  
 კუროს BP არ ემორჩილებიან ამ კანონობით  
 ეს ნაწილობრივ შეიძლება აიხსნას მისი ორმაგობით

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 RW Aur, RY Tau, BP Tau, V<sub>451</sub> Ori, HK Ori, CO Ori,  
 V Cep, BH Cep and BO Cep.

These stars belong to the early spectral classes and are character-  
 istic of the Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

are similar to Algol type stars, though at the same time they  
 are similar to Algol type stars, though at the same time they

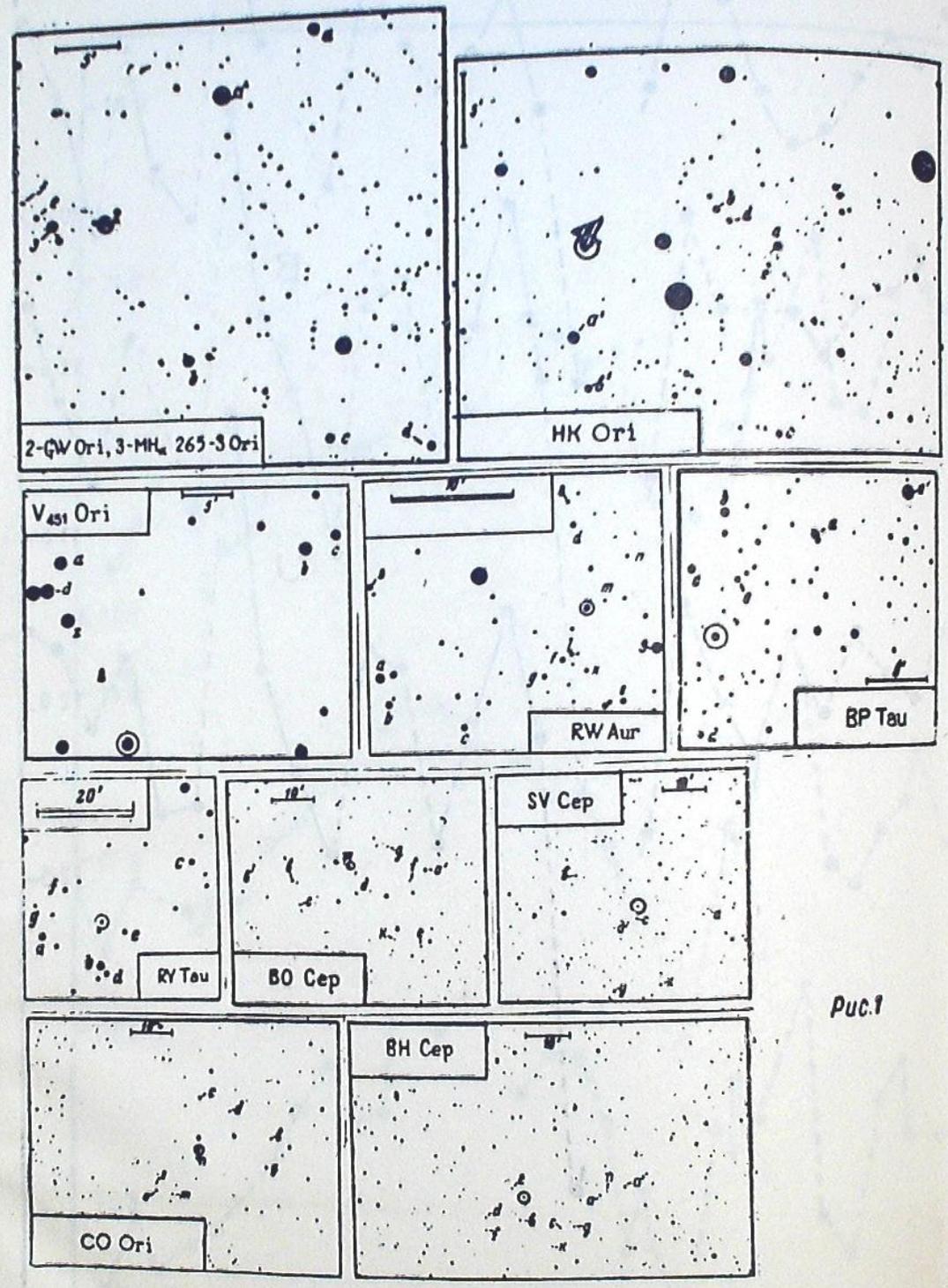
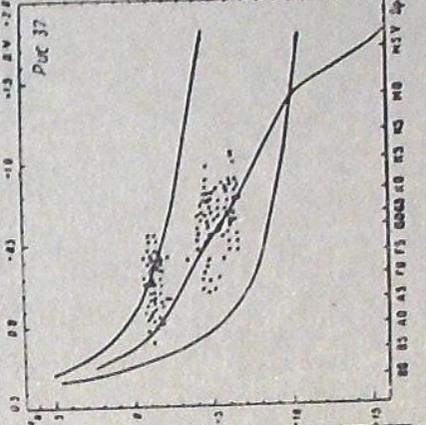
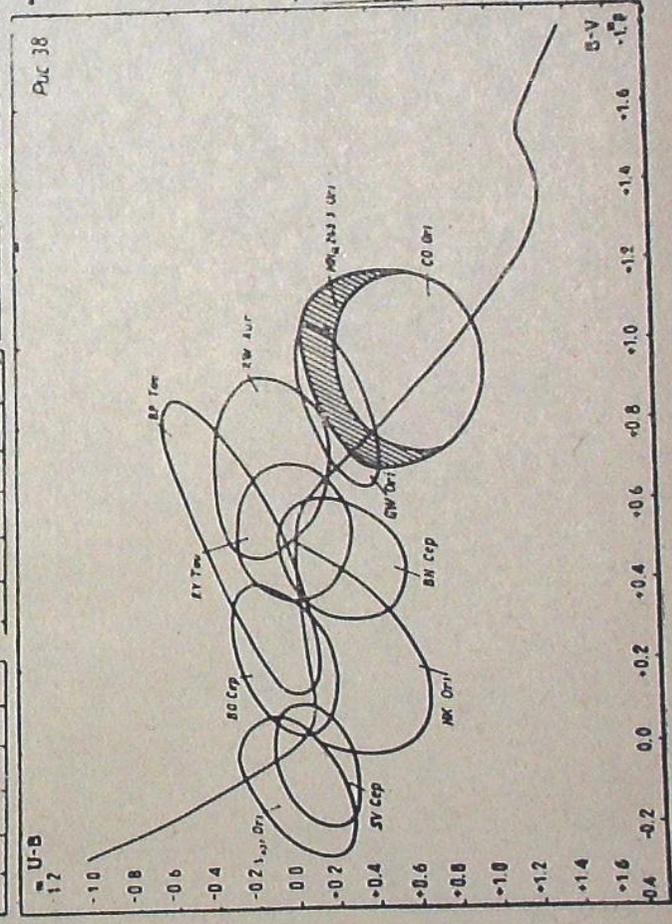
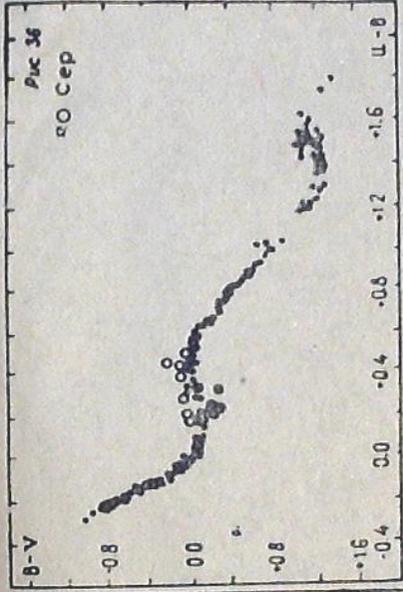
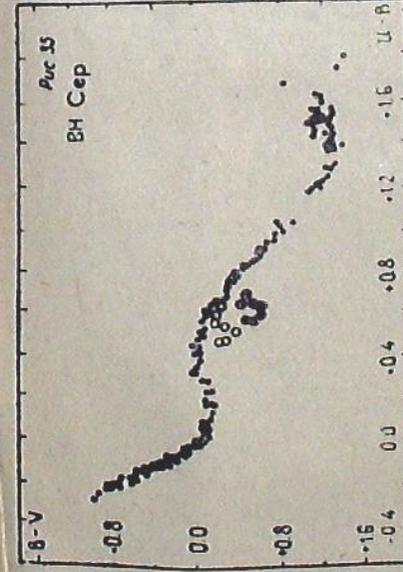
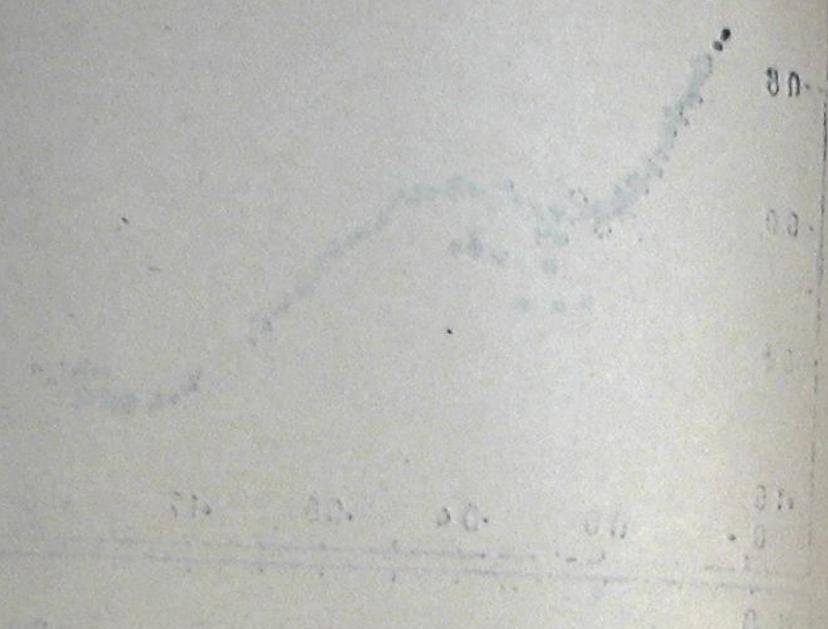


Рис. 1



HN 01



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. Гаросчкин С. НА, 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. Broglia P. and Lepouvel F. 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. Кумсишвили 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. Herbig G. H. AphJ, 1961, 133, № 1, 337.
  35. Hunger K. ZFA, 1963, 56, № 4, 285.
  36. Варданян 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 S. M. AphJ, 1960, 132, № 2, 354.
  41. Götz W. VSS, 1961, 5, № 2.
3. აბასთ. ასტროფ. ობს. ბიულ., № 37

42. Bonsak W. K. *AphJ*, 1961, 133, № 1, 340.
43. Morgenroth O. *AN*, 1939, 268, 276.
44. Cötz 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. Böhmе Von S. *AN*, 1939, 268, 71.
53. Himpel K. *AN*, 1940, 270, № 4, 185.
54. Garoschkin 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. Mendoza E. E. *Aph. J*, 1966, 143, № 3, 1010.
69. Холопов П. Н. *АЖ*, 1959, 36, № 2, 301.

## 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 М 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 Лебеда, 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 М6 подавлял горячий континуум. В эмиссии были балмеровские линии водорода, He I и [Fe II]. Ca II H и K имели интенсивные резкие эмиссионные компоненты и сильные глубокие абсорбции типа Р Сугни. 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 Лебеда имеет таким образом двойной интерес: как малоизученного спектра переменных звезд типа SRa и как комбинированного спектра. Наблюдения СН Лебеда 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 изменении. звездой сравнения, для обработки непрерывного спектра, нами была выбрана близлежащая от СН Лебеда звезда спектрального класса КО, HD 184241. Спектры обрабатывались на микрофотометре МФ-4. Микрофотограммы СН Лебеда приведены на рис. 1 (Кодак ОаF) и 2 (ZU-1, Кодак ОаО). Калибровочные снимки были получены в лаборатории на спектрографе ИСП-51. Характеристические кривые строились отдельно для визуального и фотографического участков спектра. Непрерывный

спектр был проведен с учетом полос поглощения и ярких линий и бленд. Точки, в которых обработан непрерывный спектр, следующие: 1,46; 1,52; 1,65; 1,74; 1,97; 2,04; 2,18; 2,27; 2,45; 2,48; 2,56; 2,60; 2,70; 2,84. Зависимости ( $\Delta \lg I, \lambda^{-1}$ ) приводим на рис. 3, причем номера кривых соответствуют номеру спектра из таблицы. Непрерывный спектр за 4.VIII.1967 г. не обрабатывался из-за дефекта спектра звезды сравнения. Поэтому на рис. 3 и 5 кривая 3 отсутствует. Чтобы проследить характер изменения непрерывного спектра с течением времени, сравним все спектры СН Лебеда со спектром, полученным вне вспышки. Мы должны допустить, что непрерывный спектр СН Лебеда вне вспышки

№ п/п	Дата	J. D.	Номер пластинки	Время выдержки в мин.	Эмульсия Кодак и ОРВО
1	23.6.1966	2439 300 467	5590	15	OaF
2	10 7	307 413	5627	70	ZU-1
3	4 8 1967	707 359	6398	36	OaO
4	7 8	710 281	6399	40	OaO
5	8 8	711 256	6401	27	OaF
6	14 9	748 262	6489a	30	OaF
7	29 9	763 244	6497	50	OaO
8	2 10	766 224	6512	40	OaF
9	4 10	768 242	6517	30	OaO
10	5 10	769 216	6534	40	OaF
11	27 10	791 231	6604	40	OaF
12	30 10	794 246	6620	40	OaO
13	31 10	795 250	6626	30	OaO
14	5 11	806 220	6642	40	OaF
15	18 7 1966	—	5637	60	OaF

(например, на спектрограмме № 5590, рис. 3 и 4, кривая 1), как и нейчатый спектр соответствует gM6. Нормальное распределение энергии в непрерывном спектре звезды gM6 относительно звезды сравнения gKO представлено на рис. 4 кривой 15 и параллельной этой зависимости прямой, проведенной по зависимости ( $\Delta \lg I, \lambda^{-1}$ ), построенной для СН Лебеда вне вспышки. К сожалению, найти стандартный, т. е. в данном случае, характеризующий только температурный эффект, спектр gM6 очень трудно. Почти все звезды со спектром gM6 и позже — переменные, и имеют в зависимости от типа переменности свои особенности распределения энергии. Для построения зависимости 15 на рис. 4 мы взяли звезды gM6 — HD 178770 (звезда заподозренная в переменности [5]) и gKO—HD 176410. Отклонения от прямой зависимостей ( $\Delta \lg I, \lambda^{-1}$ ), взятые в выбранных точках непрерывного спектра (обозначим отклонения через  $\delta$ ), будут характеризовать отклонения излучения звезды от нормального и одновременно от излучения вне вспышки и, некоторым образом, от планковского (рис. 5).

Отклонения вне вспышки, как видно на рис. 3 и 5 имеют место в зеленой области около 5100, в синей области — около 4080 и в бли

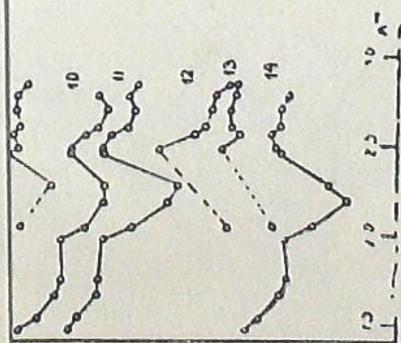
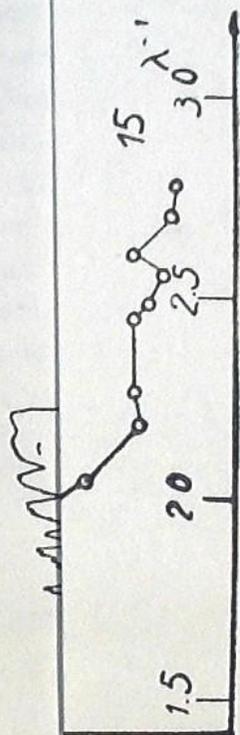
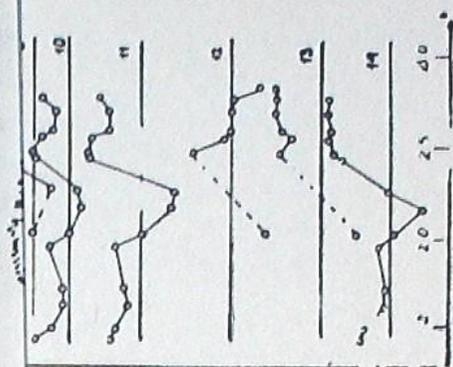




Рис.1

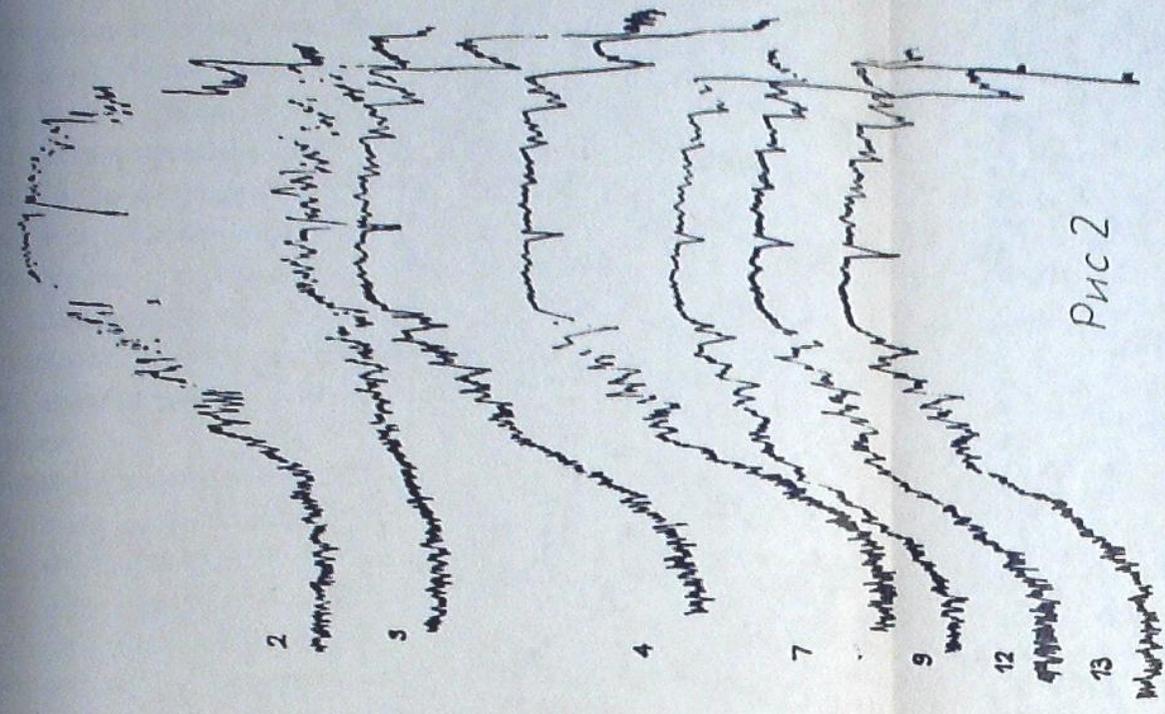


Рис.2

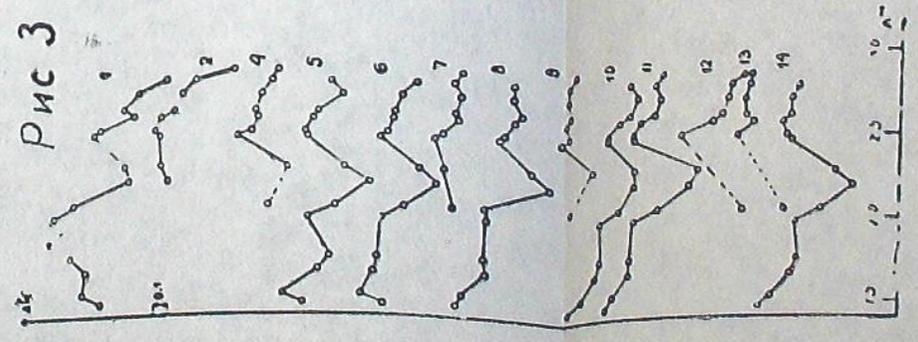


Рис.3

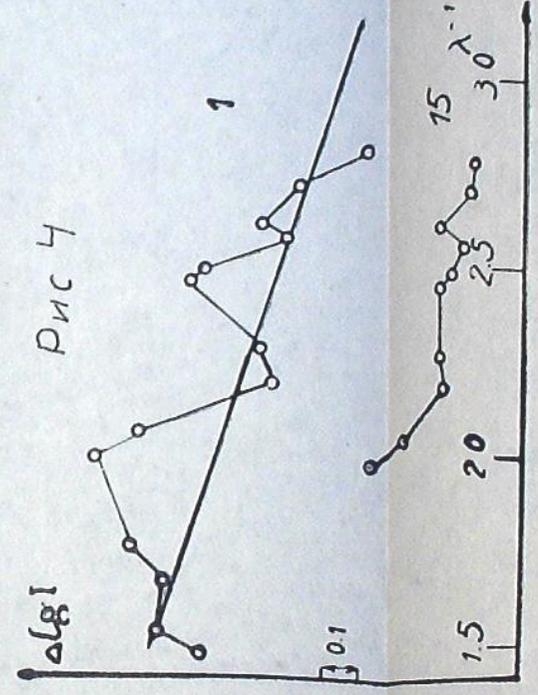


Рис.4

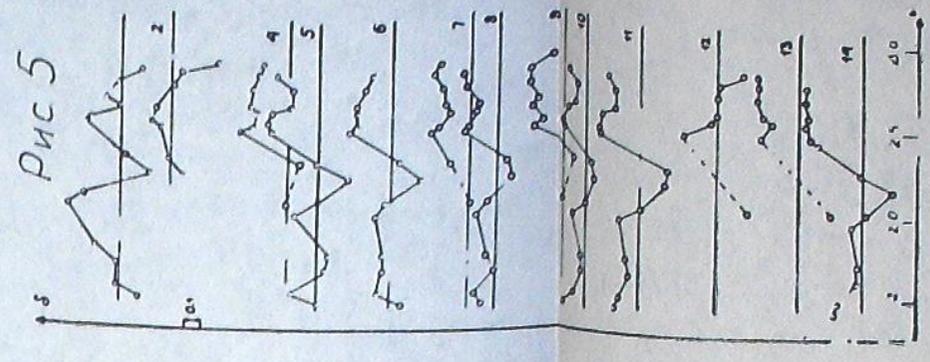


Рис.5

ких ультрафиолетовых лучах, примерно около 3700. В дальнейшем, зеленый избыток излучения уменьшался, а синий и ультрафиолетовый, насколько позволяет судить точность фотографического метода, колебались в некоторых пределах, но не синхронно (рис. 5). Та же картина прослеживается на микрофотограммах (рис. 1 и 2). Наличие переменного зеленого и ультрафиолетового избытков вообще характерно для долгопериодических переменных. Как показывают наблюдения SR<sub>b</sub> звезд, например, AC Cyg [1], для них характерен небольшой синий избыток излучения. Поэтому мы можем допустить, что синий и ультрафиолетовый избытки только частично принадлежат второму компоненту спектра звезды.

Рассмотрение микрофотограмм (рис. 1, 2) показывает, что если до вспышки была видна в эмиссии только бленда линий Fe II 4173, 4179, то на спектрах, полученных во время вспышки, в эмиссии видны балмеровские линии водорода H<sub>γ</sub>—H<sub>β</sub>, Si I 3905, He I 4471 и 3820. Сильные изменения претерпела линия поглощения Ca II K, а линия поглощения 3615 усилена. Сложное строение линии K хорошо видно даже на наших малодисперсных спектрах. Спектр поглощения M6, судя по нашим спектрам, за время вспышки не изменился.

Декабрь, 1967.

ვარსკვლავის — გედის CH სპექტრული ცვლილებები ანთებისას

ა. დოლიძე და ბ. ჯიშელაიშვილი

(რეზიუმე)

განხილულია ნახევარდღესიერი ცვალებადი ვარსკვლავის — გედის CH-სპექტრი მისი ანთების დროს 1967 წლის შემოდგომაზე. აღნიშნულია ცვლილებები სპექტრში და გამოსხივების სტრუქტურაში.

## SPECTRAL CHANGES OF CH CYGNI AT ITS OUTBURST

M. V. DOLIDZE and G. N. JIMSHELEISHVILI

(Summary)

The spectra of SR<sub>a</sub> variable CH Cygni at its outburst in autumn 1967 are considered. The changes in the spectra and in the structure of the star's radiation are described.

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Долидзе М. В., Джимшелейшвили Г. Н. Астрон. Цирк. АН СССР 1967, № 449, 3.
2. Central Bureau of Astron. telegrams, Circ. № 2020.
3. «—————» Circ. № 2027.
4. Телеграмма из Бюро Астрономических сообщений АН СССР, VIII, 1967.
5. S m a k J. Aph. J. Suppl. 1964, IX, № 89.

### СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ НЕСКОЛЬКИХ ЗВЕЗД ТИПА RR ЛИРЫ

И. Ф. АЛАНИЯ

В нижеследующей таблице приведены результаты спектральной классификации девяти звезд типа RR Лиры на основе спектров, полученных в Абастуманской астрофизической обсерватории на 70-см менисковом телескопе с предобъективной призмой. Дисперсия 166 ангстрем на мм около линии H-гамма. Классификация проводилась как по водородным линиям поглощения, так и по линии К ионизированного кальция. Методика классификации описана в работе [1]. Элементы для вычисления фаз брались из [2].

Таблица 1

Звезда	№№ негативов	Средние гелиоцентри- ческие моменты наблюдения	Фаза	Спектральный класс	
				Водород	К (Ca II)
1	2	3	4	5	6
BS Aqr	6446	2439 737.364	0.628	F0	F0
	6447	379	703	A9	A8
	6448	406	840	A9	A7
	6454	743.444	362	F4	F0
	6455	461	448	F5	F0
	6456	477	528	F4	A9
	6461	745.368	087	F5	F0
	6463	402	259	F4	A9
	6464	422	360	F4	F0
	6465	440	451	F5	A9
	6466	459	547	F3	A9
	6476	746.472	668	F1	A8
	6494	762.349	925	F0	A8
	6499	763.304	753	A9	A8
	6500	323	849	A9	A8
	6501	339	930	F2	A9
	6502	356	016	F4	A9
	6504	395	213	F5	A9
	6505	416	319	F5	A9
	6538	769.354	335	F4	F0
6539	374	436	F5	F0	
6553	772.338	419	F5	F0	
6606	791.281	175	F4	F0	
6621	794.295	410	F5	F0	
6628	795.307	526	F5	A9	
6645	800.276	644	F1	A8	

Продолжение табл. 1

1	2	3	4	5	6	
YZ Boo	6161	2439 540.562	0.377	F0	A7	
	6162	580	550	F1	A6	
	6163	598	722	F1	A7	
	6182	541.556	926	A9	A5	
	6183	576	118	A6	A5	
	6184	595	301	A8	A6	
	6338	674.295	141	A6	A5	
	6343	383	986	A7	A4	
	6361	684.330	546	F1	A6	
	6036	441.154	890	F5	F3	
V 363 Cas	6038	220	011	F3	F2	
	6050	493.156	553	G1	F5	
	6074	494.189	443	F9	F4	
	6462	745.382	053	F4	F2	
	6475	746.448	004	F3		
	6486	747.482	896	F6	F3	
	6492	762.294	997	F3		
	6510	765.348	585	G1	F6	
	6520	768.368	111	F4	F3	
	6524	431	226	F7	F4	
	6527	479	314	F8	F5	
	6540	769.413	023	F3	F2	
	6544	771.376	615	G1	F5	
	6554	772.357	410	G0	F5	
	6622	794.360	669	G1	F5	
	6629	795.333	449	G0	F5	
	TT Lyn	6017	451.551	002	F0	A3
		6091	500.548	014	F0	A3
6108		526.443	358	F8	A8	
6111		499	452	F8	A8	
6121		530.403	986	F0	A3	
6124		471	100	F2	A4	
6131		535.432	404	F7	A6	
6254		595.353	700	F8	A6	
6670		834.544	061	F1	A3	
6671		608	167	F6	A5	
TU UMa	6018	451.562	135	F1	A4	
	6092	500.561	002	A8	A3	
	6109	525.458	442	F8	A6	
	6112	518	549	F7	A5	
	6122	530.424	554	F8	A5	
	6125	493	677	F8	A7	
	6128	566	808	F8	A6	
	6130	535.412	498	F7	A6	
	6133	481	622	F8	A6	
	6150	539.520	865	F8	A7	
	6153	591	992	F7	A5	
	6262	611.362	095	A8	A3	
	6300	648.282	901	F8	A7	
	6845	975.307	336	F6	A4	
	ST Com	6846	975.341	006	F5	A5
6870		978.338	010	F2	A3	
7064		40060.313	008	F3	A2	
AV Ser	7077	61.283	008	A2	A2	
	6871	39978.361	998	A2	A2	
RV UMa	6019	451.580	005	A6	A2	
	6135	535.534	468	F5	A2	
	6151	539.540	797	A6	A0	
	6160	540.540	840	A5	A1	
	6859	976.318	095	A4	A0	
	6860	343	861	A5	A2	
	SX UMa	6862	386	082	A6	A1
					A5	A2

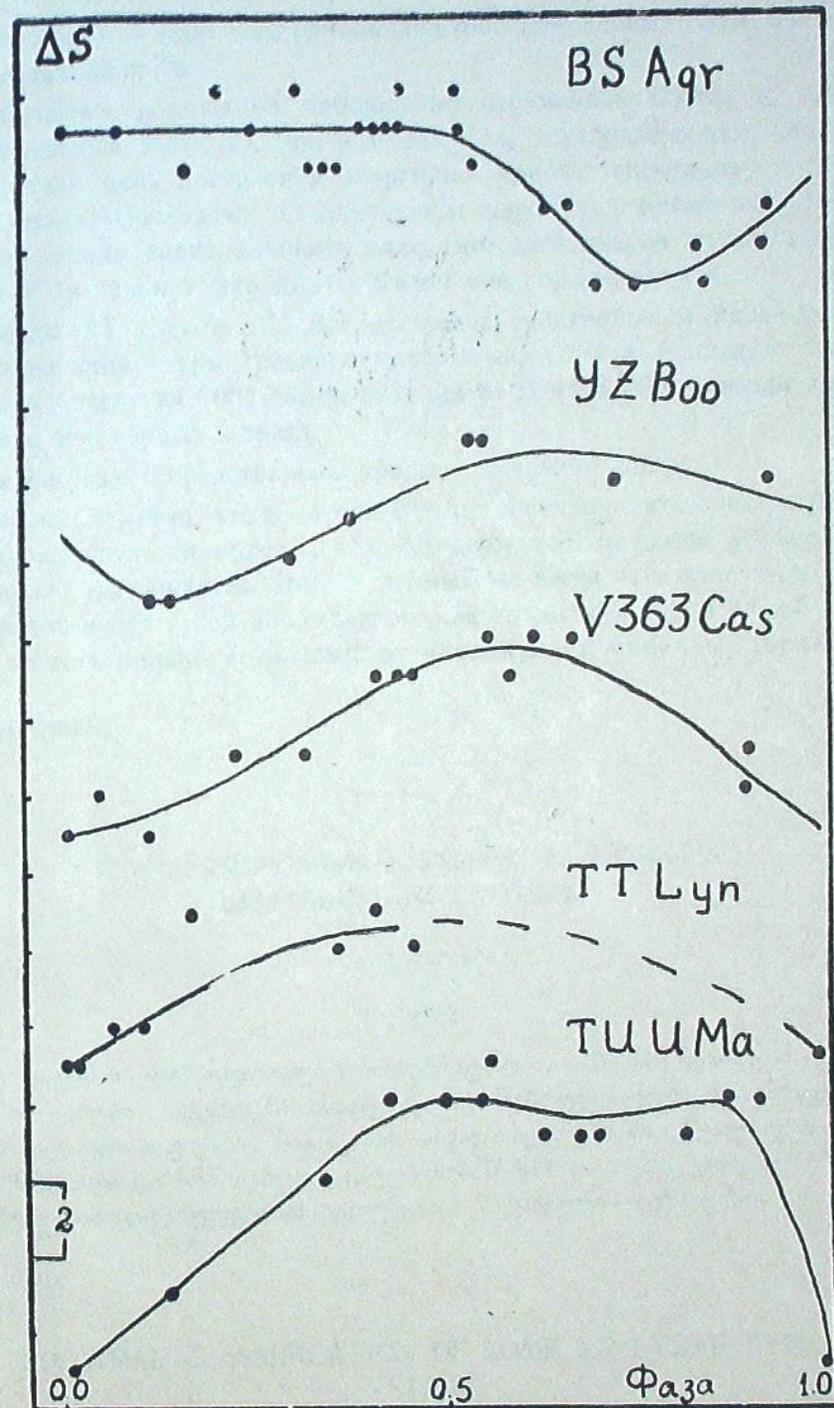


Рис. 1

Отметим, что неполный список спектров для первых пяти звезд мы уже опубликовали [3].

Избыточное количество наблюдений переменной BSAgr и, до некоторой степени звезд YZ Boo и V 363 Cas, обусловлено тем, что мы преследовали цель построения уверенных кривых спектрального изменения, чтобы проследить за колебанием параметра металличности  $\Delta S$  (разница между спектральными классами, оцененными по водородным линиям и по линии К кальция) с фазой для каждой звезды.

Звезды ST Com и AV Ser доступны спектральным наблюдениям для нашей аппаратуры только в максимумах блеска. В спектре звезды AV Ser на негативе 7064 заметна линия Si II 4128—30, которая характерна для пекулярных A звезд.

На рисунке 1 представлены кривые изменения  $\Delta S$ .

Хорошо заметно, что в случае BS Agr в течение почти полупериода, в пределах точности определения,  $\Delta S$  держится на одном уровне, после чего оно уменьшается. Для остальных же звезд изменение параметра  $\Delta S$  с фазой носит такой же характер, как это отмечалось в нашей работе [1], то есть плавно возрастает от максимума к минимуму блеска.

Август, 1968.

ლირის RR-ის ტიპის რამდენიმე ვარსკვლავის  
სპექტრული კლასიფიკაცია

ი. ფ. ალანია

(რეზუმე)

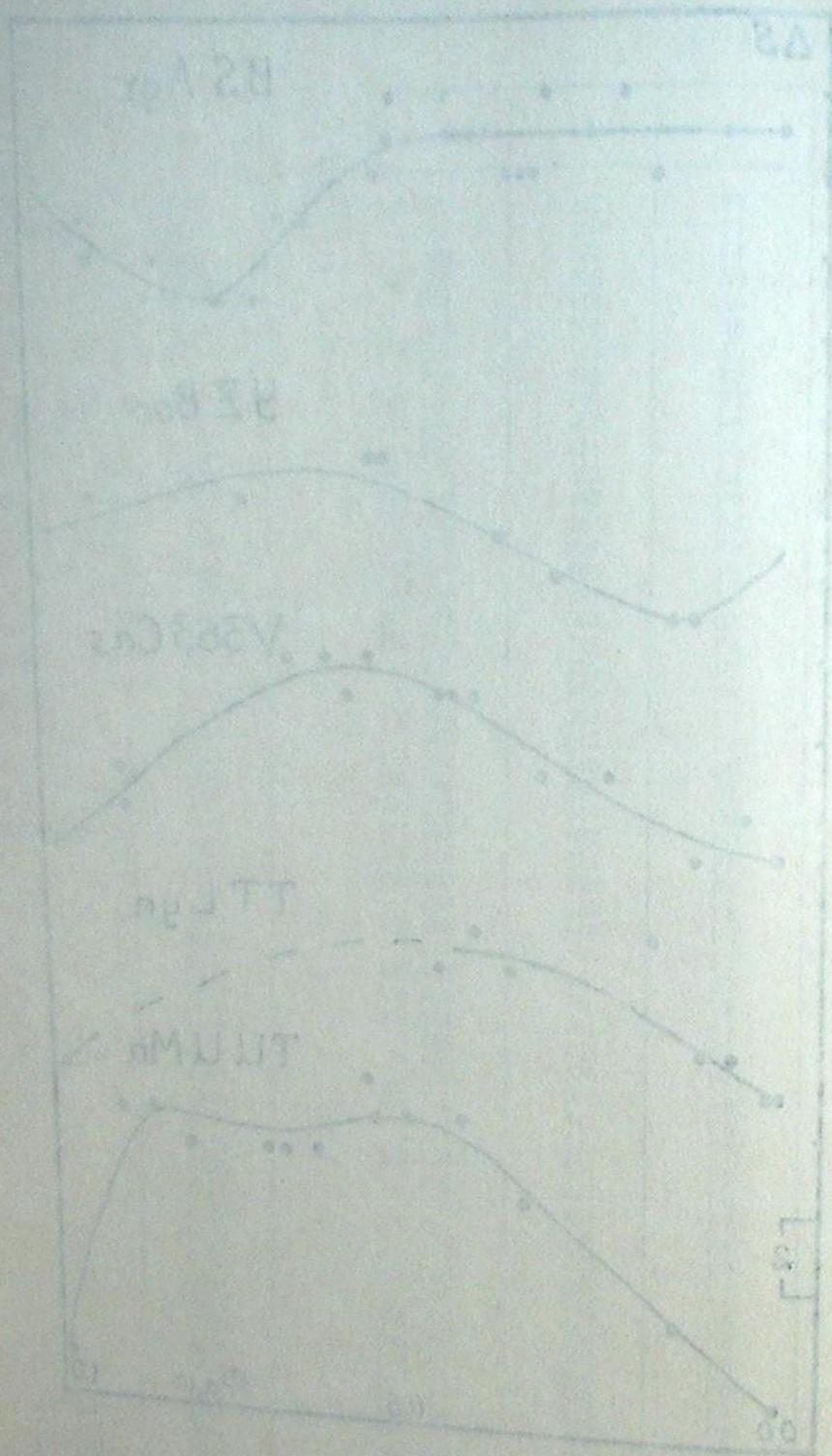
აბასთუმნის ასტროფიზიკური ობსერვატორიის 70—სმ მენისკურ ტელესკოპზე მიღებული სპექტრების საფუძველზე შესრულებულია 9 ვარსკვლავის სპექტრული კლასიფიკაცია სიკაშკაშის სვადასხვა ფაზაში, წყალბადის შთანთქმის ხაზებითა და იონიზებული კალციუმის K ხაზით. ხუთი ვარსკვლავისათვის აგებულია დამოკიდებულება «მეტალურობის პარამეტრი—( $\Delta S$ )-ფაზა».

## SPECTRAL CLASSIFICATION OF SOME RR LYRAE TYPE STARS

I. F. ALANIA

(Summary)

Spectral classification of 9 RR Lyrae stars in various phases of light has been made on the basis of spectral material obtained with the 70—cm meniscus telescope of the Abastumani observatory. The hydrogen absorp-



tion lines and the ionized K line have served as criteria of classification.

#### ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Алания И. Ф. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1968, 36, 17.
2. Rosznik Astronom. Obserw. Krakowskiego. 1967, № 38.
3. Алания И. Ф. Астрон. Цирк. АН СССР, 1967, 443, 3.

#### ДВУМЕРНАЯ КОЛИЧЕСТВЕННАЯ СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД F0-G5 ПО СПЕКТРАМ, ПОЛУЧЕННЫМ С ПРЕДОБЪЕКТИВНОЙ ПРИЗМОЙ

М. А. ШИУКАШВИЛИ

Еще в сороковых годах в Абастуманской астрофизической обсерватории были предприняты работы по определению спектральных абсолютных величин звезд по спектрам, полученным на 20-см камере с 15.5°-ой предобъективной призмой (Н. Б. Каландадзе [1], Р. А. Бартая [2]). Первые работы охватывали звезды поздних спектральных классов G и K [1]. Было выяснено, что аппаратура, имеющаяся в Абастуманской обсерватории, делает возможными определения абсолютных величин звезд с достаточной точностью. Успешное завершение первого опыта и актуальность задачи привели сотрудников обсерватории к попытке распространить определения на звезды ранних спектральных классов F, A и B. Но для класса F эта задача оказалась весьма сложной. Определения абсолютных величин были осуществлены Р. А. Бартая по началу только для звезд B5-A7 [2]. Критериями абсолютной величины служили линии поглощения водорода H-гамма, H-дельта, H-эпсилон.

70-см менисковый телескоп с 8°-ой предобъективной призмой предоставил возможность расширить область спектрального исследования и приступить к спектральным обзорениям относительно слабых звезд (дисперсия 166 анг. на мм около H-гаммы; с коротковолновой стороны спектр простирается до 3500 анг.). На основе этих спектров в настоящее время в обсерватории уже разработана и ведется в массовом порядке двумерная качественная спектральная классификация слабых звезд до 12.5 зв. величины в спектральных областях B0-B5 и G0-M [3]. Область B5-G0 была опущена только в смысле двумерной классификации, а если говорить об одномерной спектральной классификации, спектры, получаемые на менисковом телескопе, одинаково хорошо классифицируются для всех спектральных подразделений.

Цель данной работы заключается в восполнении указанного интервала в смысле двумерной классификации. В области B5-A9, как известно, критериями абсолютной величины для спектров, получаемых с предобъективной призмой, служат одни лишь водородные линии и для них нет линий сравнения. Поэтому было необходимо оценивать не относительную интенсивность, а, условно говоря, абсолютную (разговор

идет о глазомерной оценке). И когда дело касается таких сильных линий, как водородные, в данном спектральном интервале, это — трудная задача.

Ясно, что для звезд типа А точной классификации по светимости можно достичь только лишь количественным методом и это было сделано, как уже говорилось об этом, у нас в обсерватории еще раньше в спектрах, получавшимся на рефракторе [2]. Можно было распространить подобную работу также и на спектры, получаемые на 70-см меридиональном телескопе.

Однако, на этот раз вопрос был поставлен иначе. Принимая во внимание то обстоятельство, что двумерная классификация, особенно для звезд А, в спектрах которых встречаются различные аномалии, является достаточно исчерпывающей, мы решили попытаться осуществить для них трехмерную классификацию в системе Шалонжа и Барба. Но обработка спектров стандартных звезд типа А показала, что на спектры, несмотря на свои хорошие качества и на то, что они распространяются и за пределом серии Бальмера, не дают возможности определения величины бальмеровского скачка. Видимо, спад чувствительности нашей аппаратуры в коротковолновой стороне спектра таков, что скачок сглаживается. Таким образом, осуществление трехмерной классификации, к сожалению, не оказалось возможным. Итак, пришлось ограничиться только звездами F.

Водородные линии в спектрах звезд класса F нечувствительны к абсолютной величине. Дело в том, что так как для ранних и поздних спектральных подразделений для водородных линий мы имеем обратные друг другу эффекты абсолютной величины, то в классе F, который расположен между ними, они почти полностью пропадают. Еще в 1932 году Э. Д. Вильямс [4] пришла к заключению, что в спектрах звезд класса F водородные линии практически не чувствительны к эффекту абсолютной величины. Такой же результат был получен и в Абастуманской обсерватории [2]. Теоретическое объяснение этому факту дано в работе М. Е. Боярчук [5].

Обычно, звезды F объединяются со звездами поздних спектральных подразделений и к ним применяются те же критерии абсолютной величины, что и к последним. Но линии металлов в спектрах звезд F, если считать сверхгигантов, вообще слабы. Поэтому критерии абсолютной величины для звезд класса F настолько слабы, что в спектрах, полученных с предобъективной призмой и особенно для слабых звезд, для которых при больших экспозициях качество спектра ухудшается, практически нет эффекта абсолютной величины. Это было причиной того, как в ранних работах нашей обсерватории [1, 2] так и в работе [3], вопрос об определении абсолютных величин для звезд класса F не был решен и лишь указывалось на необходимость его особого рассмотрения. Настоящая работа служит именно этой последней цели. Задача была поставлена нами в таком виде: ограничиться более яркими звездами, скажем, до 10,0 зв. величины, начиная с 7-ой, спектры которых получают

на меридиональном телескопе за 10—25 минут в зависимости от сорта пластинок и предпринять двумерную классификацию для звезд типа F. Целью такой классификации могла быть также проверка наличия для относительно слабых звезд пробела Герцшпрунга на диаграмме спектральной абсолютной величины. Как известно, этот пробел заключается в отсутствии звезд класса F с абсолютной величиной около нуля и он обращает на себя большое внимание в свете задач, связанных с проблемой эволюции звезд. Но он обнаружен на ярких, т. е. близких звездах, до 6—7-ой зв. величины и пока еще не было известно, насколько он распространяется и на слабые звезды, хотя бы до 10,0 зв. величины, т. е. насколько эта картина реальна и не носит избирательного характера.

Для того, чтобы увеличить точность определения абсолютных величин, было решено, наряду с фотографическим, применить также и коротковолновый участок спектра. Нассау и Албада [6] показали, что для звезд F чувствительные критерии абсолютной величины имеются также и в коротковолновой области спектра. Было решено также, поскольку мы имеем дело все же со слабым эффектом, вести определение абсолютных величин не качественно, а количественно. Это могло дать, во-первых, более точные результаты, во-вторых, только таким путем могли мы получать абсолютные величины в числовых единицах и тем самым проверить существование пробела Герцшпрунга для слабых звезд.

Но раз дело идет о проверке существования этого пробела, то мы решили вести эту работу в интервале FO-G5 с помощью двумерной количественной спектральной классификации.

Стандартные звезды. При выборе стандартных звезд для двумерной количественной классификации звезд мы обращали внимание на то, чтобы редуцированная кривая охватывала по-возможности весь интервал изменения абсолютных величин, в то же время равномерно покрываясь точками. В программу наблюдений были включены 73 стандартные звезды спектральных классов FO-G5, имеющих классы светимости Ia, Ib, II, III, IV, V, а звездные величины (визуальные) от 1,9 до 9,2, а также 8 звезд типа A7 и G8. Включение последних дает возможность получить более уверенные определения также и для звезд спектральных классов, крайних относительно рассматриваемого интервала.

Индивидуальные абсолютные величины звезд найдены следующим образом. Для звезд, имеющих тригонометрические параллаксы по каталогу Дженкинса [7] больше, чем  $+0.016$ , были определены тригонометрические абсолютные величины по формуле

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi.$$

Так как в этом случае мы имеем дело с близкими звездами, межзвездное поглощение не учитывалось. Тригонометрические параллаксы меньше  $+0.016$  нами не применялись ввиду ненадежности таковых и в таких случаях были использованы спектральные абсолютные величины. Несмотря на то, что для звезды  $\alpha$  Per F5Ib мы имели тригонометриче-

ский параллакс, больший чем  $0.''016$  ( $+0.''029$  и  $M_p = -0.8$ ), мы же применили спектральную абсолютную величину ( $M = -4.5$ ). Последняя более соответствовала действительности, так как класс светимости считается надежным.

В основном, спектральные абсолютные величины были взяты из Сводного каталога звездных параллаксов Государственного астрономического института имени Штернберга (ГАИШ), составленного П. Паренаго, так как этот каталог, основанный на всех опубликованных определениях звездных параллаксов, справедливо считается наиболее надежным [8]. Однако, для некоторых звезд поздних спектральных классов, начиная от G0, мы все же пользовались данными из работ [9, 10]. Как упоминалось выше, к сегодняшнему дню, в указанных работах даются наиболее точные определения спектральных абсолютных величин.

Основное затруднение в определении индивидуальных абсолютных величин сверхгигантов заключается в том, что тригонометрический метод к ним не применяется из-за значительной удаленности этих последних, а статистический метод позволяет определять лишь среднюю абсолютную величину. Более точно индивидуальные абсолютные величины сверхгигантов определяются по принадлежности звезд к различным пространственным группировкам. В данном случае, мы воспользовались данными из работы Шмидт-Калера [11]. Для восьми звезд не оказалось индивидуальных значений абсолютных величин, поэтому для них взяты средние абсолютные величины, соответствующие классам светимости [12].

Заметим, что абсолютные величины, найденные для звезд ( $\alpha$  Lep Ib,  $\nu$  Her II, 35 Cyg Ib,  $\beta$  Dra Ib,  $\beta$  Sct II), не соответствуют классам светимости. Это естественно, если принять во внимание что, для сверхгигантов и ярких гигантов мы имеем не совсем надежные значения индивидуальных абсолютных величин.

В таблице 1 приводится список использованных нами стандартных звезд. Звезды расположены в порядке возрастания прямого восхождения. В четвертом столбце даются спектральные подклассы в системе МК [13], в шестом — найденные нами абсолютные величины (тут же указаны работы, из которых взяты абсолютные величины; остальные значения представляют собой тригонометрические абсолютные величины), в восьмом — номер негативов, в пятом и седьмом столбцах даются, соответственно, определенные нами по нашим редуцированным кривым значения спектральных классов и абсолютных величин. Об этом подробно будет рассказано ниже.

Методика наблюдений. Наблюдательный материал был получен на 70-см менисковом телескопе Абастуманской обсерватории с 8°-ой предобъективной призмой (дисперсия 166 анг. на мм около Н-гаммы; спектральное пропускание предобъективной призмы доходит до 3500 анг. [14]).

Накопление наблюдательного материала было начато в октябре 1962 года и длилось до декабря 1964 года. Наблюдения производились

Таблица 1

Назв. зв.	HD BD	m HD	Sp МК	Sp Аб	$M_v$	$M_v$ Аб	№№ негативов
1	2	3	4	5	6	7	8
$\beta$ Cas	432	2.42	F2IV	F2.0	+1.72	+2.4	3585, 3599, 3614, 3659
22 And	571	5.08	F2II	F2.6	-0.6 [8]	-3.6	3598
$\eta$ Cas	4614	3.64	G0IV	F9.4	+4.94	+4.7	3600
$\theta$ Cas	6961	4.50	A7V		+2.3 [12]		4313
$\zeta$ Cas	7927	5.25	F0Ia	F4.6	-8.6 [11]	-8.6	3085, 3586
$\varphi$ Psc	9270	3.72	G8III	G8.2	+0.4 [10]		4312
$\nu$ And	9826	4.18	F8V	F8.2	+3.13	+3.2	3660
HR 483	10307	5.10	G2V	G2.4	+4.8	+4.3	3105
	10494	7.46	F5Ia	F6.3	-7.5 [11]	-5.2	3124, 3555, 3556, 3663, 3664
$\tau$ Cet	10700	3.65	G8V	G8.0	+5.85		4465, 4483
$\alpha$ Tri	11443	3.58	F6IV	F5.2	+2.08	+3.1	3103, 3613, 3673
14 Ari	13174	5.07	F2II	F1.3	+1.6 [8]	+1.3	3106, 3675
$\theta$ Per	16895	4.22	F7V	F6.2	+3.67	+3.4	4482, 4492
$\mu$ Cet	17094	4.36	F0IV	F0.0	+2.36	+2.1	4485, 4490
16 Per	17584	4.27	F211I	F1.1	+0.77	+1.5	3661, 3676
	17971	7.81	F5Ia	F6.1	-5.9 [11]	-7.7	3125
	18391	7.46	G0Ia	G0.0	-8.0 [12]	-8.1	3571, 3572, 4209
$\alpha$ Cet	20630	4.96	G5V	G4.0	+5.06	+4.4	3683, 3685
$\alpha$ Per	20902	1.90	F5Ib	F4.5	-4.5 [11]	-4.6	3782, 4484, 4491
36 Per	21770	5.35	F411I	F2.6	+2.60	+3.2	3681, 3687
$\nu$ Per	23230	3.93	F5II	F3.0	-1.0 [8]	-1.5	4591
HR 1242	25291	5.35	F0II	F1.0	-2.0 [12]	-1.8	3677, 3682
$\mu$ Per	26630	4.28	G0Ib	F9.0	-5.1 [10]	-1.9	3107
46 Tau	26690	5.35	F3V	F2.3	+2.35	+3.4	3684, 3686
HR 1327	27022	5.40	G511I	G3.5	+1.7 [9]	+1.0	4592
$\theta^2$ Tau	28319	3.62	A711I		+0.62		4590
$\pi^3$ Ori	30652	3.31	F6V	F5.5	+3.79	+37	4592
$\beta$ Cam	31910	4.22	G0Ib	F9.3	-5.2 [10]	-28	3089
$\alpha$ Lep	36673	2.69	F0Ib	F0.9	-1.7 [8]	-19	3108, 3747
25 Gem	47731	6.50	G5Ib	G2.0	-4.0 [9]	-45	4495
$\omega$ Gem	52497	5.21	G5II	G4.0	-3.1 [10]	-12	3749
$\epsilon$ Gem	48329	3.18	G8Ib	G7.8	-5.0 [10]		4473
$\rho$ Gem	58946	4.18	F0V	F0.8	+3.03	+3.5	3748, 4018
$\chi$ Gem	62345	3.57	G8II	G7.4	+0.57		4595
$\theta$ UMa	82328	3.26	F6IV	F5.1	+1.86	+2.7	4009, 4021
$\epsilon$ Leo	84441	3.12	G0II	G0.3	-2.2 [9]	-2.1	4010
$\zeta$ Leo	89025	3.65	F011I	F0.9	+0.1 [8]	+2.1	3750, 4020
40 Leo	89449	4.97	F6IV	F5.7	+3.42	+3.0	3792, 4011, 4023
36 UMa	90839	4.84	F8V	F7.8	+4.34	+3.8	4012, 4022
$\beta$ CVn	109358	4.32	G0V	G0.4	+4.47	+3.8	3392, 3405
31 Com	111812	5.07	G011I	F9.8	+1.9 [8]	+1.5	3391, 3393
78 Uma	113139	4.89	F2V	F2.5	+2.29	+2.7	3393
$\beta$ Com	114710	4.32	G0V	F9.5	+4.72	+3.5	3402, 4088
$\gamma$ Boo	121370	2.80	G0IV	G0.2	+2.85	+2.7	3394, 3427, 4015
$\theta$ Boo	126660	4.06	F7V	F6.5	+3.21	+3.9	3400, 3429
$\sigma$ Boo	128167	4.48	F2V	F1.6	+3.48	+3.2	3401, 3428, 4089
45 Boo	134083	5.03	F5V	F3.5	+3.98	+3.8	3403, 3430, 4090
$\gamma$ Ser	142860	3.86	F6V	F6.3	+3.06	+3.0	3406, 3423, 3460
$\zeta$ Her	150680	3.00	G0IV	G0.2	+3.20	+3.4	3424, 4091, 4155
$\nu$ Dra	159182	2.99	G2II	G1.2	-5.7 [9]	-2.8	3603, 4092, 4196
$\alpha$ Her	161797	3.48	G5IV	G5.0	+3.63	+2.9	4093, 4156, 4199
89 Her	163506	5.48	F2Ia	F3.9	-7.1 [11]	-6.0	3407, 3425, 4157
$\nu$ Her	164136	4.48	F2II	F2.4	+0.9 [8]	-2.2	3426, 4094
$\gamma$ Dra	170153	3.69	F7V	F6.7	+4.09	+3.9	3461, 4186, 4200
110 Her	173667	4.26	F6V	F5.0	+2.71	+3.7	3432, 4188
$\beta$ Sct	173764	4.47	G5II	G3.0	-4.4 [9]	-1.5	3431, 3697, 4158, 4186, 4198,
	231195	9.20	F5Ia	F5.4	-8.0 [12]	-6.7	3118, 3588, 3589, 3605, 3648,
							3649, 3650
$\nu$ Aql	182835	4.86	F2Ib	F2.2	-3.1 [8]	-3.3	3463, 3465, 3522, 3524

Продолжение табл. 1

1	2	3	4	5	6	7	8
$\alpha$ Sge	185758	4.37	G011	F9.8	-2.5 [10]	-1.9	3604, 3638, 4197
16 Cyg	186408	6.26	G2V	G2.3	+3.96	+3.5	3502, 3053, 4165
16 Cyg	186427	6.37	G5V	G5.6	+4.30		
	+31°3907	8.00	F81a	G1.6	-8.0 [12]	-7.4	4160, 4161, 4162
22 Vul	192713	5.38	G21b	G3.2	-5.7 [10]	-4.6	3070, 3518, 3632, 4165
35 Cyg	193370	5.18	F51b	F4.9	-2.4 [8]	-3.9	3080, 3464, 3500
$\gamma$ Cyg	194093	2.32	F81b	F7.3	-4.1 [11]	-2.9	3068, 3121, 3560, 4189, 4200
41 Cyg	195295	4.09	F511	F4.4	+1.8 [8]	-3.1	3067, 3122, 3504, 3652
$\beta$ Del	196524	3.72	F5111	F3.5	+0.77	+0.2	4159
$\epsilon$ Cyg	202109	3.40	G811	G8.2	+1.4 [10]		4480
$\beta$ Aqr	204867	3.07	G01b	G0.8	-5.0 [10]	-2.5	4184
9 Peg	206859	4.52	G51b	G4.2	-4.2 [10]	-3.8	3084, 3097, 3634, 4194
$\alpha$ Aqr	209750	3.19	G21b	G1.2	-5.5 [10]	-4.6	3099, 3659, 4185
i Peg	210027	3.96	F5V	F3.8	+3.31	+4.0	3101, 3583
$\epsilon$ Cep	211336	4.23	F01V	F0.4	+2.23	+2.8	3525, 3582, 3654, 3670
$\epsilon$ Peg	216385	5.30	F71V	F6.2	+3.30	+3.8	3083, 3100, 3540, 3658, 3666
HR 8752	217476	5.48	G01a	G0.3	-9.6 [11]	-8.3	3082, 3098, 3521, 3523, 3539, 4163
56 Peg	218356	4.98	G81b	G7.0	-2.1 [10]		4464, 4489
$\pi$ Cep	218658	4.56	G2111	G2.6	-0.1 [8]	+0.8	3671, 3680
$\nu$ Peg	220657	4.57	F81V	F7.4	+1.82	+2.7	3112, 3581, 3672
i Psc	222368	4.28	F7V	F7.0	+3.33	+3.0	3102, 4312, 4481
$\rho$ Cas	224014	4.85	F81a	F9.9	-8.6 [11]	-8.6	3670
85 Peg	224930	5.85	G2V	G3.4	+5.55	+5.1	4163

в безлунные ночи. Применялись пластинки Агфа-Астро (несенсибилизированные) размером  $9 \times 12$  и  $18 \times 18$  см. Ширина получаемых спектров 0.3 мм. Основной наблюдательный материал охватывает 81 стандартную звезду и семь исследуемых площадок, в которых произведена двумерная количественная спектральная классификация звезд F0-G5.

Исследуемые области выбирались так, чтобы количества звезд в вышеуказанных спектральных классах до 10.0 зв. величины были по возможности больше. В каждой площадке число звезд достигает от 10 до 40. Для каждой стандартной звезды приходилось отдельно получать астронегативный материал, так как они расположены на небе далеко друг от друга. Фотографирование ярких звезд (до 6.0 зв. величины) производилось с диафрагмой, с равномерно распределенными отверстиями, на пластинках размером  $9 \times 12$  см.

Для того, чтобы фон негатива стандартной звезды приблизить к фону негатива исследуемой области, фотографирование стандартных звезд производилось последовательно на одном и том же негативе разными экспозициями от 1 минуты до 10 минут. Суммарная экспозиция доходит до 25 минут. Для каждой звезды на пластинке получались 2—3 нормально экспонированных изображения. Слабые стандартные звезды (7—9 зв. вел.) фотографировались без диафрагмы с экспозицией до 25 минут на пластинке размером  $18 \times 18$  см. Звезды поля, помещенные на таких пластинках, применялись далее для исследования.

Ввиду того, что в данной работе наряду с фотографическим методом пользовался также и ультрафиолетовый участок спектра, фотографирова-

Таблица 2

№№ негативов	Дата наблюдения	$\alpha$ 1950	$\delta$ 1950	Экспозиция в минутах	Ср. зен. расг.
3467	30.6.1963	20 <sup>h</sup> 44 <sup>m</sup>	+41° 11'	11	10°
3469	"	20 22	+38 17	20	10
3545	17 8	20 44	+41 11	20	5
3546	"	"	"	10	6
3547	"	"	"	5	8
3548	"	20 22	+38 17	5	16
3566	18 8	"	"	10	5
3588	20 8	19 16	+14114	25	28
3589	"	"	"	12	28
3648	18 9	"	"	35	34
3649	"	"	"	20	40
3650	"	"	"	10	44
3665	"	20 22	+38 17	35	5
3666	"	"	"	30	17
3667	"	"	"	20	23
3668	19 8	"	"	10	29
3751	20 10	7 54	+31 50	15	10
3752	"	"	"	30	15
3789	22 12	"	"	10	20
3790	"	"	"	10	25
3791	"	"	"	5	32
4153	13 7 1964	20 00	+38 00	30	12
4160	14 7	19 59	+31 38	16	15
4161	"	"	"	15	22
4162	"	"	"	15	25
4175	5 8	20 00	+38 00	21	15
4176	"	"	"	5	10
4177	"	"	"	10	5
4195	7 8	"	"	10	44
4207	8 8	"	"	20	40
4208	"	"	"	10	44
4586	2 2 1965	1 32	+60 43	25	28
4587	"	"	"	10	30
4588	"	"	"	20	36
4589	"	"	"	5	36

вание вышеуказанной последовательности изображений спектров производилось так, чтобы в отдельных изображениях один из этих участков получался нормально экспонированным. Для каждой стандартной звезды получены по 1—7 негативов, а для исследуемой области по 3—7. Всего получено 186 негативов для стандартных звезд (см. 8-ой столбец в табл. 1), а для исследуемых площадок — 35 (таблица 2).

Спектрофотометрические измерения негативов. Спектрофотометрическая обработка негативов производилась на саморегистрирующем микрофотометре МФ-4 с функциональным преобразователем. В 1963 году в Лаборатории радиоэлектроники Абастуманской обсерватории изготовлен под руководством Л. В. Ксанфомалити по идее Л. М. Котляра [15] функциональный преобразователь, который, представляя собой дополнение регистрирующего микрофотометра МФ-4, производит автоматическое преобразование почернений изображений в соответствующие логарифмы интенсивностей по характеристической кривой для данного негатива, введенной в прибор. Запись получается на диаграммной ленте шириной 160 мм. При обработке данного наблюдательного материала запись производилась в интенсивностях. Высота

щели микрофотометра бралась 6 мм, а ширина 0.25. Последней на пластинке соответствуют 2 анг. Спектры записывались с увеличением экспозиции в 50 раз. Для стандартизации негативов фотометрические шкалы получались на лабораторном стеклянном спектрографе ИСП-51.

Проведение непрерывного спектра и отождествление линий. Одной из наиболее сложных задач спектрофотометрии звезд является задача проведения непрерывного спектра. Особенно сложной она является в спектрах поздних классов, тем более если они получаются с небольшой дисперсией. Очень часто на большом участке спектра трудно наметить линию непрерывного спектра.

Из-за малости нашей дисперсии трудно было сопоставить наши регистрограммы с регистрограммами по Атласу В. А. Хильтнера и Р. С. Вильямса [16]. Для проведения непрерывного спектра наши регистрограммы сопоставлялись с регистрограммами, полученными для тех же звезд в Крымской астрофизической обсерватории с дисперсией 23.4 и 72 анг. на мм около H-гаммы. При сравнении, на наших регистрограммах непрерывный спектр оказался неискаженным в длинах волн: 4500, 4360, 4030, 3870, 3810 и 3700 ангстрем для звезд F и 4500, 4360, 4030 и 3700 — для G. Перечисленные длины волн приняты как опорные точки, через которые проводился плавный непрерывный спектр.

Для класса G в ультрафиолетовом участке мы имели только одну опорную точку у 3700, что создает известные трудности при проведении непрерывного спектра в интервале 4030—3700. Не сводя глаза с точки 3700, проведение непрерывного спектра производилось с опорной точкой 4030.

Для отождествления спектральных линий с вышеуказанными регистрограммами Крымской обсерватории, использовались также и списки длин волн спектральных линий в спектрах F и G из работ [17, 18, 19, 20, 21]. Используемая область спектра заключается в интервале 3750—4420. В нижеприведенной табличке даются длины волн избранных для нашей цели спектральных линий и соответствующие отождествления.

Длины волн	Элемент	Длины волн	Элемент
4417	Ti II	4101	H—дельта
4395	Ti II	4077	Sr II
4385	Fe I	3934	Ca II (K)
4341	H—гамма	3889	H <sub>8</sub>
4325	Fe I	3883	CN
4300	Fe II—Ti II	3835	H <sub>9</sub>
4226	Ca I	3215	Fe I
4200	Fe I—Ti I	3771	H <sub>11</sub>
4172—76	Fe II—Ti II	3759	Ti II
4128	Si II		

Измерение регистрограмм производилось с помощью специальной палетки с нанесенными на нее линиями, соответствующими определенным длинам волн.

Редукционные кривые. В задаче по разработке системы двумерной количественной спектральной классификации звезд одним из наиболее важных моментов является получение редукционных кривых, связывающих, с одной стороны, спектральный класс или абсолютную величину, а с другой — отношение интенсивностей специально подобранных линий.

Критерии спектрального класса и светимости довольно многочисленны и вырабатываются обсерваториями, занятыми работой по классификации, обычно, применительно к используемым инструментам и дисперсиям. Калибровка этих критериев происходит по стандартным звездам. Выбирают группу звезд с известными спектральными классами и абсолютными величинами и на основании спектрофотометрических исследований спектров этих звезд подбирают пары линий, отношение интенсивностей которых показывает резкую зависимость от спектрального класса или от абсолютной величины. После этого строятся т. н. редукционные кривые, по оси абсцисс которых наносятся спектральные классы (или абсолютные величины), а по оси ординат — отношения интенсивностей избранных линий. С помощью этих калибровочных кривых можно определять спектральный класс и абсолютную величину для любой исследуемой звезды, измеряя в ее спектре отношение интенсивностей рассматриваемых линий. Для большей точности следует использовать не одну пару линий, а несколько.

Таким образом, перед нами стояла задача подобрать критерии спектрального класса и абсолютной величины по спектрам, получаемым с предобъективной призмой на нашем телескопе и разработать методику измерений и редукции материала. Как известно, спектральные линии характеризуются эквивалентной шириной и центральной остаточной интенсивностью или глубиной линий. Так как предобъективная призма дает возможность массового получения спектров звезд, желательно было выбрать такую характеристику спектральной линии, которая определяется быстро и надежно. В этом смысле лучше пользоваться центральной остаточной интенсивностью или глубиной линии, если только она чувствительна к известным параметрам.

В нашем случае редукционные кривые построены по отношениям именно глубин линий. Были выбраны лишь те линии, которые не сильно блендируются соседними и для которых, следовательно, центральные остаточные интенсивности мало искажаются. Пары линий выбирались по-возможности близко друг от друга, с целью сокращения влияния неизбежных ошибок проведения непрерывного спектра.

#### а) Редукционные кривые для определения спектрального класса

Для классификации звезд по спектральным классам необходимо, во-первых, брать по-возможности такие пары линий, для которых отношение интенсивностей нечувствительно или мало чувствительно к абсолютной величине, а во-вторых желательно, чтобы одна из них усили-

валась, а другая в то же время уменьшалась с изменением температуры. В таком случае отношение меняется значительно сильнее в зависимости от спектрального класса, чем в случае пользования одной из них, и, следовательно, точность определения спектрального класса повышается. В рассматриваемом нами спектральном интервале F0-G5 линии металлов усиливаются, а водородные линии ослабевают. При этом в классе F, как упоминалось выше, водородные линии не чувствительны к абсолютной величине. Измерения показали, что и в спектральном интервале G0-G5 глубины водородных линий не зависят от абсолютной величины.

Исходя из вышесказанного для определения спектрального класса в рассматриваемом интервале F0-G5, нами использованы отношения интенсивностей линий металлов к водородным линиям, а именно:

$$\frac{I_{4345}}{I_{H-\text{гамма}}}, \quad \frac{I_{4300}}{I_{H-\text{гамма}}}, \quad \frac{I_{4226}}{I_{H-\text{гамма}}}, \quad \frac{I_{3815}}{I_{H-\text{дта}}}$$

и, дополнительно к ним,  $\frac{I_k}{I_{H-\text{дельта}}}$  для интервала F0-F7,

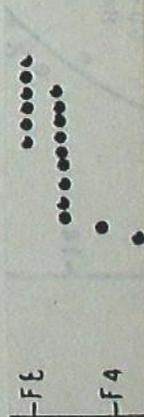
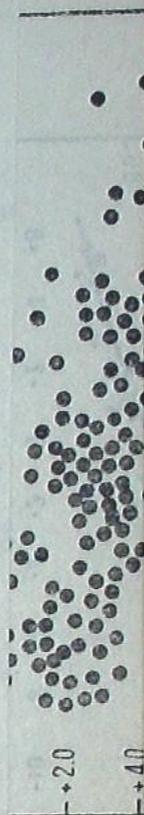
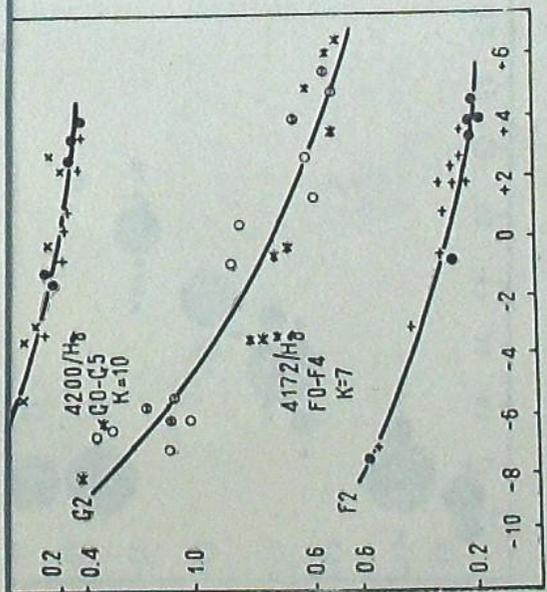
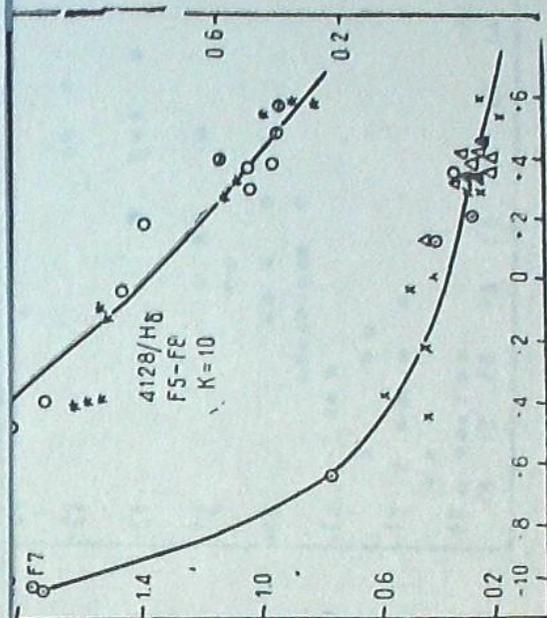
$$\frac{I_{4325}}{I_{H-\text{гамма}}} \text{ для интервала F8-G5.}$$

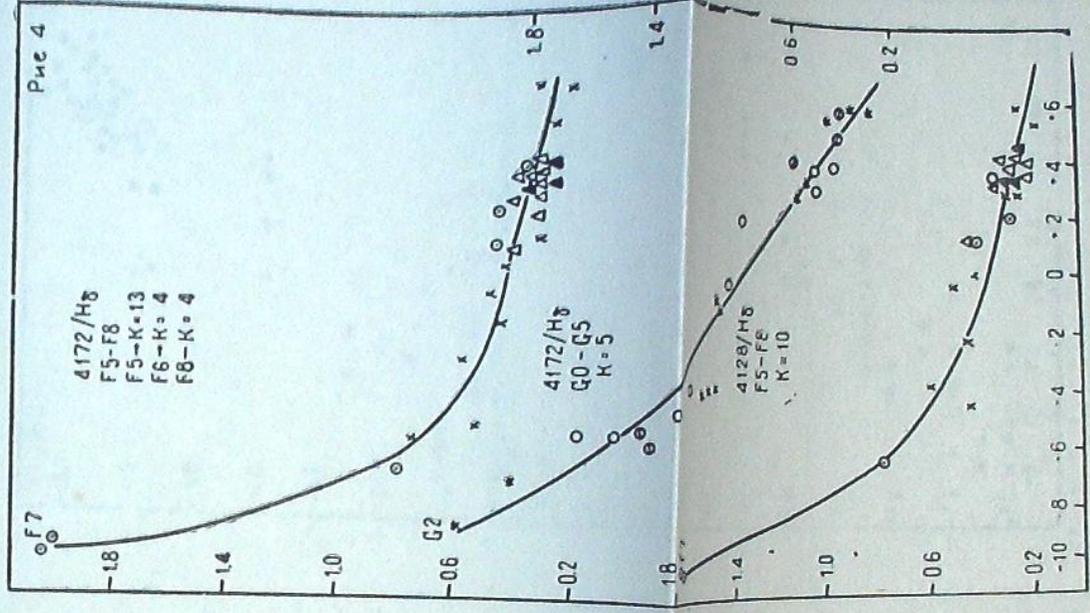
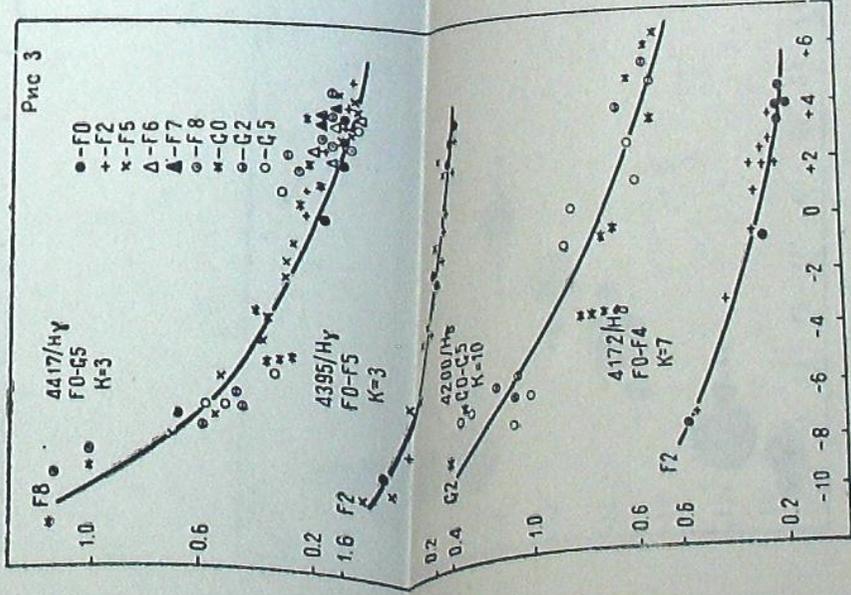
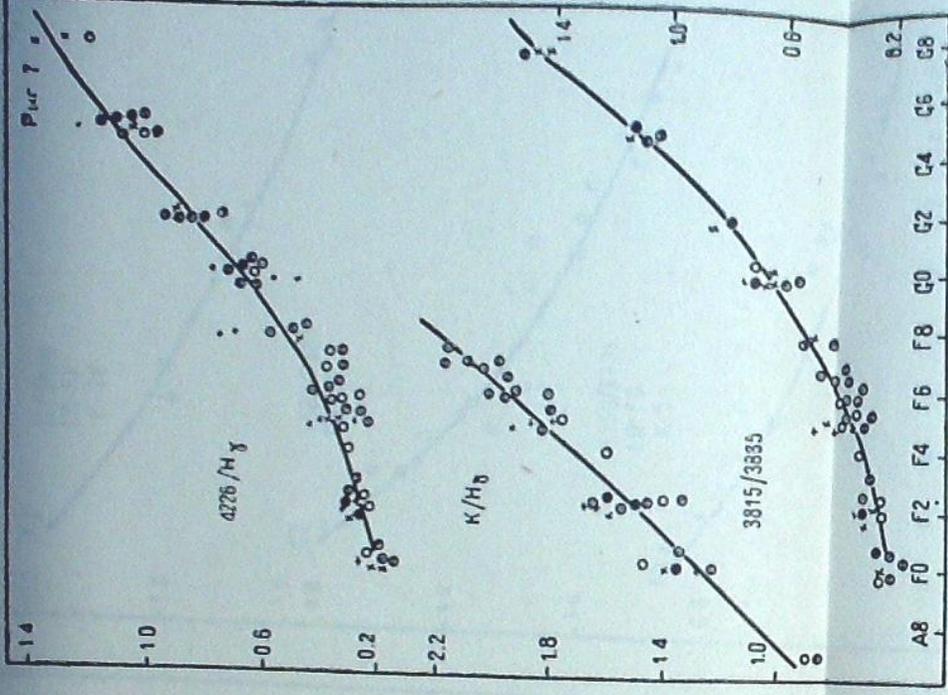
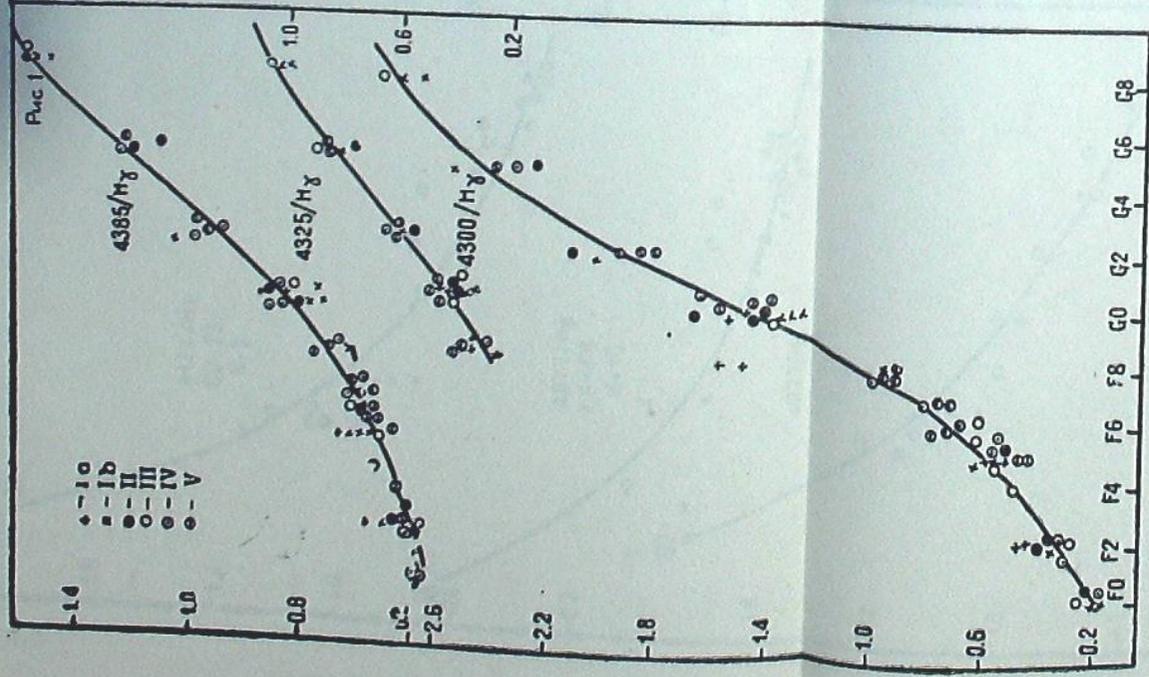
Здесь  $I$  представляет глубину линии.

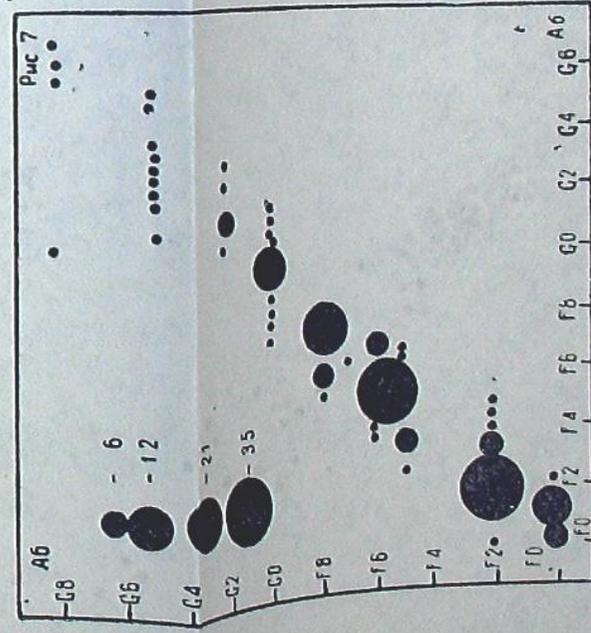
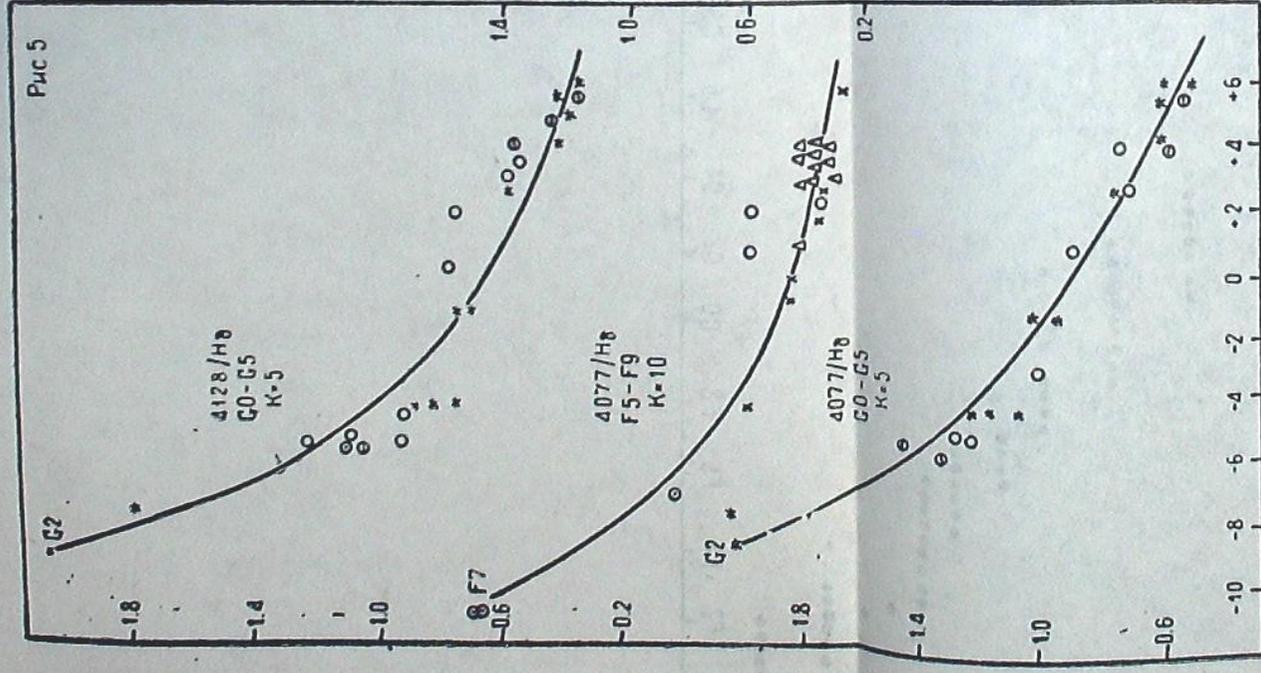
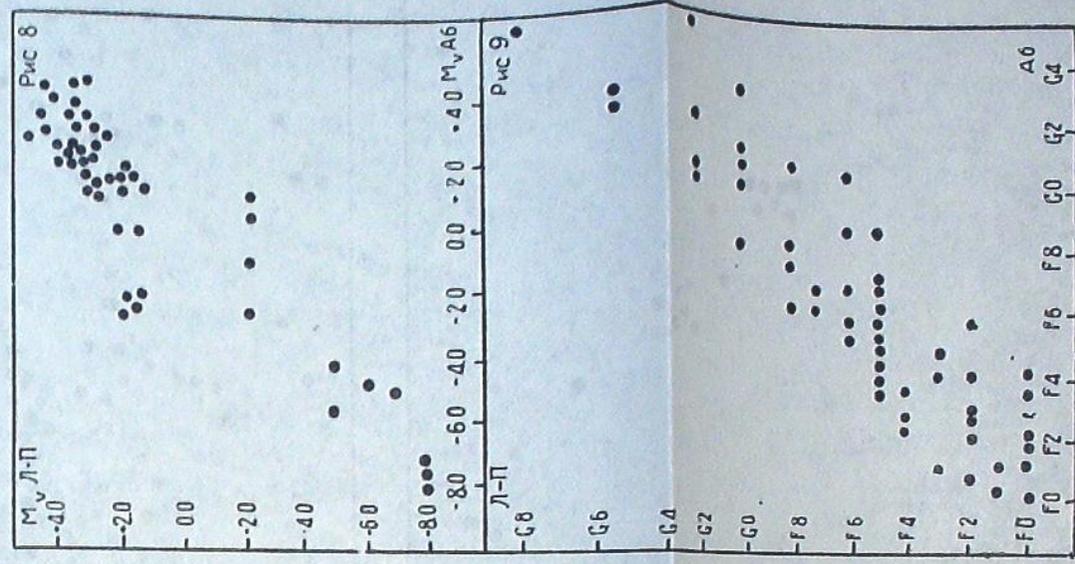
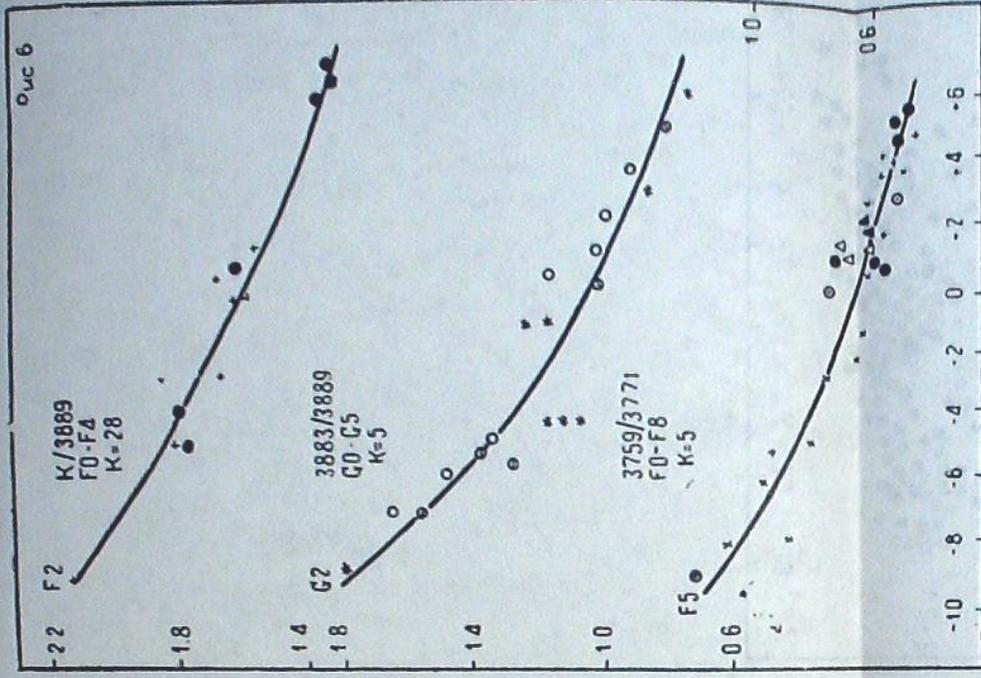
Нужно заметить, можно было подобрать и другие пары линий, но мы ограничились только вышеуказанными, которые при этом более удовлетворяли всем требованиям поставленной задачи (см. рис. 1,2; тут разные знаки соответствуют разным светимостям). Крутизна наших редуционных кривых гораздо больше в области F5-G5, чем в области F0-F5. Это станет понятным, если учесть, что в последней линии металлов, если не считать сверхгигантов, вообще слабы. Поэтому точность определения спектральных классов в вышеуказанных областях для данного критерия неодинакова.

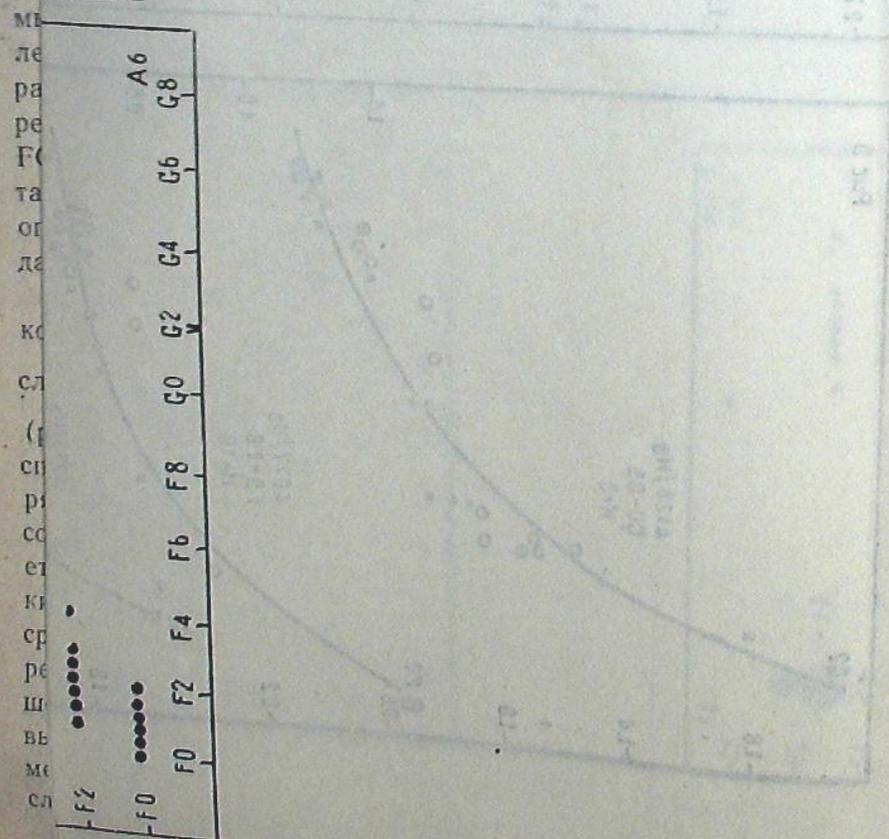
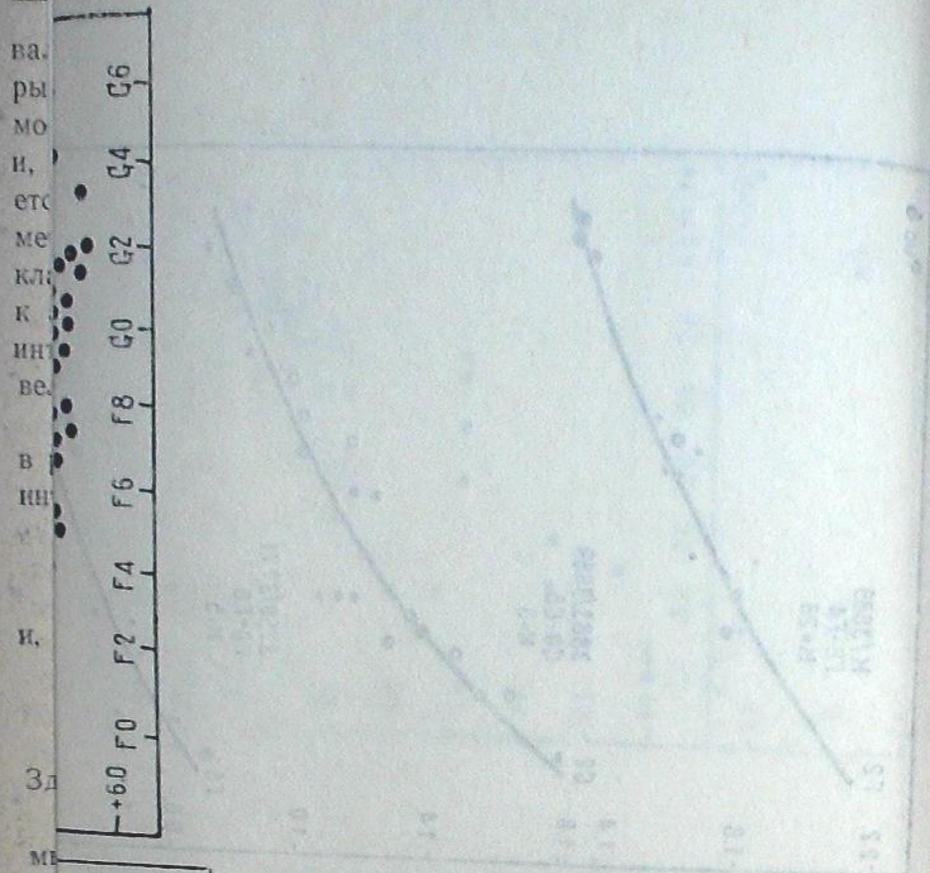
Вообще, при выборе критериев, мы старались остановиться на тех, которые давали редуционные кривые с большей крутизной. В этом смысле интересно рассмотреть кривую, соответствующую отношению  $\frac{4300}{H_{\text{гамма}}}$

(рис. 1). Как видно, это отношение является очень хорошим критерием спектрального класса, что заставило нас остановиться на нем, несмотря на то, что для звезд F оно меняется в зависимости также и от абсолютной величины. Однако, как видно из нашей кривой, это сказывается в случае ярких сверхгигантов, т. е. звезд класса Ia. Но, так как ярких сверхгигантов вообще мало и при этом их легко выделить наглядно среди остальных звезд, данной кривой можно пользоваться вполне уверенно. Заметим, что в классе F сверхгиганты (Ia) показывают в большей или меньшей мере разброс точек почти на всех редуционных кривых, т. е. почти все применяемые отношения чувствительны в некоторой мере к абсолютной величине и, естественно, это больше сказывается в случае сверхгигантов (Ia).









б) Редукционные кривые для определения абсолютных величин

При выборе критериев для абсолютных величин желательно с целью повышения точности брать отношения интенсивностей линий, одна из которых показывает отрицательный, а другая — положительный эффект светимости. Однако, в спектрах звезд F0-G5 нет возможности подобрать такие пары линий. И мы были вынуждены в этом случае использовать следующие отношения:

$$\frac{I_{4417}}{I_{\text{н-гамма}}}, \quad \frac{I_{4172-76}}{I_{\text{н-дельта}}}, \quad \frac{I_{4128}}{I_{\text{н-дельта}}}, \quad \frac{I_{4077}}{I_{\text{н-дельта}}},$$

$$\frac{I_{3759}}{I_{3771}}, \quad \frac{I_{4395}}{I_{\text{н-гамма}}}, \quad \frac{I_K}{I_{3889}}, \quad \frac{I_{4200}}{I_{\text{н-дельта}}}, \quad \frac{I_{3883}}{I_{3889}}$$

для интервалов F0-G5, F5-G5, F0-F8, F0-F5 и G0-G5, соответственно. Эти отношения, однако, меняются в зависимости и от спектрального класса. Для учета этой зависимости, мы воспользовались давним предложением академика В. А. Амбарцумяна, которое еще раньше до нас было использовано в работе Р. А. Бартая [2].

Полученным из наших редукционных кривых значениям  $M_v$  нужно придавать соответствующие поправки, которые даются в таблице 3 по аргументам отношений и спектров. Как видно из чертежей, разброс точек на окончательных редукционных кривых не превосходит ожидаемую величину, если не считать точки, соответствующие звездам  $\rho$  Cas (F81a),  $+31^\circ 3907$  (F81a),  $\mu$  Per (G01b)  $\beta$  Aqr (G01b),  $\beta$  Cam (G01b), HD 10494 (F5 1a). Это показывает надежность исходных данных ( $M_v$ ,  $N_i$ ), а также эффективность применения предложения академика В. А. Амбарцумяна. Если учесть, что перечисленные здесь звезды сверхгиганты, можно думать, что для них использованные нами абсолютные величины не вполне точны.

Таблица 3

$N_i$	4417	4395	4172	4128	4077	K	4200	3883	3759
Sp	4341	4341	4101	4101	4101	3889	4101	3889	3771
F0	-2.4	-0.6	-1.2			-5.6			-2.5
F1	-2.1	-0.3	-0.6			-2.8			-2.5
F2	-1.8	0.0	0.0			0.0			-1.5
F3	-1.5	+0.3	+0.6			+2.8			-1.0
F4	-1.2	+0.6	+1.2			-5.6			-0.5
F5	-0.9	+0.9	-2.6	-2.0	-2.0				0.0
F6	-0.6		-0.4	-1.0	-1.0				+0.8
F7	-0.3		0.0	0.0	0.0				+1.6
F8	0.0		+0.4	+1.0	+1.0				+2.4
F9	+0.3		+0.8	+2.0	+2.0				+3.2
G0	+0.6		-1.0	-1.0	-1.0		-2.0	-1.0	
G1	+0.9		-0.5	-0.5	-0.5		-1.0	-0.5	
G2	+1.2		0.0	0.0	0.0		0.0	0.0	
G3	+1.5		+0.5	+0.5	+0.4		+1.0	+1.0	
G4	+1.8		+1.0	+1.0	+0.8		+2.0	+2.0	
G5	+2.1		+1.5	+1.5	+1.2		+3.0	+3.0	

Каталог спектральных классов и абсолютных величин. На основе вышеприведенных редуцированных кривых осуществлялась двумерная количественная спектральная классификация программных звезд в избранных областях (табл. 2). Как было сказано последние выбирались так, чтобы количество звезд спектрального интервала F0-G5 до 10.0-ой зв. величины было по возможности больше.

Так как мы имели несколько критериев и от трех до семи снимков для каждой области, спектральные классы и абсолютные величины каждой звезды определялись от 6 до 20 раз. Затем из всех определений бралось среднее арифметическое. Таким образом, произведена двумерная количественная спектральная классификация 210 звезд спектральных типов F0-G5. Из них 178 звезд принадлежат к типу F, а 36 — к G (таблица 4). Средняя квадратическая ошибка определения спектральных классов (210 звезд) составляет 0.6 спектрального подкласса. Точность определения абсолютных величин меняется со спектральным интервалом. Для звезд F0-F5 из-за малости эффекта светимости крутизна редуцированных кривых очень мала. При этом она больше в области сверхгигантов, чем в области карликов. Поэтому в этом интервале абсолютные величины определяются с меньшей точностью, особенно для карликов. Средние квадратические ошибки определения абсолютной величины для звезд F0-F5 и F6-G5 составляют 0.8 и 0.5, соответственно.

Для сравнения отметим, что точность определения абсолютных величин для поздних звезд G и K по Н. Б. Каландадзе [1] составляла 0.3. Кроме того по нерасширенному спектру, полученному на нашем менисковом телескопе (дисперсия 166 анг.), в обсерватории им. Энгельгардта количественным методом, спектральный класс определяется с точностью 1—2 подкласса, а абсолютная величина до 1 [22].

В таблице 4 звезды следуют по прямым восхождениям. В третьем столбце представлены визуальные величины по HD, а для отсутствующих в последних — значения BD, приведенные к системе HD [23]. В четвертом пятом и шестом столбцах даны спектральные классы по HD, в системе Абастуманской качественной классификации — по критериям [3] (ниже будет сказано об этом) и по нашей количественной классификации, соответственно. В седьмом столбце содержатся полученные нами абсолютные величины.

Обсуждение результатов. Мы сочли целесообразным провести для наших звезд также и качественную классификацию, подобную ведущейся в нашей обсерватории [3], с целью сравнения ее данных с данными количественной классификации и дальнейшего обсуждения результатов (см. столбец пятый в таблице 4). Несмотря на то, что у автора данной работы нет большого опыта качественной классификации, — результаты являются, пожалуй, главным для классификатора, — результаты наших качественных определений не очень расходятся с данными наших же количественных оценок (рис. 7). Полученный разброс точек можно объяснить, главным образом, тем обстоятельством, что при количественной классификации мы имеем сплошное, непрерывное под-

Таблица 4

№	HD BD	$m_v$ HD	Sp HD	Sp Ab (кан)	Sp Ab (кол)	$M_v$ Ab
1	2	3	4	5	6	7
1	6582	5.3	G5	G5	G4.2	+5.2
2	+61°244	9.7		F6	F5 0	+2.6
3	7829	8.7	F0	F5	F4 6	+2.6
4	7859	8.9	F5	F8	F8 8	0.0
5	7977	9.2	G0	G0	G1 0	+4.3
6	+60°211	8.9		F0	F0 9	-2.0
7	8108	8.4	F5	F2	F2 0	+2.0
8	+58°236	9.5		F6	F5 0	+2.5
9	8620	8.4	F2	F2	F1 6	+3.0
10	8906	7.2	F5	F5	F4 0	+0.7
11	+59°259	9.3		F8	F7 4	+1.3
12	8992	7.6	G5	F5	F5 8	-5.2
13	9167	7.9	F8	F0	F1 0	-4.2
14	9297	8.5	F2	F2	F3 1	+2.5
15	9365	8.2	F0	F0	F0 5	-0.9
16	9518	8.7	F8	F8	F6 5	+1.6
17	+60°271	9.5		F8	F6 3	+2.5
18	+60 270	9.5		F6	F5 7	+3.4
19	9666	7.3	F5	F5	F3 7	+1.9
20	+58°272	8.6		G2	G2 4	+3.8
21	+61 311	9.5		F8	F6 8	+2.9
22	10494	7.5	G5	F5	F6 3	-5.2
23	+58°296	9.1		G8	G6 9	—
24	10757	7.5	G0	G0	G0 6	+3.5
25	10871	8.2	F0	A9	A9 1	—
26	+61°334	8.5		G2	G0 5	+2.1
27	11163	8.7	F5	F2	F2 2	+1.8
28	11374	8.4	F2	F5	F3 4	+2.5
29	12558	5.7	F5	F7	F7 4	+2.5
30	13649	7.1	F5	F5	F3 6	+3.0
31	+60°583	8.5		G5	G2 5	+2.3
32	17904	5.3	F0	F2	F2 6	+2.2
33	+60°600	9.3		G5	G2 0	+2.2
34	+60 605	9.0		F0	F1 5	+1.0
35	62831	8.6	G0	G0	F7 8	-1.2
36	+32°1622	9.4		F0	F1 2	+0.3
37	63091	8.0	F2	F5	F4 1	+2.7
38	+32°1665	10.2		F0	F1 1	0.0
39	63185	8.6	F0	F0	F0 0	-2.0
40	+33°1592	10.0		F8	F6 0	+4.3
41	63281	9.1	F2	F2	F2 5	+2.0
42	63611	7.6	G5	G8	G6 6	—
43	+33°1603	9.2		G0	G0 1	+4.1
44	64051	8.4	F8	F5	F5 0	+2.3
45	64090	8.2	G0	G5	G2 1	+4.3
46	64163	8.0	G5	G5	G6 0	—
47	+32°1641	10.0		F6	F6 4	+2.2
48	+31 1688	9.4		F5	F4 4	+1.4
49	64325	8.6	G0	F8	F7 0	+4.1
50	64389	8.0	F5	F8	F8 0	+4.0
51	+31°1695	10.0		F2	F2 0	+2.1
52	+30 1610	8.7		G0	F8 8	+2.2
53	64729	7.5	F0	A9	A9 9	—
54	+33°1619	8.7		F8	F6 0	+1.9
55	+32 1651	10.7		F2	F2 2	-2.3
56	65042	9.4	F8	F6	F4 5	-4.0
57	+32°1656	9.8		F5	F4 2	-1.4
58	65255	8.4	F5	F6	F6 0	+2.0
59	+31°1715	9.4		F2	F2 5	-4.1

Продолжение табл. 4

1	2	3	4	5	6	7
60	+32°1671	8.7		F2	F2.5	-0.5
61	+32 1673	9.8		F8	F7 1	+0.2
62	+32 1674	9.1		G0	F8 1	+1.0
63	66683	8.1	F0	F2	F2 1	+1.0
64	+32°1680	10.0		F2	F2 4	-2.9
65	66872	9.1	F8	F5	F4 2	+2.4
66	179339	8.6	G0	G5	G3 2	+3.8
67	179401	8.9	G0	F7	F5 5	+2.9
68	230888	9.5	F5	F6	F4 6	+0.4
69	230993	9.6	F2	F2	F2 0	+0.8
70	180556	7.9	F8	F8	F7 8	+3.8
71	231039	8.9	F5	F5	F3 9	+2.7
72	231083	9.9	F8	F8	F7 4	+2.8
73	231107	10.0	F8	F7	F6 4	-1.4
74	181227	8.2	F	F6	F4 7	+2.3
75	181493	8.5	F5	F5	F3 4	+3.4
76	231195	9.2	G0	F6	F5 4	-6.7
77	231241	9.4	F0	F0	F1 2	+1.1
78	231255	9.6	G0	G0	F7 1	+2.7
79	231269	10.3	F5	F8	F6 0	+3.0
80	231310	9.8	G0	G5	G2 2	+5.3
81	182782	7.9	F8	F5	F5 4	-3.1
82	182808	7.9	F5	F6	F3 8	+1.4
83	231460	9.6	F8	F8	F7 9	+4.5
84	231491	10.7	F5	F5	F4 6	-1.9
85	231554	8.4	F0	F2	F3 2	-1.7
86	226168	10.1	F0	F2	F0 0	-1.1
87	226170	9.0	F8	F6	F5 4	-2.7
88	226201	9.8	F8	F8	F8 2	+3.4
89	226223	9.8	G0	G0111	F8 8	+1.6
90	226289	10.2	F0	F2	F4 3	+1.0
91	226309	9.9	F2	F0	F2 1	+2.5
92	226338	9.9	F2	F2	F2 1	+2.5
93	188326	8.0	G5	G8	G5 0	+4.1
94	188591	8.2	G5	G2	G1 7	+4.9
95	188725	8.0	F0	F2	F2 3	-0.8
96	226602	9.6	F5	F2	F2 0	-0.9
97	188969	8.0	G5	G2	G1 5	-1.1
98	188993	6.8	G5	G2	G0 7	+4.5
99	226706	10.1	F0	F0	F0 2	+1.7
100	226728	10.1	F0	F0	F1 2	+1.3
101	226802	9.7	F8	F8	F8 2	+3.9
102	226255	9.9	F2	F2	F1 4	-1.7
103	189279	9.9	G	F5	F4 6	-0.1
104	226811	8.6	F0	F0	F1 1	-4.0
105	226822	9.5	G0	F8	F5 2	+2.8
106	189333	9.3	G0	F0	F3 1	+2.8
107	+32°3650	8.5	F8	F2	F2 5	+2.4
108	189549	7.6		F2	G0 8	+3.2
109	226962	8.4	G5	F2	F1 2	+1.5
110	227036	10.0	F0	G5	F4 2	+0.2
111	227036	10.6	F0	F0	F1 6	-2.2
112	227068	9.9	F8	F2	F5 6	+1.8
113	227122	9.9	F0	F2	G3 0	-1.1
114	+29°3858	9.2	F5	F6	G1 6	+4.3
115	227180	10.0	G0	G5	F8 8	+3.9
116	227238	9.2	G0	G2	F7 8	+2.1
117	227268	9.9	G0	G0	F6 2	+1.3
118	227279	9.9	G0	G0	F5 2	+3.7
119	227314	10.0	F5	F8	F9 5	+3.9
120	227315	9.2	F8	F5	G0 3	+3.6
	227329	8.9	G0	G0		
		9.6	G0	G0		

Двумерная количественная спектральная классификация...

Продолжение табл. 4

1	2	3	4	5	6	7
121	+31°3007	8.1	F8	G0	G1.6	-7.4
122	227355	9.5	F0	F0	F0 7	+2.4
123	+30°3874	8.3		F2	F1 9	+3.3
124	227452	10.0	F5	F5	F4 9	-0.6
125	227545	9.7	F8	F8	F6 1	+3.1
126	227570	10.2	F8	F6	F6 7	+2.1
127	190814	8.2	F8	F8	F7 1	+2.3
128	227618	10.0	F8	F5	F5 0	+3.7
129	227791	9.5	G0	F5	F2 6	+0.1
130	227815	10.1	F5	F5	F3 8	-0.7
131	191397	7.8	F5	F5	F5 3	+3.5
132	227873	10.2	G5	G2	G2 9	+3.0
133	227881	10.1	F8	F6	F7 0	+3.9
134	227882	10.4	G0	G0	F9 9	-0.6
135	227912	10.4	G0	G2	G1 1	+1.7
136	227968	10.9	A0	F6	F5 9	+2.3
137	227982	10.2	F8	F8	F8 6	+3.8
138	228030	9.9	G0	F6	F6 8	+1.4
139	191897	8.0	G5	G2	G1 5	+1.4
140	228205	10.1	F5	F2	F2 7	-2.1
141	+37°3827	9.2		F5	F4 1	-3.7
142	192226	8.6	F0	F2	F1 3	-1.2
143	228485	9.7	A5	A9	F1 0	+0.2
144	228491	10.0	F0	F2	F1 5	-1.7
145	192744	7.3	F0	F2	F1 0	+3.0
146	228583	8.6	G0	G2	G0 3	+3.8
147	192871	7.1	A5	F0	F0 9	+1.4
148	192988	8.2	G5	F2	F4 2	+0.1
149	228722	8.9	G5	G2	G1 1	+4.7
150	193204	8.6	F5	F6	F5 6	+1.9
151	193268	7.7	F5	F5	F3 4	+0.8
152	193313	8.0	F5	F6	F6 3	+2.5
153	193487	7.6	F2	F2	F2 4	+1.8
154	193554	8.8	G5	G0	G0 1	+3.7
155	193815	8.5	F0	F0	F0 5	+2.1
156	229041	9.0	F0	F0	F1 4	+1.7
157	229042	10.9	A7	A9	F0 3	+1.9
158	229044	9.9	F2	F5	F5 2	-0.7
159	229060	9.9	F0	F2	F1 8	-2.9
160	193889	8.5	G0	F5	F5 3	+3.0
161	229086	9.6	A7	F0	F1 2	-2.0
162	229119	9.4	G0	G0	F8 5	+3.1
163	194095	7.8	K0	G8	G5 3	-
164	194177	8.2	F5	G0	G0 2	+3.9
165	229164	9.0	G0	G0	G0 6	+4.4
166	229194	9.9	F2	F2	F1 8	-1.7
167	229203	9.9	F0	F2	F2 0	0.0
168	194378	9.1	F	F2	F3 3	-1.5
169	229244	9.0	G0	F5	F4 9	+3.3
170	229278	9.7	F8	F8	F6 8	+2.2
171	194685	7.7	G5	F8	F7 8	+2.6
172	+35°4116	8.9		F8	F7 5	+3.3
173	+36 4075	9.1		F8	F5 9	+2.5
174	+38 4089	10.7		F0	F0 0	+2.6
175	+37 3938	9.8		F2	F2 8	+1.7
176	+39 4194	9.8		F8	F7 8	+4.4
177	+38 4093	10.7		F5	F4 2	-2.9
178	+36 4082	9.8		F8	F7 5	+3.3
179	195122	8.8	G5	G01V	F9 0	+3.6
180	+38°4106	8.8		F2	F2 2	-0.5

Продолжение табл.

1	2	3	4	5	6	7
181	195323	7.7	F5	F5	F5.8	+2.4
182	+36°4097	8.2		G01V	F9.8	+2.5
183	+38 4119	8.9		F2	F1.7	+2.2
184	+37 3954	10.0		F0	F0.3	+2.3
185	+38 4122	9.5		F2	F1.9	+4.6
186	195593	6.3	F8	F2	F2.6	-5.2
187	+37°3960	9.1		F2	F2.8	-0.9
188	+36 4117	9.2		F0	F0.5	+1.5
189	+39 4237	10.7		F5	F6.3	+2.6
190	+36 4120	9.5		F5	F3.9	-1.5
191	196240	7.8	A0	G5	G2.8	+2.2
192	196588	8.3	F5	F5	F3.9	+4.0
193	196672	7.8	F8	F6	F3.9	+1.3
194	196790	8.0	G0	F8	F8.0	+2.1
195	197037	6.9	G0	F2	F3.1	+2.5
196	197376	8.1	G0	F6	F4.6	-2.3
197	197407	7.4	F5	F5	F4.8	-0.5
198	+40°4291	8.3		F2	F2.5	+3.0
199	197655	8.2	F5	F5	F3.2	+3.2
200	+40°4337	9.1		F2	F1.3	-0.6
201	198388	8.3	G5	G21V	G1.4	+3.1
202	198481	7.7	G0	F8	F7.4	+2.8
203	198494	7.9	F8	F5	F4.5	+3.1
204	+41°3907	9.1		F2	F2.9	+1.4
205	198797	8.0	F2	F2	F4.4	-2.4
206	210855	5.4	F8	F8	F6.9	+2.7
207	217475	7.3	F0	F2	F1.6	+2.8
208	+55°2881	8.1		F2	F1.6	+3.2
209	218600	8.7	G5	F5	F4.3	-4.5
210	218601	8.2	A2	F2	F2.1	+2.3

имеют абсолютные величины +5.2 и +4.5, а по Каландадзе +6.8 и +5.1, соответственно. Как видим, для звезды HD 6582 разница большая. Наше значение больше соответствует тригонометрической абсолютной величине (+5.5). Значительное количество звезд (всего 65, таблица 6) оказались общими с каталогом звездных спектров, опубликованным в Ла-Плате Яшеком и его сотрудником [26]. Каталог Ла-Плата основан на всех опубликованных до 1963 года исследованиях звездных спектров, классифицированных в системе МК.

Сравнение между абсолютными величинами и спектральными классами показано на рис. 8 и 9 (звезды с двоеточием не были использованы). На рисунке 8 наши определения сопоставлены не с классами светимости, а с соответствующими им средними абсолютными величинами, взятыми нами из работы [12]. Разброс точек, как нам кажется, можно считать удовлетворительным, если учесть, что произведены сравнения результатов количественных определений с данными качественными.

Таблица 5

HD	MW		Абастумани		$M_{tr}$
	$S_0$	$M_p$	$S_p$	$M_v$	
6582	G4	+5.4	G4.2	+5.2	+5.5
12558	F4	+3.0	F7.4	+2.5	+2.1
17904	A6	+1.2	F2.6	+2.2	+0.3
64090	F8	+4.2	G2.1	+4.3	+3.4
188326	G4	+4.6	G5.0	+4.1	+4.2
195593	cF5	-1.2	F2.6	-5.2	-
210855	F6	+3.0	F6.9	+2.7	+2.1

Мы выполнили двумерную количественную классификацию для взятых нами стандартных звезд по нашим редуцированным кривым (см. столбцы пятый и седьмой в табл. 1). Разумеется, результаты дискуссии по последним вполне можно распространить и на исследуемые звезды.

На рис. 10. полученные нами для стандартных звезд абсолютные величины сопоставлены с исходными, на основе которых строились редуцированные кривые. Согласие для субгигантов и карликов, для которых мы пользовались тригонометрическими абсолютными величинами, можно сказать, очень хорошее. Среднее отклонение  $M_{tr} - M_{sp}$  составляет 0.5 (37 звезд). Однако для сверхгигантов и гигантов точки разбросаны в довольно большой степени. Это вполне естественно, так как для последних сами исходные данные не совсем однородны. В этом случае среднее отклонение составляет 1.2. Мы вправе думать, что наши определения более точны, чем исходные, так как они основываются на среднем значении этих данных, а не на отдельных из них.

На рис. 11 представлено сравнение полученных нами для стандартных звезд спектральных классов с МК. Если учесть, что в данном случае мы имеем сравнение результатов количественных определений с качественными, можно сказать, что согласие удовлетворительное.

разделение спектра по классам. Разумеется, в последнем случае точность определения сравнительно высока. Сравнение говорит о том, что спектры, получаемые на менисковом телескопе с 8°-ой предобъективной призмой, дают возможность вести качественную классификацию на достаточно высоком для настоящего времени уровне. Тем самым можно заключить, что в рассматриваемом нами спектральном интервале F5-G5 спектральную классификацию для общих звездно-астрономических целей нет смысла вести количественно, если, конечно, отвлекаться от необходимости определения абсолютных величин.

Оказалось всего семь звезд, общих с каталогом Адамса, Джохьюмасаона и Брайто [24]. Среди них шесть звезд имеют тригонометрические параллаксы (таблица 5).

Как видим, в общем согласие хорошее, за исключением HD 17904 и HD 195593. Для первой из них можно думать, что  $M_{tr}$  не совсем надежна, так как тригонометрический параллакс равен  $+0.''010 \pm .''007$ . Что касается звезды HD 195593, если учесть, что по определению Адамса и его сотрудников звезда сверхгигант, то наше значение абсолютной величины больше соответствует истине.

Общими с каталогом Н. Б. Каландадзе [25] оказались только две звезды HD 6582 и HD 188993. По нашим определениям эти звезды

Таблица 6

HD BD	Sp Ла-Плата	Sp Аб	M <sub>r</sub> Аб
6582	G0 IV, G5 IV, G5 V, G5, Vp	G4.2	+5.2
7829	F3 V	F4 6	+2.6
8620	F0 V	F1 6	+3.0
8906	F0 I, F2 II, F2II, F3Ib, F4I	F4 0	+0.7
8992	F5 I, F6 Ib	F5 8	-5.2
9167	F1 II, F2 V, A7 Iab	F1 0	-4.2
+60° 271	F8 V	F6 3	+2.5
9666	F5 III	F3 7	+1.9
10494	F2 I, cF, F5 Ia, F7 I	F6 3	-5.2
10757	G0 V	G0 6	+3.5
10871	A9 V, F0 V	A9 1	-
11163	A0 IV, A5 III, F2 III	F2 2	+1.8
11374	F2 III, F4 V	F3 4	+2.5
17904	F4 V	F2 6	+2.2
64090	G2 VI	G2 1	+4.3
231195	F5 Ia, F8 I, F8 Ia	F4 5	-6.7
226223	F2 I, F5 Iab, F6 Ib	F8 8	+1.6
188326	G8 IV	G5 0	+4.1
188993	G2 III	G0 7	+4.5
226706	F0 V	F0 2	+1.7
226728	F0 V	F1 2	+1.3
226802	G0 IV	F8 2	+3.9
226811	G5:III:	F1 1	-4.0
226822	F5 V	F5 2	+2.8
227279	F0:V:	F6 2	+1.3
227329	F6 V	G0 3	+3.6
227545	F2 V, F5 V	F6 1	+3.1
227570	F5 V	F6 7	+2.1
227355	F2 V	F0 7	+2.4
227452	F1 II	F4 9	-0.6
227791	G5 III, G5 V	G2 6	+0.1
191397	F5 III, F5 IV	F5 3	+3.5
227873	G5 V	G2 9	+3.0
227912	G2 IV, G5 III	G1 1	+1.7
227036	F5 V	F5 9	+2.3
227982	F5 III	F8 6	+3.8
228030	F7 IV, G0 V	F6 8	+1.4
191897	F8 I, F8 III, G0 Ib, G2:Ib, G3 Ib	G1 5:	+1.4
228205	F2 III, F6 V	F2 7	-2.1
+37° 3827	F0 III, F3 Ia, F3 Ib	F4 1	-3.7
228485	A5 III	F1 0	+0.2
228491	A4: IV:	F1 5	-1.7
192744	F0 V, F1 II	F1 0	+3.0
192988	F0 IV, B2 IV	F4 2	+0.1
228722	G0 V	G1 1	+4.7
193204	F2 III	F5 6	+1.9
193268	F5 IV	F3 4	+0.8
192871	F3 II	F0 9	+1.4
193487	F4 II, F4 III	F2 4	+1.8
229041	A9 III	F1 4	+1.7
193815	A9 III	F0 5	+2.1
193889	F6 IV	F5 3	+3.0
229086	A5 Ib	F1 2	-2.0
194095	K1 III	G8 3	-
194177	G0 IV	G0 2	+3.9
229164	F8 V	G0 6	+4.4
229194	F0 III	F1 8	+1.7
194378	F0 III	F7 8	-1.5
194685	F8 V	F6 5	+2.6
229278	F5:V:	F2 6	+2.2
195593	F5 Ia, F2 I, F2p, F2 Ip, F2 I	F2 6	-5.2

Продолжение табл. 6

HD BD	Sp Ла-Плата	Sp Аб	M <sub>r</sub> Аб
196790	F8 IV	F8.0	+2.1
197376	F5 II, F7 IV-V	F4 6	-2.3
198797	F2 I, F5 III	F4 4	-2.4
210855	F6 V, F8 IV, F8 V	F6 9	+2.7

Интересно сравнение наших определений спектральных классов с определениями Крымской обсерватории [27], поскольку последние являются также количественной классификацией, произведенной при этом на основе щелевых спектров при большой дисперсии (табл. 7, рис. 12). Сравнение говорит в пользу наших определений спектральных классов.

Итак, результаты дискуссии свидетельствуют о том, что опыт осуществления для наших спектров в спектральном интервале F0-G5 двумерной количественной спектральной классификации принес положительные результаты.

Таблица 7

Звезда	Sp МК	Sp Крым.	Sp Аб
β Cas	F2	F2.7	F2 0
υ And	F8	F7 5	F8 2
τ Cet	G8	G7 7	G8 0
θ Per	F7	F6 3	F6 2
π <sup>3</sup> Ori	F6	F6 5	F5 5
ρ Cen	F0	F0 8	F0 8
36 UMa	F8	F9 4	F7 8
β CVn	G0	G0 0	G0 4
β Com	G0	G1 6	F9 5
γ Boo	G0	F9 9	G0 2
δ Boo	F7	F6 6	F6 5
σ Boo	F2	F1 7	F1 6
γ Ser	F6	F6 8	F6 3
ς Her	G0	G2 8	G0 2
μ Her	G5	G6 6	G5 0
γ Dra	F7	F7 3	F6 7
ι Peg	F5	F4 5	F3 8
ι Psc	F7	F6 2	F7 0
85 Peg	G2	G4 2	G3 4
γ Cas	G0	G0 1	F9 4

Диаграмма спектр-абсолютная величина и про- бел Герцшпрунга. Одно из важнейших применений результатов двумерной спектральной классификации заключается в построении диаграммы спектр-абсолютная величина, позволяющей эффективно исследовать многие вопросы, связанные с проблемой происхождения и путей эволюции звезд.

В свете вопросов об эволюции звезд большое внимание привлекает к себе, в частности, известный пробел Герцшпрунга, который присуц

для ярких звезд диаграмме спектр-абсолютная величина и заключаются в отсутствии звезд F с абсолютной величиной около нуля. Для выяснения вопроса о реальности герцшпрунговского пробела на диаграмме спектр-светимость, в 1954 году Шайферсом [28] исследованы звезды спектральных классов A5-F5 от 6.0 до 7.1 видимой звездной величины. Материал был разбит на четыре группы по спектральным подклассам A5, F0, F2, F5. Для каждой группы строились распределения звезд по абсолютным величинам и было получено очень мало звезд с абсолютными величинами около нуля для спектральных классов F0 и F2. Еще раньше Стрёмберг [29], анализируя подобное распределение, пришел к заключению, что среди звезд спектральных классов F0-F9 звезды-гиганты составляют 54%. По мнению Шайферса оценка количества звезд-гигантов, сделанная Стрёмбергом, сильно завышена, и, если гиганты спектрального класса F действительно существуют, то они составляют более нескольких процентов от общего количества звезд F.

В 1958 году П. П. Паренаго [30] произвел ревизию диаграммы спектр-светимость по близким звездам и обнаружил следующее. На диаграмме почти полностью отсутствуют звезды F6-G5 с абсолютной величиной 0 и +1, т. е. пробел Герцшпрунга практически распространяется вплоть до звезд G5. Он указал, что звезды располагаются на двух параллельных последовательностях от B8 до F5 и от G6 до M. Кроме того, П. П. Паренаго нашел, что в интервале F6-G5 отсутствуют такие звезды с абсолютной величиной от 0 до +2. Такая же картина была получена Г. А. Стариковой [31] в 1960 году при исследовании ею функции светимости.

Все упомянутые исследования были произведены по близким звездам. Рассмотрение диаграммы цвет-абсолютная величина [32], построенной Сендиджем для 11 рассеянных скоплений, показывает, что пробел Герцшпрунга занимает область, заключенную в треугольнике, вершинами которого соответствуют следующие точки на диаграмме (M, C): +3.0+0.7 (G2); -6.0, 0.0 (A2), -6.0, +1.6 (K5). На эту же диаграмму Вильсон [33, 34] нанес звезды, абсолютные величины которых были определены с наибольшей к сегодняшнему дню точностью по ширине эмиссионных компонентов линий H и K (CaII) [9]. Оказалось, что влечение от красных гигантов до показателей цвета +0.8 (G3) пробел исчезает.

Если учесть, что этот метод определения абсолютных величин применим к звездам поздних спектральных классов, начиная от G, и поскольку Вильсон нанес на диаграмму лишь эти звезды, вопрос о существовании пробела Герцшпрунга остается все еще открытым. В связи с этим, как нам кажется, применение наших определений возможно только для значений абсолютных величин звезд типа F0-G5 приобретает вполне определенный интерес и значение.

На рис. 13 показана диаграмма спектр-абсолютная величина, построенная по нашему материалу (таблица 4). Как видим, диаграмма подтверждает наличие в интервале F6-G5 герцшпрунговского пробела для относительно слабых звезд. Следовательно, хотя еще следует продол-

жать попытки полнее проследить за пробелом на основании новых материалов, которые окажутся в будущем, тем не менее, сейчас с большой настойчивостью можно рекомендовать исследователям, работающим над проблемами звездной эволюции, безусловно считаться с наличием пробела и пытаться объяснить его.

**Заключение.** Разработана методика двумерной количественной спектральной классификации звезд спектральных классов F0-G5, основанная на применении спектров умеренной дисперсии (166 анг. на мм около H-гаммы), получаемых с 8°-ой предобъективной призмой в комбинации с 70-см менисковым телескопом Абастуманской обсерватории. Исследование представляет собой дальнейшее развитие ведущихся в Абастуманской обсерватории работ по спектральной классификации и является, собственно, восполнением этих работ спектральным интервалом F0-G0, для которого до сих пор двумерная классификация систематически не осуществлялась.

Редукционные кривые основаны на 81 стандартной звезде. Для 210 звезд спектральных классов F0-G5 определены количественно спектральные классы и абсолютные величины. Средняя каталожная квадратическая ошибка определения спектральных классов составляет 0.6 спектрального подкласса, а определения абсолютных величин для звезд F0-F5 и F5-G5 — 0.8 и 0.5, соответственно. Среднее отклонение

$$M_{tr} - M_{sp} = 0.5.$$

Сравнения с данными других источников говорят в пользу того, что примененная нами методика дает возможность вести двумерную количественную спектральную классификацию звезд F0-G5 на достаточно высоком уровне.

Сравнение между собой результатов количественной и качественной спектральной классификации, выполненной на одном и том же спектральном материале, показывает, что в рассматриваемом нами спектральном интервале F0-G5 спектральную классификацию для общих звездно-астрономических целей вполне можно вести и качественно, если, конечно, ограничиться определениями только спектральных подклассов.

Диаграмма спектр-абсолютная величина, построенная на основе наших определений спектральных классов и абсолютных величин, подтверждает наличие в интервале F6-G5 герцшпрунговского пробела для относительно слабых звезд (до 10-ой зв. величины). Применение изложенной методики определения спектральных классов и абсолютных величин к большим количествам звезд, несомненно приведет в будущем к более полному освещению вопроса о существовании пробела Герцшпрунга. Но уже теперь с ним необходимо считаться при трактовке вопросов, связанных с проблемой путей происхождения и эволюции звезд.

В заключение считаю своим приятным долгом выразить благодарность Р. А. Бартая за руководство моей работой и И. М. Копылову ряд ценных советов при моем пребывании в Крымской астрофизической обсерватории и постоянный интерес к работе.

Декабрь, 1966.

**F0-G5 სპექტრული ტიპის ვარსკვლავთ ორგანოზომილებიანი რაოდენობრივი სპექტრული კლასიფიკაცია ობიექტივშიანი პრიზმით მიღებული სპექტრების საშუალებით**

ა. შიშკაშვილი

(რეზუმე)

ვარსკვლავთ სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა აბსოლუტური ობსერვატორიაში პირველად ნ. კალანდაძემ და რ. ბართაიამ განახორციელეს [1, 2]. ნ. კალანდაძის სამუშაო შეეხებოდა გვიანი სპექტრული ტიპის G და ვარსკვლავებს. რ. ბართაიამ განაგრძო განსაზღვრები B5—A7 სპექტრული ტიპის ვარსკვლავებზე. იმ დროს ობსერვატორიაში არსებულმა აპარატურამ არ მისცა საშუალება განსაზღვრებში ჩართულიყო F კლასის ვარსკვლავები. აბსოლუტური ობსერვატორიაში 1955 წელს დადგმულმა 70—სმ მენისკურ ტელესკოპმა 8-გრადუსიანი ობიექტივწინა პრიზმასთან კომბინაციაში შესაძლებელი გახდა ვარსკვლავთ სპექტრულ მიმოხილვათა სფეროს გაფართოება. F ვარსკვლავთ ორგანოზომილებიანი სპექტრული კლასიფიკაციის ამ შემთხვევაშიც წაიწყდა გარკვეულ სიძნელეებს და აუცილებელი შეიქმნა განსაკუთრებული გამოკვლევა.

F სპექტრული კლასის ვარსკვლავებში აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმები იმდენად სუსტია, რომ ობიექტივწინა პრიზმით მიღებული სპექტრული შემთხვევაში, და მეტადრე, მკრთალი ვარსკვლავებისათვის, რომლებსთვისაც დიდი ექსპოზიცია ამცირებს სპექტრის ხარისხს, აბსოლუტური სიდიდის ეფექტური ტიპის არ შეიძინება. F კლასის ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრის ცდა შესაძლებლად ჩაეთვალებოდა მე-10 სიდიდემდე ვარსკვლავებისათვის, რამდენადაც ამ უკანასკნელთა სპექტრი მენისკურ ტელესკოპზე შეიძლება შედარებით მკრთალ ექსპოზიციებით.

ამჟამად F კლასის ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრის ერთ-ერთი ყურადღება ექცევა სპექტრი-აბსოლუტური სიდიდის დიაგრამაზე. ე. წ. პერცპრუნგისეული ხარვეზის არსებობის თვალსაზრისით [28], რამდენადაც ამ უკანასკნელს დიდი მნიშვნელობა აქვს ვარსკვლავთ ევოლუციის შესახებ წავლის საქმეში. უკანასკნელი გამოკვლევებით დადგინდა, რომ სპექტრული აბსოლუტური სიდიდის დიაგრამაზე პერცპრუნგისეული ხარვეზი მოიცავს F0-G5 შუალედის 0-დან +2-მდე აბსოლუტური სიდიდის ვარსკვლავებს. დასკვნა ემყარება კამკამა ვარსკვლავთ სიდიდის ვარსკვლავებს. გამოორკვეულიყო, რა სურათი გვეჩვენებოდა მე-7 სიდიდემდე და საინტერესო იქნებოდა შემთხვევაში. ამგვარად, რამდენადაც საქმე ეხება პერცპრუნგისეული ხარვეზის

ის შემოწმებას, რომლისთვისაც აუცილებელია რაც შეიძლება ზუსტი სპექტრული კლასისა და აბსოლუტური სიდიდის ცოდნა, გადაწყვიტეთ ორგანოზომილებიანი რაოდენობრივი სპექტრული კლასიფიკაციის განხორციელება F0-G5 სპექტრული შუალედის ვარსკვლავებისათვის.

დასმული ამოცანის გადასაწყვეტად შერჩეულ იქნა ცნობილი აბსოლუტური სიდიდეების F0-G5 სპექტრული ტიპების სტანდარტი ვარსკვლავები; დაგროვდა დაკვირვებითი მასალა 81 სტანდარტი ვარსკვლავისათვის (186 ასტრონეგატივი) და 7 გამოსაკვლევი არისათვის (35 ასტრონეგატივი); ეს მასალა დამუშავდა სპექტროფოტომეტრულად; შერჩეულ იქნა მენისკური ტელესკოპის შესაბამისი სპექტრული კლასისა და აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმები; დაახლოებით 300 ვარსკვლავისათვის განესაზღვრეთ სპექტრული კლასი და აბსოლუტური სიდიდე და ბოლოს ავაგეთ სპექტრი-აბსოლუტური სიდიდის დიაგრამა.

დაკვირვებები ხდებოდა აბსოლუტური ობსერვატორიის 70—სმ მენისკურ ტელესკოპზე მორგებული 8-გრადუსიანი ობიექტივწინა პრიზმის საშუალებით (დისპერსია 166 ანგსტრემი მმ-ზე H-გამასთან). სტანდარტიზაციისათვის ვიხმარეთ ИСП—51 ლაბორატორიულ სპექტროგრაფზე მიღებული სკალები; მათი სპექტროფოტომეტრიული გაზომვა შევასრულეთ МФ—4 თვითმწერ მიკროფოტომეტრზე, რომელთანაც მოქმედებს ფუნქციონალური გარდამქმნელი ინტენსივობებში. უწყვეტი სპექტრი გატარებულ იქნა ე. წ. საყრდენ წერტილებზე, რომლებიც შევარჩიეთ როგორც შთანთქმის ხაზებისაგან დაუმახინჯებელი ადგილები.

სარელექციო მრუდები ავაგეთ სპექტრული ხაზის ცენტრალური ინტენსივობების ანუ სიღრმეების მიხედვით. სპექტრული ხაზის განსაზღვრისათვის ხაზთა ფარდობა შევარჩიეთ ისე, რომ ტემპერატურის ცვლილებისას ერთის ინტენსივობა იზრდებოდა, ხოლო მეორისა—მცირდებოდა. ასეთი გზით ავაგეთ სულ 6 სარელექციო მრუდი. სპექტრული კლასის განსაზღვრის საშუალო კვადრატულმა ცდომილებამ შეადგინა  $\pm 0.6$  სპექტრული ქვეკლასისა. აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრისათვის სასურველი იყო ისეთ ხაზთა ფარდობების შერჩევა, როცა ერთი სპექტრული ხაზი უჩვენებდა აბსოლუტური სიდიდის დადებით ეფექტს (ხაზის ინტენსივობის შემცირება ზეგიგანტი ვარსკვლავებიდან ჯუჯა ვარსკვლავებზე გადასვლისას), ხოლო მეორე—უარყოფითს. სამწუხაროდ, გამოსაკვლევ სპექტრულ შუალედში ეს არ შეიქმნა შესაძლებელი და გამოვიყენეთ მეტალის ხაზების ფარდობა წყალბადის ხაზებთან (სულ 9 სარელექციო მრუდი). აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრის საშუალო კვადრატულმა ცდომილებამ შეადგინა  $\pm 0,8$  და  $\pm 0,5$ . F0—F5 და F6—G5 სპექტრული კლასის ვარსკვლავებისათვის, შესაბამისად, ტრიგონომეტრიულ და აბსოლუტურ სიდიდეებს შორის საშუალო გადახრამ შეადგინა  $\pm 0,5$ .

სხვა წყაროების მონაცემებთან შედარებისას გამოირკვა, რომ ჩვენ მიერ შემუშავებული მეთოდიკა იძლევა F0—G5 სპექტრული კლასების ვარსკვლავთ ორგანოზომილებიანი რაოდენობრივი სპექტრული კლასიფიკაციის თანამედროვე სიზუსტით განხორციელების საშუალებას.

სპექტრი-აბსოლუტური სიდიდის დიაგრამა, რომელიც ავაგეთ იქნა დაახლოებით 300 ვარსკვლავის მიხედვით, ადასტურებს F6—G5 სპექტრულ შუალედში პერცპრუნგისეული ხარვეზის არსებობას მე-10 სიდიდემდე ვარსკვლავების შემთხვევაშიაც.

## TWO-DIMENSIONAL QUANTITATIVE SPECTRAL CLASSIFICATION OF F0-G5 STARS BY MEANS OF OBJECTIVE PRISM SPECTRA

M. A. SHUKASHVILI

(Summary)

The paper presents a certain development of the studies being carried out at the Abastumani observatory on spectral classification of stars and as a matter of fact it means elaboration of the quantitative two-dimensional classification method for the stars F0-G5. Bearing in mind faintness of absolute magnitude effect in the spectral interval considered and tending to increase the accuracy of determination, we have employed a ultraviolet spectral region in the investigation together with the photographic one.

Moreover it was decided to check the presence for the comparatively faint stars of the so called Hertzsprung gap, known as existing for bright stars only. The spectra are obtained on the 70 cm meniscus telescope with 8°-objective prism (dispersion 166Å/mm near Hγ). The ratios of central intensities or the depths of spectral lines chosen especially were used as quantitative characteristics. Reduction curves are based on 81 standart stars. Quantitative spectral classes and absolute magnitudes were determined nearly for 210 stars of F0-G5 spectral classes. The mean quadratic error for determination of the spectral class amounts to  $\pm 0.6$  of the spectral subclass and for the absolute magnitude determination for stars  $\pm 0.8$  and  $\pm 0.5$ , F0-F5 and F5-G5 respectively. Mean deviation  $M_{tr} - M_{sp} = \pm 0.5$ .

The diagram spectrum-absolute magnitude, constructed on the basis of our determination of spectral classes and absolute magnitudes, confirms the presence of Hertzsprung gap for relatively faint stars in the interval of F6-G5.

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Каландадзе Н. Б. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1949, 10, 107.
2. Бартая Р. А. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1953, 15, 37.
3. Харадзе Е. К. и Бартая Р. А. Бюлл. Абаст. астрофиз. obs. 1960, 25, 139.
4. Williams E. G. Ann. Solar phys. obs. Cambridge, 1932, 2.
5. Боярчук М. Е. Изв. Крым. астрофиз. obs. 1963, 29, 239.
6. Nassau J. J. and Albada C. V. Aph. J. 1947, 106, N 1, 20.
7. Jenkins L. E. General catalogue of trigonometric stellar parallaxes. 1952.
8. Паренаго П. П. Труды ГАИШ. 1940, 13, N 1, 59.
9. Wilson O. C. and Barru M. K. Aph. J. 1956, 125, N 3, 661.
10. Krait R. P., Preston G. V. and Wolff S. C. Aph. J. 1964, 140, N 1, 235.
11. Schmidt-Kaler T. Z. Aph. 1961, 53, 1, 28.
12. Boulon J. J. obs. 1963, 46, 225.
13. Johnson H. L. and Morgan W. W. Aph. J. 1955, 117, N 3, 313.
14. Киладзе Р. И. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1959, 24, 35.

15. Котляр Л. М. Астрон. Ж. 1960, 37, № 5, 888.
16. Hiltner W. A. and Williams R. S. Photometric Atlas of stellar spectra. Univ. Mich. press. 1946.
17. Wright K. O. Publ. Dom. Aph. obs. Vict. 1948, 8, N 1, 1.
18. Warner B. Com. Univ. London, 1963, 59.
19. Greenstein J. L. Aph. J. 1948, 107, N 2, 151.
20. Roach F. E. Aph. J. 1942, 96, 272.
21. Shaw W. R. Aph. J. 1936, 83, N 3, 225.
22. Урасин Л. А. Изв. астрофиз. obs. Энгельг. 1963, № 34, 130.
23. Паренаго П. П. Успехи астрофиз. наук. 1948, 4, 257.
24. Adams W. S., Joy A. H., Humason M. L. and Brayton A. M. Aph. J. 1935, 81, N 3, 187.
25. Каландадзе Н. Б. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1958, 22, 66.
26. Ischek C., Conde H., Sierra A. C. Obs. astr Univ, Nac. La Plata. 1964, 28.
27. Мустель Э. Р., Галкин А. С., Кумайгородская Р. Н. и Боярчук М. Е. Изв. Крым. астрофиз. obs. 1958, 18, 3.
28. Schaifers K. M. Z. Aph. 1954, 34, N 1, 40.
29. Strömberg G. Aph. J. 1931, 74, N 2, 110.
30. Паренаго П. П. Астрон. Ж. 1958, 35, № 2, 169.
31. Старикова Г. А. Астрон. Ж. 1960, 37, № 3, 476.
32. Sandage A. La Plata Symp. stellar evolut. 1962, 119.
33. Wilson O. C. Aph. J. 1959, 130, N 2, 496.
34. Struve O. Sky and Telescope. 1962, 24, N 5, 261.

## КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД В БЛИЗКИХ УЛЬТРАФИОЛЕТОВЫХ ЛУЧАХ ПО УМЕРЕННО- И НИЗКОДИСПЕРСНЫМ СПЕКТРАМ

М. В. ДОЛИДЗЕ и Г. Н. ДЖИМШЕЛЕИШВИЛИ

В течение ряда лет в Абастуманской обсерватории одним из авторов данной статьи ведутся спектральные наблюдения в отдельных, довольно узких участках спектра. Начатые в 1958 г. систематические спектральные обзоры в красных лучах в 1960 г. были дополнены обзорами в близких ультрафиолетовых лучах [1, 2], а с 1961 г. — в близких инфракрасных лучах [3, 4]. Естественно, что с возможностью выявлять слабые эмиссионные объекты, слабые пекулярные и М, С, S — звезды, различные звездные группировки и эмиссионные туманности, сразу же возникла необходимость ведения, соответственно, спектральной классификации слабых звезд именно в выбранных участках спектра [1—5].

В отличие от красного и инфракрасного участков спектра, в близких ультрафиолетовых лучах по снимкам, полученным с  $8^\circ$  и  $4^\circ$  — призмами, возможно вести классификацию слабых звезд всех спектральных классов приблизительно до 12-ой и 14-ой фотографической звездной величины, соответственно. Поэтому ультрафиолетовые снимки удобно использовать не только для выявления и классификации эмиссионных, пекулярных, двойных звезд и звезд с особым цветом, но также для классификации слабых звезд в близких ультрафиолетовых лучах, а также для классификации звезд в выявленных нами в красных лучах новых звездных скоплениях [6, 7].

Целью настоящей работы является в основном выработка для нашей аппаратуры и опробование критериев классификации звездных спектров в близких ультрафиолетовых лучах. Обрабатываемый участок спектра 3900—3480 ангстрем. Дисперсия для средней длины волны участка 3724 равна 92 ( $8^\circ$  призма) и 400 ангстрем на мм ( $4^\circ$  призма). В данной работе мы приведем спектральные критерии и результаты классификации в близких ультрафиолетовых лучах относительно ярких звезд (предельная фотографическая звездная величина 12.0) по спектрам, полученным как с  $8^\circ$ , так и  $4^\circ$  призмами.

Кроме преимуществ, которые вообще предоставляет работа в отдельных участках спектра, использование снимков в близких ультрафиолетовых лучах для классификационной работы дает ряд других выгод. Например, можно избежать (контролировать) ошибки определений спектров для фотографического участка, рассмотренные Тэкерем [8].

Кроме того, можно избежать эффекта наложения спектра для тех звезд, которые искажались соседними, интенсивными в фотографическом участке спектра и слабыми в данных лучах, звездами. Возможно также выявление и классификация ультрафиолетовых компонентов составных спектров.

При определенном сочетании фильтров и фотоэмульсий можно получать одновременно спектры в двух крайних участках спектра. Например, красный и синий концы спектра, или же красный, близкий инфракрасный и ультрафиолетовый участки спектра. В этом случае осуществляется двойной контроль результатов, полученных обработкой только фотографического участка спектра, а также взаимный контроль результатов в двух крайних участках спектра. Кроме того, красные концы спектра достаточно короткие из-за малой дисперсии в красном участке, при желании, к тому же узкие, можно использовать для определения приближенных значений звездных величин. Подобный материал накапливается нами с 1960 г. Опытная работа по определению приближенных звездных величин по коротким спектрам, полученным в красных лучах, проведена нами для других областей неба, например, в области NGC 6819. Результаты опубликованы [9].

При наличии хороших спектров, полученных в условиях хорошей прозрачности и в хорошем фокусе, в близких ультрафиолетовых лучах можно вести двумерную классификацию. Дисперсия и разрешающая сила в случае спектров, полученных с  $8^\circ$  призмой, таковы, что используя в основном данные о линиях и полосах, вполне возможно различать классы светимости.

Для низкодисперсных спектров ( $4^\circ$  призма) оказалось, что в ультрафиолетовых лучах для двумерной классификации звезд спектральных классов А, F и G можно использовать данные о непрерывных спектрах за бальмеровским пределом, а именно использовать глазомерные оценки градиента плотности непрерывного спектра за бальмеровским пределом. Это значит, что особенности, характерные для некоторых звезд (звезды сферических составляющих, звезды с аномальным значением бальмеровского скачка) внесут в определения класса светимости неоднозначность.

Для первой пробной классификационной работы в близких ультрафиолетовых лучах, мы выбрали участок неба около  $\gamma$  Лебеда и VI Cyg,  $\alpha, \delta$  (1900) =  $20^h 28^m, +40^\circ 30'$ , богатый звездами с протяженным ультрафиолетовым концом и хорошо изученный для звезд спектральных классов O, B, A [10, 11, 12]. К тому же восточный и западный края области хорошо изучены в фотографических лучах на используемой нами аппаратуре  $8^\circ$  призмой [13, 14]. Правда, здесь в участке  $\gamma$  Cyg—VI Cyg, в отдельных направлениях имеется сильное поглощение света, что ослабляет ультрафиолетовый конец спектра горячих звезд, но вследствие клочковатой структуры поглощающей материи в большей части области

ведение классификации ранних звезд вполне возможно. В участке VI Cyg ( $\alpha, \delta (1900) = 20^{\circ}29', +41^{\circ}$ ) ультрафиолетовые концы спектров слабых горячих звезд настолько искажены межзвездной средой, что по красным (или инфракрасным) концам спектра их можно принять за передержанные спектры Ма, т. е. в спектрах сильно покрасневших звезд, подобно спектрам красных звезд, например, передержанным Ма, видны только красные концы спектров. (Например, на снимках № 2525 и 2280 звезды VI Cyg 9 и 12). Здесь мы приводим результаты классификации менее изученных в данном участке звезд спектральных классов F-M, а также соответствующие спектральные критерии, которые начиная от F несколько отличаются от использованных в работах [10, 15, 16, 17]. Так как на наших снимках хорошо виден участок спектра за бальмеровским скачком звезд поздних спектральных классов F, G и K, естественно было, в отличие от работ [10, 15, 16, 17], более полное использование именно этого участка фраунгоферовского спектра. Для класса G наши критерии почти полностью совпали с выработанными в работе [18, 19]. При оценке спектрального класса звезд K-M мы не пользовались оценкой вида участков непрерывного спектра подобно системе классификации HD; кроме того, в ультрафиолетовой области в составных спектрах может преобладать спектр одной из компонент, поэтому в ряде случаев мы получили расхождения с данными HD. Звезды высоких светимостей спектрального класса G2-K3 ( $8^{\circ}$  призма) нами выделялись в основном по наличию усиленной полосы поглощения CN 3883. Использование полос CN как определителя абсолютной величины, как хорошо известно, может внести неопределенность в двумерную спектральную классификацию поздних звезд. Выделение звезд сферической составляющей, кроме оценки содержания CN, можно, если использовать определители содержания металлов, имеющиеся в исследуемой области спектра. По предварительным данным, выделение звезд с аномальным содержанием металлов или CN, по нашим спектрам вполне возможно. На данном этапе оценка этих величин в выбранном участке неба не производилась. Как обычно, ниже, при описании критериев, мы использовали особые обозначения:

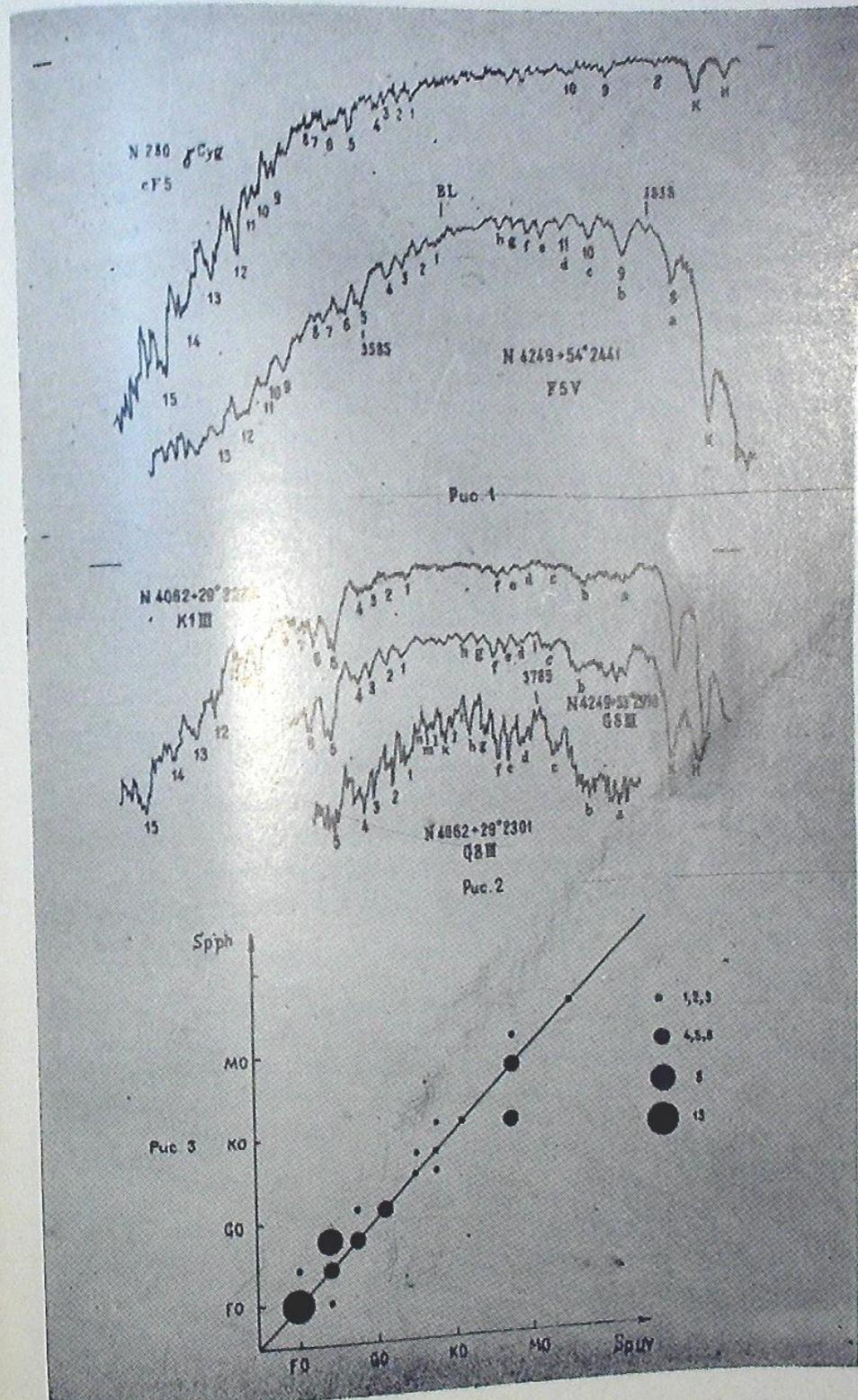
c—Ia, b; g—II, III; d—IV, V.

Для некоторых бленд также были использованы особые обозначения, например: a, b, c для бленд, расположенных около  $H_{\alpha}$ ,  $H_{\beta}$  и  $H_{\gamma}$  [16] и т. д. и обозначения цифрами бленд, расположенных за бальмеровским пределом (рис. 1, 2). Спектральные классы F-M по нашим спектрам удалось разбить на следующие подклассы:

Fa—F0; Fb—F2-F5; Fc—F6-F8; Ga—G0-G2; Gb—G5; Gc—G6-G8;

Ka—K0-K2; Kb—K5; Ma-b—M0-M4; Mc—M5; Md—M5-M8.

(Деление спектрального класса M на подклассы a-b, c, d в данном случае соответствует подклассам a, b, c, d, выделяемым в красных лучах [3, 4]). Ниже приводим критерии спектральной классификации получен-



ных нашей аппаратурой спектров в близких ультрафиолетовых лучах, начиная от спектрального класса F до M, т. е. для тех спектральных классов результаты классификации которых мы здесь приводим (от 0 до F критерии спектральной классификации остаются теми же, что и в работах [10, 16] и др.; здесь мы их не приводим).

На рис. 1, 2 бленды около бальмеровских линий водорода до предела обозначены латинскими буквами a—m, соответственно. Полосы поглощения за бальмеровским пределом обозначены цифрами 1—15.

8°-ая призма.

Fa (F0).

Линии водорода слабее, чем в спектрах класса A. Интенсивность водородных линий постепенно спадает к ультрафиолетовому концу спектра. Начинает ослабевать  $H_3$ .  $H_3 < H_2$ . Полосы 1—15 слабы. Полосы 5, 9, 12, а также 13, 14, 15 немного шире чем остальные.

Fb (F2—F5).

Тоже, что и в F0, но бленда у  $H_3$  уменьшилась по интенсивности,  $a \approx \frac{1}{2}$ .

Полосы 3838, 3820, 3815, 3800, 3785 — слабы. Полосы 1—15 все еще слабы. Полосы 5, 9, 12, 13, 14, 15 стали глубже.

Светимость:  $cFb - c > a$ ,  $dFb - c < a$ . Если спектры классифицировать по микрофотограммам, то светимость  $cF2 - cG5$  можно определять по усилению Ti II 3759.

Fc (F6—F8).

Появляется 3860, постепенно увеличиваясь по интенсивности и достигая наибольшего значения в поздних подклассах K. Бленда около  $H_3$  меньше, чем F2-F5.  $a \approx \frac{1}{3} b$ . Начинает увеличиваться 3838 (Fe, Mg).

Бленды b и c шире, чем в Fa. 3675 — слабая узкая полоса. Бленда d видна как раздвоенная полоса (3771 и 3769). В F8 начинает выделяться полоса 5 (CN, Fe 3585). Постепенно увеличиваясь, полоса 5 достигает максимума в K5.

Ga (G0—G2).

Линия  $H_3$  ослабла. Полоса 3905 почти одинакова с  $H_3$ . Полосы 3883, 3870, 3860 пока слабы. Бленда около  $H_3$  от Ga к Gc усиливается. В Gc бленда b широкая глубокая полоса. Бленда около  $H_{10}$  также усиливается. В Ga 3800 сливается с блендой c. Дальше бленда c, как и бленда d (3771, 3769) видна как раздвоенная полоса (3798, 3788). Появляются полосы Fe: 3720 и 3706, усиливая бленды g и h. 3675 увеличивается по интенсивности. Полосы Fe: e, f, g, h (3750, 3734, 3722, 3712) сливаются по интенсивности. Полосы Fe: 1, 2, 3, 4 (3648, 3631, 3619, 3609). Усилилась полоса 5 (3585), но она еще узкая. Полосы 9 (Fe 3525), 12 (Fe 3490) и 15 (Fe

3440) выделяются незначительно. Полоса CN 3883 определяет светимость в пределах G2—K3. В гигантах и сверхгигантах усилена 3883, в гигантах 3820 и 3800 CN, а в карликах—3838.

## Gb (G5).

Полоса 3905 усиливается. Полосы 3883, 3870, 3860 усиливаются. Они с 3889 и 3848 образуют широкую бленду а, которая пока еще слабее бленды б. Бленда б стала шире (3838, 3833, 3830, 3820, 3815, 3810), в ней выделяются два пика—полосы 3838—3833, 3820 и более слабая полоса 3815, которая очень медленно увеличивается и в Ма-б видна как самостоятельная полоса. 3838 и 3820 с переходом к поздним подклассам постепенно усиливаются. Полосы 3815, 3785, 3675 хорошо выделяются. Полосы Fe: e, f, g, h и Fe: 1, 2, 3, 4—усиливаются. Расширенный по прямому восхождению спектр около этих полос почти одинаковой ширины. Полосы 3 и 4 усилились по сравнению с Ga. Полоса 5 в ультрафиолете усилена. Начинают выделяться полосы поглощения 6 и 10. Усилены 9 и 12, а также 13, 14 и 15. 13 и 14 почти одинаковы. 15 немного шире и глубже. В гигантах и сверхгигантах усилена полоса поглощения CN 3883, в гигантах—3820 и CN 3800, в карликах—3838.

## Gc (G6—G8).

Полосы 3883, 3870 и 3860 усиливаются еще больше. Бленда а почти одинакова с блендой б. Полоса 3905 еще слаба. Полосы 3815, 3785 хорошо видны. Начинают выделяться полосы i, j, k, l, m (3695, 3689, 3675, 3668, 3660). Среди них k (3675) более сильная. Полосы e, f, g, h еще больше усилились, особенно e, f. Расширенный по прямому восхождению спектр около e, f становится уже. I и II четверки полос Fe: e, f, g, h и 1, 2, 3, 4 почти одинаковы. Полосы 1—15 усилены и хорошо выделяются. Полосы 3 и 4 усилились. Полосы Fe: 5, 6, 7, 8 и 9, 10, 11 составляют убывающие по интенсивности последовательности (ход непрерывного спектра, подобно тому, как это имеет место у 4000, начинает нарушаться). Полосы 13, 14, 15 почти одинаковы. В гигантах и сверхгигантах усилена полоса поглощения 3883, в гигантах—3820 и 3800, в карликах—3838.

## Ka (K0—K2).

Полоса 3905 усиливается. В бленде а выделяются полосы: 3889, 3883, 3870, 3860, 3848. Из них 3860 усиливается более заметно. Бленды б и с усилились. Полосы i, j, k, l, m видны отчетливо. Полоса k (3675) усиливается. Выделяется также полоса 3660. Полоса 5 (3585 CN, Fe) широкая, но пока видна раздельно от 6.  $4 < 3$ . Разрывы около полос 5 и 9 усиливаются, но  $6 < 5$ ,  $10 < 9$ . Полосы 9 и 12 пока еще узки. Полосы 12, 13, 14, 15 хорошо выделяются. Здесь также намечается разрыв интенсивности: 12, 13, 14, 15 как-бы составляют бленду. Полосы Fe: e, f, g, h усилились больше, чем Fe: 1, 2, 3, 4. Расширенный по прямому восхождению спектр заметно сужается около полос e, f. Полосы 3, 4 усилились и почти сли-

ваются. Полосы поглощения 3883, 3800, 3883, 3820 определяют светимость.

## Kb (K5).

Полоса 3905 усиливается. Бленды а и б очень широки и начинают сливаться. Центр тяжести бленды а перемещается к 3838. В Kb 3860 и полоса 5 максимальны. 3800 усиливает бленду с. Усилились также полосы i, j, k, l, m, особенно k (3675). Расширенный по прямому восхождению спектр сильно сужен около полос e и f. 9 и 12—широкие полосы. Полосы 5 и 6 почти слились. Полоса 5 очень широка.  $6 \approx 5$ ,  $9 \approx 10$ . Полоса 3838 усилена в карликах, 3820— в гигантах.

В классе K отделение звезд гигантов от звезд карликов, как хорошо известно, возможно также по усилению разрыва непрерывности около 4000 ангстрем (известная величина  $\Delta$ ). Глазомерные оценки изменения величины разрыва очень просты, но опять таки, из-за влияния эффекта населенности, определения абсолютной величины будут неоднозначны. Путаницу могут внести также красные и голубые звезды карлики.

## M a-b (M0—M4).

В M a-b хорошо выделяется полоса около 3905. Она шире и сильнее в карликах. В блендах а и б выделяются 3883, 3870, 3860, 3848, и 3838, 3833, 3820, 3815. В карликах  $3860 < 3870$ , а 3838 и 3820 почти одинаковы. В гигантах 3820 значительно сильнее 3838—3833. Бленды с и d раздвоены и широки. В гигантах хорошо видна полоса 3785. d, e, f, g, h, составляют бленду. Еще больше усилились полосы i, j, k, l, m. Среди них выделяется 3675. Они также составляют широкую бленду. Полосы e, f, g, h продолжают увеличиваться. Полосы 1—5 усилились, особенно 4. Полоса 5 широкая и распадается на отдельные линии.

## Mc (M5).

Полоса 3905 усиливается. Бленды а и б почти слиты. 3883, 3870, 3860, 3848, 3838, 3833, 3830, 3820, 3815 выделяются в виде узких полос. В гигантах  $3860 > 3870$  и  $3820 > 3838$ . Бленды с и d широкие и раздвоенные. Полосы e, f, g, h как и полосы 1, 2, 3, 4 продолжают увеличиваться. Во второй четверке полос Fe особенно усилена полоса 4. d, e, f, g, h и в второй четверке полос Fe особенно усилена полоса 4. d, e, f, g, h и в последней выделяются 3675 и 3660. Полосы 6, 7, 8 и 10, 11 усилились и сливаются с 5 и 9, создавая широкие бленды. Усилены также 12, 13, 14 и 15, которые тоже начинают сливаться. Разрыв непрерывности около полосы 5 увеличивается за счет присоединения широкой полосы 4.

## Md (M6—M8).

Все отмеченные в Ma-b и Mc признаки усилились.  $3675 \approx e, f$ . Отдельные линии и полосы составляют широкие бленды, а те в свою очередь более широкие бленды. Так, например, образовались бленды а, б, с; d, e, f, g, h; i, j, k, l, m; 1, 2, 3, 4; 5, 6, 7, 8, 9; 10, 11, 12; 13, 14,

15. Бленды 1—4; 5—9; 10—12 сужают расширенный по прямому вохождению спектр в местах расположения полос 2, 8, 11, также как в бальмеровского скачка спектр сужен в точках b, e и j. Очевидно, что каждому типу переменности, в данном подклассе будут соответствовать свои характеристики.

Спектральные критерии для низкодисперсных спектров (4° призма) в основном остаются теми же, что и выше. Но классификация становится более грубой. Выделять классы светимости трудно. Критерии, описанные в [20], при классификации учитывались.

#### 4°-ая призма

Fa, Fb, Fc.

Критерии для Fa, Fb, Fc те же, что и в случае 8° призмы. Для выделения cF и dF можно использовать наличие спада плотности непрерывного спектра за пределом серии Бальмера. В dF плотность ультрафиолетового конца спектра спадает постепенно. При этом следует помнить, что особенности, характерные для некоторых звезд (звезды сферических составляющих, звезды с аномальными значениями бальмеровского скачка) внесут в определение класса светимости неоднозначность.

Ga, Gb, Gc.

Критерии те же, что и в случае 8° призмы. В Gb полосы a и b по интенсивности почти одинаковы с полосой 5 (CN, Fe 3585). Полоса c узкая и глубокая. В Gc a и b глубокие бленды, почти одинаковые с полосами 5, 6, 7 и 9, 10. Полоса c видна как узкая линия. Полосы e, f, g усилились, но по интенсивности слабее полосы 5 (3538). Спектр сужен около полос 3, 4.

Ka, Kb.

То же, что и в случае 8° призмы. Оценка интенсивности полосы 3883 гораздо труднее. Это усложняет выделение звезд высоких светимостей. (То же относится к классу G). В Ka b очень глубокая бленда. Полоса c выделяется как сильная линия. Полосы e, f, g глубокие, немного слабее полосы 5 (3585). Полосы b и 5 почти одинаковы. Спектр сужен около полос 1, 2, 3, 4. В Kb b очень широкая бленда. Полоса c выглядит слабее. Полосы b, e, f, g и 4 почти одинаковы. Полоса 5 сильнее полос b и e, f, g. Полоса 9 сливается с 10. Спектр сужен между a, b; около e, f; 3, 4, 5 и около 9.

Ma-b, Mc.

Критерии те же, что и для спектров, полученных с 8° призмой. В Mc полоса c почти не выделяется. Полосы 9—15 усилились и слились в одну широкую бленду.

Если не ставить себе целью контролирование классификации спектров в фотографическом участке, то использование относительной интенсивности линий H+H<sub>2</sub> и K, Ca II обогащает данные классификации в близком ультрафиолете. Критерии хорошо известны и мы их здесь не будем при-

водить. Просмотр критериев и, тем более, полученных спектров, показывает, что ведение классификационной работы в ультрафиолете наиболее выгодно для звезд с протяженным ультрафиолетовым концом спектра, например, ранних звезд высокой светимости и G, K, а также звезд с ультрафиолетовым избытком цвета (звезд высоких скоростей).

Наблюдательный материал, использованный для выполнения данной работы, получен нами за ряд лет. Использованы снимки, полученные с различными фильтрами и призмами. В качестве стандартных областей использованы известные участки LF2, LF3, LF4 [21, 22, 23], скопление Ясли [24, 25] и часть участка неба, рассмотренного в [20].

Данные наблюдений приведены в таблице 1.

Таблица 1

№ пластинок	Дата наблюдений	Координаты центра снимков		Время выдержки в минутах	Сорт эмульсии и фильтр	Призма
		$\alpha$ 1960	$\delta$ 1960			
1382	28—29.9.1959	20 <sup>h</sup> 20 <sup>m</sup>	+42°10'	120	Кодак OaE+KC-10	8
1612	23—23.6.1960	17	39 00	129	OaE+KC-10	8
1680	1.8.1960	28	40 30	60	OaO+УФС-1	8
2279	15.7.1961	38	41 00	94	OaE+KC-10	4
2280	15—16.7.1961	38	41 00	100	OaE	4
2525	2.11.1961	30	41 00	15	И-850+KC-10	8
4251	14.8.1964	28	40 00	60	Кодак OaO+УФС-6	8
4257	18.8.1964	30	41 00	60	OaO+УФС-6	8
4403	24—25.10.1964	28	40 30	60	OaO+УФС-6	4
4409	25—26.10.1964	28	41 00	91	Агфа Астро+УФС-6	4
4425	31.10.1964	30	41 00	120	И-810+KC-10	8

Дополнительные снимки

273	30.9—1.10.1956	20 16	38 00	51	Агфа Астро Рот Рапид	8
280	1—2.10.1956	18	38 00	41	" " "	8
2297	21.7.1961	11	40 00	60	Кодак OaE	4
2298	24.7.1961	10	36 00	60	" OaE	4
4252	16.8.1964	09	38 00	60	" OaO+УФС-6	8
4255	17.8.1964	00	35 00	60	" OaO+УФС-6	8
4404	24—25.10.1964	00	35 00	60	Рот Рапид+ЖС-18	4
4410	25—26.10.1964	07	36 00	60	Агфа Астро+УФС-6	4
4254	17.8.1964	19 40	30 00	60	Кодак OaO+УФС-6	8
4399	23—24.10.1964	19 38	30 00	60	Кодак OaO+УФС-6	4
4249	12—13.8.1964	22 23	53 08	60	" OaO+УФС-6	8
4396	22—23.10.1964	25	54 00	60	" OaO+УФС-6	8
4400	23—24.10.1964	25	54 30	60	" OaO+УФС-6	4
4062	16—17.4.1964	12 25	28 00	30	" OaO+УФС-6	8
741	11.2.1958	08 33	20 00	40	" OaO	8
742	11.2.1958	33	20 00	20	Агфа Астро Рот Рапид	8
746	12.2.1958	37	19 25	30	" " " "	8
747	12.2.1958	37	19 25	15	" " " "	8
748	12.2.1958	37	19 25	5	" " " "	8
3318	26—27.3.1963	37	20 10	40	А-700+УФС-1	8

Результаты классификации приводятся в таблицах 2 и 3. Результаты классификации с 4° призмой по пластинкам № 2280 и № 4409, полученным без фильтра и с фильтром УФС-6 приведены в седьмом столбце таблицы 2, отдельно.

Таблица 2

№ п/п	HD HDE	BD	$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$	Спектр 8°		Спектр 4°		№ части фото I
					UV	Pg	UV	UV	
1			<sup>h m</sup> 20 17.0	+40°02'	Fb		Fb	2	
2	229011	49 4142	17.1		Fa	F2	Fa	2	
3			17.3		Ga		Ga	1,2	
4			17.5		Fb	F5	Fa	2	
5	229057	39 4147	17.6	39 32	Ga	G2	Ga	2	
6			17.7	40 39	Fa			1,2	
7			17.8	39 08	Ga			3	
8	229071	40 4131	18.0	41 02	Kb		Kb	1	
9			18.0	40 39	dKa:			1,2	
10	229097	39 4153	18.1	40 04	Gc	G5V	Gc	1,2	
11			18.3	40 35	Ga		Fc—Ga	1,2	
12			18.4	40 22	Fb:		Fb:	2	
13		39 4155	18.4	39 58	Fa	F2	Fa	2	
14			18.5	40 19	dFb		Fb:	2	
15	229114	39 4156	18.6	39 27	gKb	K0III	Kb	2,3	
16			19.0	40 54	Fa			1	
17			19.1	40 52	Fa			1,2	
18			19.2	39 56	Ga:		Ga	2	
19			19.2	39 28	dKb	K0	Kb	3	
20			19.2	39 06	cGb		Gb	3	
21			19.3	40 58	Ga:			1	
22	229167	39 4161	19.5	40 08	Gb:	G	Gb	2	
23			19.5	40 32	Ga		Ga:	2	
24			19.5	39 25	Fc	F8	Fc	2,3	
25			19.7	41 07	gFb		Fb	1	
26			19.7	40 00	Fb	F6	Fa	2	
27			19.9	40 08	Fa		Fa	2	
28			20.0	40 12	Fa		Fa	2	
29	229206	38 4060	20.0	38 37	Kb	G8III	Fa	2	
30	229219	40 4151	20.3	40 42	cKb		Kb	3	
31		39 4164	20.3	39 43	Fa	F2	Ka	1,2	
32	229226	38 4066	20.3	38 43	Fa		Fa	2	
33	229230	41 3728	20.5	41 36	Ga		Fa	3	
34	229237	39 4165	20.5	39 46	Fa	F0	Ga	1	
35	229244	39 4167	20.6	40 01	Ga	G0	Fa	2	
36			20.6	39 21	Fa		Ga	2	
37	229246	41 3729	20.7	41 38	gKb		Fa	3	
38			20.8	40 22	Fa		Kb	1	
39		40 4153	20.8	40 12	gGa	G0	Fa	2	
40			20.8	41 28	Ga		Ga	2	
41			20.8	39 36	gKb		Ga	1	
42			20.9	41 14	cGb		Kb	2	
43			21.0	39 00	Fa	F2	Gb	1	
44			21.0	41 38	Gc		Fa	3	
45			21.2	41 38	cFb			1	
46	229274	41 3735	21.2	41 17	Ga:			1	
47		39 4171	21.2	39 43	dGc	G8IV	Ga	1	
48			21.4	40 07	Fa		Gc	2	
49			21.6	38 45	gFc		Fa	2	
50			21.7	41 11	Ka		Fb	3	
51			21.7	41 07	Fc		Ka	1	
52			21.7	38 33	cFb	F6	Fc	1	
53			21.9	38 52	gFc	G0	Fb	3	
54			21.9	38 50	Kb	K2IV		3	
55		41 3744	22.1	41 21	Ga		Kb	3	
56		41 3745	22.1	41 45	cFc:		Ga	1	
57	229294	39 4182	22.2	39 08	dKa	K2III	Fc	1	
58			22.3	40 58	Fa		Gc	3	
59		40 4166	22.3	40 39	Fa:		Fa	1	
60	229296	39 4184	22.3	39 12	Ga	G0	Fa	1,2	
							Ga	3	

продолжение таблицы 2

№ п/п	HD HDE	BD	$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$	Спектр 8°		Спектр 4°		№ части фото I
					UV	Pg	UV	UV	
61			<sup>h m</sup> 20 22.3	+39°46'	dGc			Gc	2
62			22.4	40 17	cFb			Ga	2
63			22.4	41 39	Fa			Fa	1
64			22.5	40 51	cFc			Ga	1
65		38 4085	22.6	38 47	Fa	F2	Fa	Fa	3
66			22.6	41 49	gFb			Fb	1
67			22.7	41 18	cFb:			Fb	1
68			22.7	41 44	gFb			Fb	1
69			22.9	41 12	dKb:			Kb	1
70		40 4168	23.0	40 43	gKb:			Kb	1,2
71		40 4169	23.0	40 23	Ka:			Ka	2
72		39 4191	23.1	40 10	cFc:	F 6		Fc	2
73			23.1	41 02	Ma			M	1
74			23.2	41 03	dGb			Gb	1
75			23.2	41 18	Fa:			Fa	1
76			23.3	39 53	gFb:			Fa	2
77			23.3	39 31	Fb	F6		Fb	2
78		40 4171	23.4	40 44	dGb	Ga		Gb	1,2
79			23.6	40 23	cFb:	Fc		Fb	2
80		38 4091	23.6	38 41	gFb			Fb	2
81		39 4195	23.6	39 39	gKb	K511-111		Kb	2
82		41 3755	23.7	41 17	Fa		Fa	Fa	1
83		40 4174	23.8	40 44	Ga		Ga	Ga	2
84			23.8	41 19	Fa		Fa	Fa	1
85		38 4096	23.8	38 24	Fc	F6		Fc	3
86			23.8	41 49	gGc			Gc	1
87		38 4097	23.9	38 31	Fa	F8		Fa	3
88		39 4198	24.2	39 06	dGb	G5V		Gb	3
89		40 4180	24.3	40 18	dGc		Gc	Gc	2
90		41 3760	24.3	41 18	dGa		Ga	Ga	1
91			24.5	38 46	dFb	F6		Fc:	3
92			24.5	39 34	Fa	F2		Fa	2,3
93		39 4201	24.5	39 28	Fa	F5		Fa	2,3
94			24.5	41 14	Fc		Fc	Ga	1
95			24.5	41 09	Ca		Ca	Fa	3
96			24.6	38 55	Fa	F0		Fa	2
97			24.7	39 58	Fa	F0		Ga	2
98			24.7	39 42	dGb	G0-G5		Fa	1
99		39 4203	24.7	39 42	Fa		Fa	Fb:	1
100			24.8	40 58	Fa		Fa	Fb	1
101			24.8	41 54	dFb		Fc:	Fb	1
102			24.8	41 43	cFb		Fb	Fb	2
103			25.1	39 33	dFb		cFb		1
104			25.2	41 15	Ga		Ga	Fb	2
105			25.3	40 01	gFb		cFb		2
106			25.3	39 48	cFb		Fb		3
107			25.4	38 08	gFb	F5		Fb:	3
108			25.6	38 38	Fb		Gc	Gc	1
109		40 4192	25.6	41 07	gGc	F6		Fb	3
110			25.8	38 43	cFb			Ga	1
111		40 4195	25.8	40 53	Ga		Gb	Gb	1
112			25.8	41 53	Gb			Ga	3
113			25.8	39 08	dGa		Fc	Fb	1
114			25.8	41 45	Fc			Gc	3
115		38 4112	25.8	39 02	gGc		Fb	Fb	2
116			25.9	39 49	Fb		Fc	Fb	2
117			25.9	40 19	Fc	K3111		Kb	3
118		39 4211	26.0	39 18	cKb	F0		Fa	2
119			26.2	39 32	Fa		Fb	Fb	1
120		40 4198	26.2	41 12	Fb		Ka:	Ka:	2
			26.2	40 15	Ka:				2

продолжение таблицы 2

№ п/п	HD HDE	BD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Спектр 8°		Спектр 4°		№ части фото I
					UV	Pg	UV	UV	
121			20 26.2	+39° 56'	Fa		Fa:	Fa	2
122			26.3	41 26	Fb		Fb	Fb	1
123			26.3	39 08	Fa	F2	Fa	Fa	3
124			26.3	41 03	Ga				1
125			26.4	41 38	Ga		Ga:	Ga	1
126			26.4	41 08	Fc		Fb:		1
127			26.4	39 20	Fc	F6	Fc	Fc	3
128			26.5	41 32	Gc		Gc		3
129			26.6	38 41	Ga	G0V			1.4
130			26.7	40 01	gFb		Fb	Fb	3.6
131	40 4202		26.7	40 10	Gc		Gc	Gc	5
132			26.7	41 31	Fa		Fa	Fa	5
133	38 4122		26.9	38 26	Fb	F2	Fb	Fb	4
134			26.9	39 52	Fa		Fa	Fb	3.6
135			27.1	40 10	Fb		Fb	Fb	5
136	40 4207		27.2	40 32	Ga		Ga	Ga	5
137	41 3783		27.2	41 31	Ga		Ga	Ga	4.5
138			27.3	38 35	Fa	F2	Fa:	Fa:	4
139			27.3	39 17	Fb	F8	Fb:	Fb:	6
140			27.4	39 00	Fc	F8	Fc:	Fc:	5.6
141	40 4211		27.5	40 33	Kb		Kb	Kb	6
142	38 4130		27.8	39 00	gGc	K0III	Gc	Gc	4.5
143			27.8	40 07	cKb		Gc	Gc	6
144	41 3768		27.8	41 40	dGa		Kb:	Kb:	5
145			27.8	39 41	gFc		Ga:	Gc	4
146	38 4131		27.9	38 12	cFc—Ga		Fc	Fb	5
147			27.9	41 34	dGa		Fc	Fc	6
148			27.9	40 52	Fc		Ga		4
149			28.0	40 12	Fb		Fc	Fc	4
150	40 4214		28.2	40 50	Fa:		Fc:	Fb	5
151			28.2	41 19	dGa		Fa	Fa	4
152	40 4216		28.4	40 37	dKb		Ga		4
153			28.4	39 14	cFb		Kb	Kb:	4.5
154	38 4136		28.5	38 28	dKa	K2V	Fb	Fb	5.6
155	41 3795		28.6	41 51	Fc—Ga		Ka	Ka	6
156	38 4137		28.8	38 43	dGc		Fc	Fc	4
157			28.8	39 24	Fa—Fb		Gc	Gc	6
158			28.8	40 08	Fb		Fa	Fa	5.6
159	40 4222		28.9	40 43	Fa		Fb	Fb	5
160			29.0	39 11	Fa		Fc	Fc	4
161	41 3798		29.1	41 22	dGa		Fa	Fa	4
162			29.1	38 43	Fa		Ga	Ga	6
163	41 3797		29.1	41 16	cGa		Fa	Fa	4
164			29.2	39 31	Fc	Fc	Ga	Ga	6
165			29.2	39 11	cFb		Fc	Fc	4
166	39 4230		29.3	40 08	dGa	Ga	Fb	Fb	5.6
167			29.5	40 07	gGc		Ga	Ga	6
168	40 4230		29.6	40 45	dKb:	Kb	Gc	Gc	5
169			29.8	38 22	dGc		Kb	Kb	5
170	40 4231		29.8	40 32	dKb:		Gc	Kb	4
171			29.9	41 42	Fc		Gc:	Gc:	6
172			30.1	39 24	Fb		Kb	Kb	5
173			30.2	40 20	dFb	Ga	Fc	Fb	4
174	39 4238		30.3	39 32	Fa	Fb	Fb	Fb	5.6
175			30.3	38 24	Fa		Fa	Fb	5
176			30.3	40 54	dFb		Fa	Fb	5
177			30.4	41 09	dGb		Fb	Fa	6
178	39 4240		30.4	39 11	Fa		Fb	Fb	4
179	39 4239		30.4	39 43	Fc	Ga	Qb:	Gb	4
180			30.6	38 57	Fa		Fa	Gb	4
					Fa		Fc	Fa	6
					Fa		Fa	Fa	5
					Fa		Fa	Fa	6

продолжение таблицы 2

№ п/п	HD HDE	BD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Спектр 8°		Спектр 4°		№ части фото I
					UV	Pg	UV	UV	
181			20 30.6	+40° 32	Fa		Fa		5
182			30.7	41 42	dFa		Fa		4
183	39 4241		30.7	39 25	Fc		Fa	Fa	5
184	40 4234		30.7	41 11	Fc		Fc	Fc:	5.6
185			30.7	41 36	Fa		Fa	Fb	4
186			30.8	40 21	dFb		Fb	Fb:	4
187			30.8	40 29	Fc		Fc		5
188			30.8	40 23	Gc		Gc	Gc	5
189	40 4237		30.9	41 02	cFb		Fb	Fb	5
190	40 4238		30.9	40 39	Fb	Fb	Fb	Fb	4
191			31.0	40 12	dFb		Fb:	Fb:	4
192			31.0	41 24	Fb:		Fa	Fa	5
193			31.0	39 43	Fa		Fa	Fa	4
194	38 4153		31.0	38 58	gGb		Gb	Gb	3.5
195	39 4243		31.2	39 23	dFb		Fb	Fc	6
196			31.3	41 22	Ga		Ga	Fc	5.6
197	39 4244		31.3	39 29	gGc	Ge	Gc	Gc	4
198			31.4	39 41	cFb		Fa:	Fa	5
199	39 4245		31.4	40 08	dFb		Fb	Fb	5
200			31.5	41 37	dGc		Gc	Gc	4
201	38 4167		31.5	38 58	Fa	Fa	Fa	Fa	6
202			31.7	40 16	Fb		Fb	Fb	5
203	39 4246		31.7	39 29	dGc		Gc	Gc	5
204			31.8	40 07	Fa		Fa	Fa	5
205	39 4248		31.9	39 57	cFc		Fc	Fb	5
206			31.9	40 07	cFb		Fb	Fb	5
207	39 4229		32.0	39 38	cFb		Fb	Fc	5
208			32.0	40 36	Fc		Fc	Fb	4
209			32.0	39 18	dGa		Ga	Ga	6
210			32.1	41 22	Fa		Fa	Fa	4
211	39 4250		32.3	39 34	cFc		Fc	Fa	5
212			32.5	39 52	gGc		Gc	Gc	5
213			32.5	40 10	gGc		Gc	Gc	5
214	40 4245		32.5	40 10	cFb		Fb	Fa	5.6
215			32.6	39 24	cFb		Fc	Fc	5
216			32.7	40 28	Fc		Fc	Fb	5
217			32.8	41 22	dFa		Fa	Fb	4
218			32.8	39 24	Fb		Fb	Fb	5.6
219			32.8	40 28	Fb:		Fb	Fb	5
220			32.9	40 19	dGa		Ga	Gc:	5
221			33.0	41 13	cFb		Fb	Fc	4
222			33.0	40 42	cFb		Fb	Fb	4
223			33.2	39 09	cKa		Ka	Fb	6
224			33.2	39 52	dFb		Fb	Fa	5
225			33.2	39 25	Fa		Fa	Fa	5.6
226			33.2	39 05	dFc		Fc	Fa	6
227			33.2	41 11	gGc		Gc	Kb	4
228	40 4247		33.2	40 42	dGc	G 5III	Gc	Gc	4
229			33.3	39 58	dGb		Gb	Gb	5
230	40 4249		33.4	40 19	cFb	F5	Fb	Fb	5
231	39 4255		33.8	39 24	gKb	K5IV—V	Kb	Kb	5.6
232	39 4256		34.0	39 38	dGc	G5III	Gc	Gc:	5
233	40 4253		34.0	40 39	dFa	F0	Fa	Fa	4
234			34.1	39 12	dGc		Gc	Gc	6
235			34.2	39 32	dGb	G8III	Gb	Gb	5
236			34.3	39 44	Fb		Fb	Fb	5
237	40 4257		34.3	40 52	gGc	G5III—IV	Gc	Gc	5
238	39 4258		34.3	39 42	cFb	F5	Fb	cFc:	5
239	40 4256		34.3	40 29	gGb	G5IV	Gb	Gb	5
240			34.3	40 20	Fa		Fa	Fa	5
241	39 4259		34.5	40 00	dFb	F5	Fb	Fb	5
			34.8	39 23	cFb	F2	Fb	Fb	5.6

Таблица 3

№ п/п	HD HDE	DO	[26]	$\tau_{1500}$	$\tau_{1000}$	$\lambda_{1000}$	С п е к т р				Примечания	№ части фото	
							Абстурман		8°				
							HD HDE	DO	[26]	8°			4°
242	193889		+ 39°4148	$b$ 20 17.6		+ 39°17'	G0	M6	M6	Fb	M	1	3
243	193965	18915	39 4152	18.0		40 07	Mc			Mc	Mc	2,3	2
244	194069		40 4136	18.5		40 48	G5			Ga	Ga		1
245	194193	18935	40 4141	19.2		40 42	K5			Kb	Kb	3	1
246		18967		20.8		40 52	M2			Ma	Ma		1
247	194558		39 4172	21.2		39 50	K0			Ka	K(4)		2
248	194685		39 4180	21.9		39 46	G5			Ga	Ga		2
249	229291		39 4181	22.1		39 41	M			Kb	Kb		2
250	194988	19028	38 4092	23.9		38 31	K2	M1		gKb	gKb		3
251	195194		38 4102	24.8		39 00	G5			Gb	Gb		3
252	195214		38 4104	24.9		38 49	Ma			Kb—Ma	Kb—Ma		3
253		19053	39 4208	25.1		39 39	K5			(4)	(4)	4,5	5
254	195543		40 4206	26.9		40 10	Mc			Kb	Mc(4)		5
255	195728	19093	39 4223	27.9		39 32				Ma	Ma	6	5
256			39 4227	29.0		30 44							4
257	196241	19155	40 4240	31.0		40 44	K5			Kb	Kb		4
258		19208		33.7		39 27	K5			dKb	Kb		6

Примечания к таблице 3:

1. V 405 Sug. 2. G1—II [27]. 3. Передержка. 4. Недодержка. 5. RW Sug. 6. Наложение спектров.

Приближенные координаты звезд (табл. 2) были определены И. И. Леквеншвили, по сеткам карт Франклина-Адамса. Классифицированные звезды обозначены на отпечатке с пластинки № 1680 (фото 1,1—6) согласно их номерам по таб. 2. На фото 1,1 приводим также обозначения частей снимка № 1680. В таблице 3 приведены данные для звезд, общих с каталогами Дириборской обсерватории (DO), HD (яркие звезды) и [26]. Эти звезды также обозначены на репродукциях со снимка № 1680 (фото 1, 1—6). В табл. 1 приведены также данные о спектральных снимках, полученных для взятой области в других лучах. Эти снимки использованы нами для выделения эмиссионных звезд и звезд спектрального класса M. В данном случае ими можно контролировать результаты классификации M-звезд в ультрафиолетовых лучах. В таблице 2 даны также спектры звезд из списков [13, 14] (64 звезды, большинство из них HD и BD звезды). Сравнение результатов классификации, выполненной на одном и том же инструменте в фотографических [13, 14] и близких ультрафиолетовых лучах (данная работа) приводим на рис. 3. Кружки пропорциональны числам звезд. Сравнение показывает, что в интервалах Fb—Fc и Ka—Kb имеется систематическая разность. Наша система смещена на одно подразделение спектрального класса в сторону ранних подклассов для F и в сторону поздних подклассов для K. Случайные отклонения не превышают одного подразделения спектрального класса. Общих звезд с каталогами HD и HDE в нашем списке немного, всего 37. Сравнение данных для них показывает, что случайные отклонения здесь также не превышают одного подразделения спектрального класса. Имеются случаи расхождения на один спектральный класс. Например, звезда HD 229011 — A0: Абаст. — Fa; и звезда BD +39°4238 — A5; Абаст. — Fa.

Сравнение результатов показывает, что классификация в ультрафиолетовых лучах остается, в основном, в системе HD. Расхождения кроме случайных ошибок и неточности наших определений, в некоторых случаях могут быть вызваны также неточностями классификации HD [8].

По данным для звезд общих с известными списками [12, 13, 14] предельная фотографическая звездная величина по снимку № 1680 для спектральных классов F—K приблизительно равна 12. Звездные величины 132 звезд по данным [12, 13, 14, 28], BD и DO представлены в таблице 4.

Результаты и данные классификации, полученные с 8° призмой также как и снимки стандартных областей LF2, LF3, LF4 и др., полученные с 8° и 4° призмами (табл. 1), мы использовали для выработки критериев классификации по низкодисперсным (4° призма) спектрам. Критерии приведены выше, результаты классификации по пластинкам № 2280 и № 4409 заключены соответственно в восьмом и девятом столбцах табл. 2. На пластинке № 2280 классифицированы те звезды из табл. 2, которые являются общими с № 1680. Так как предельная звездная величина снимка № 2280 слабее, чем № 1680, то кроме фотографиче-

Таблица 4

№	m pg			m	Sp	№	m pg			m	Sp
	[28]	[13,14]	[12]				[28]	[13,14]	[12]		
2		10.92		9.5	Fa	129		11.70			
4		11.38			Fb	131					Ga
5		11.01		9.5	Ga	133		9.90	9.5		Gc
8				9.5	Kb	136			9.1		Fb
10		10.51		9.3	Gc	137	10.42		9.5		Ga
13				9.5	Fa	138		11.79	9.2		Ga
15	9.69	10.01		8.8	gKb	139		11.82			Fa
17		11.89			Fa	140		11.84			Fb
22		11.13		9.5	Gb:	141	8.49		7.1		Fc
24		11.63			Fb	142			9.1		Kb
26		12.10			Fb	144		11.06	9.5		gGc
29		11.02		9.5	Kb	146			9.4		dGa
30				9.1	cKb	150	9.01		8.3		dKa
31		11.73		9.5	Fa:	152			9.5		Fa:
32				9.3	Fa	154		10.73	9.5		dKb
33		9.96		8.9	Ga	155			9.2		dKa
34		10.19		9.4	Fa	156	10.06		9.5		Fc-Ga
35	8.92	9.19		8.6	Ga	159			8.7		dGc
37	10.48			9.0	gKb	161			9.5		Fa
39		10.93	11.56	9.4	gGa	163			9.5		dGa
43		10.94			Fa	166	9.72		9.5		cGa
46	9.67			8.8	Ga:	168	9.46		8.9		dGa
47		10.25		9.2	dGc	170			8.6		dKb:
52		11.75			cFb	174	9.44		9.2		dKb:
53		12.16			gFc	178			9.0		Fa
54		11.84			Kb	179	9.35		9.2		Fa
55				9.5	Ga	183			8.7		Fc
56				9.5	cFc:	184			9.4		Fc
57		10.79		9.2	dKa	189			9.5		Fc
58			11.60		Fa	190			9.5		cFb
59				8.9	Fa:	194	10.13		9.4		Fb
60	9.28	9.40		8.9	Ga	195			9.0		gGb
63			11.30		Fa	197	9.57		9.5		dFb
65		10.69		9.5	Fa	199			8.5		gGc
70				9.4	gKb:	201			9.5		dFb
71				9.5	Ka:	203	9.87		9.5		Fa
72				9.4	cFc:	205			8.8		dGc
78	9.79			9.0	dGb	207	9.18		9.5		cFc
80				9.5	gFb	211			8.9		cFb
81	9.75	10.02		8.5	gKb	213			9.5		cFc
82				9.5	Fa	227		10.78	9.5		gGc
83				9.2	Ga	229		10.22	9.2		dGc
85		11.99		9.3	Fc	230		9.89	9.4		cFb
87		11.23		9.4	Fa	231		10.79	9.5		gKb
88				9.5	dGb	232		10.84	9.1		dGc
89				9.5	dGc	234		11.33	9.5		dFa
90			11.43	9.5	dGa	236		9.73			dGb
91		12.10			dFb	237		11.45	8.8		gGc
92				9.5	Fa	238		10.54	9.5		cFb
93		11.56			Fa	240		10.73	9.4		gGb
96		11.74			Fa	241		11.47	9.5		dFb
98		10.35		9.4	dGb	242	8.90	8.98:			cFb
107		11.19			Fb	243		10.53			Fb
108				9.4	gGc	244	7.55		8.8 (9.8)		Mc
109		11.89			cFb	245	7.69				Ga
110				9.2	Ga	246			(10.4)		Kb
114	10.25			9.0	gGc	247	7.92		(10.0)		Ma
117				9.5	cKb	248	8.27				Ka
118		11.73			Fa	249	9.91	10.57			Ga
119				9.5	Fb	250	9.51	9.68			Kb:
123		11.59			Fa	251	7.92	8.14:	8.6		gKb
127		11.47			Fc	252			(8.5)		Gb

Kb-Ma

продолжение таблицы 4

№	m pg			m	Sp	№	m pg			m	Sp
	[28]	[13,14]	[12]				[28]	[13,14]	[12]		
253				9.2(8.5)		256	10.16			8.9	
254	8.79				Kb	257	8.12			[(6)]	Ka
255	10.49			9.2(8.8)	Mc	258				8.2	dKb

ского участка (снимок № 2280 получен на панхrome без фильтра, с целью выявления слабых эмиссионных объектов) здесь передержаны также ультрафиолетовые концы ярких звезд. Кроме того, ультрафиолетовые концы некоторых, классифицированных по снимку № 1680, звезд искажаются красными концами соседних звезд. В подобных случаях классификация не производилась. Что касается пластинки № 4409, полученной с фильтром УФС-6, который срезает уже около линий H и K, CaII и пропускает только часть излучения около H<sub>8</sub>, по ней затруднена классификация звезд класса F, особенно при малой дисперсии.

Проведенная работа показывает, что, если имеются снимки, полученные на несенсибилизированных или панхроматических пластинках без фильтра, выработанные критерии классификации в ультрафиолетовых лучах можно использовать для ведения дополнительной классификации в ультрафиолете тех звезд, которые в ультрафиолете имеют особенности, а также для тех звезд, для которых фотографические участки спектров передержаны или искажены спектрами соседних звезд.

На фото 2 и 3 приводятся отпечатки со снимков спектров, № 1612, 1382 с обозначением звезд M (данные приведены в таблице 5), выявленных в исследованном нами участке, соответствующем снимку № 1680 (фото 4).

На фото 2—4 отпечатки даны в одинаковом масштабе. Сравнение фото 2—4 между собой дает возможность судить о распределении эмиссионных и темных туманностей и звезд спектрального класса M. Следует отметить, что не только по данным пластинки № 1680, но и по снимкам, полученным в красных и инфракрасных лучах: № 1382, № 1612 и № 4425 в участке  $\gamma$  Cyg—VI Cyg, по сравнению с соседними областями, например, Cyg IV, Cyg loop имеется сравнительно мало звезд спектрального класса M, тогда как количество звезд OB, A и F значительно. Сравнение фото 2, 3, и 4 показывает также, что особенности в видимом распределении в близких ультрафиолетовых лучах (фото 4) — наличие звездных дорожек и параллельных им пустых коридоров около  $\gamma$  Cyg — вызваны проектированием на фон основной массы звезд иррегулярной темной туманности (фото 2,3). Сравнение фото 2, 3, и 4 (а также рассмотрение дополнительных снимков, полученных без фильтра на Агфа Рот Рапид, т. е. одновременно в красных, синих и ультрафиолетовых лучах), показывает насколько сильно меняется соотношение интенсивностей звезд в различных участках спектра. Спектр RW Cyg передержан на фото 2, 3 и едва намечается на 4. Это означает, что от-

Таблица 5

№	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	С п е к т р					Примечания	
			1382	1612	2279	2280	2525		4425
1	20 18.0	+40 15	Ma	Ma			Ma	Ma (2)	№ 243, табл. 1 V 405 Cyg
2	18.2	40 08	Mb	Mc (1)			Mb	Mb	
3	20.0	39 10		Mb (1)				Ma (2)	
4	20.2	40 15	Md	Md				Md	
5	20.7	40 51	Mc	Mc			Mc	Mc	
6	20.8	440 51	Mb	Mb			Mc	Mb	
7	21.4	40 27	Md (2)	Md					
8	21.6	40 07	Md (2)	Md					
9	22.0	38 25		Mc					
10	22.5	40 48	Mb	Ma (1)			Mb	Ma	
11	22.7	40 26	Mc	Mc				Mc—d (2)	
12	22.8	38 45		Md				Md (2)	
13	23.1	40 52	Mb (1)	Mb (1)			Ma	Mb	
14	23.2	40 36	Md	Md				Md	
15	23.9	40 45	Md	Md	Md	Md	Md	Mc—d:	
16	24.0	38 42		Md					
17	24.5	40 55	Mc (2)	Mc	Mc	Mc			
18	24.6	40 24	Mc	Mc	Mc	Mc			
19	24.6	40 20	Mc	Mc	Mc	Mc			
20	24.9	41 25	Ma:		Ma:		Mb:	Md	
21	25.1	39 39	Ma	Ma (1)	Ma (1)	(1)	Mb:	Ma (1)	
22	25.1	38 58		Md					
23	25.6	40 42	Ma	Ma (1)	Ma	Ma		Md:	
24	26.2	41 13	Ma	Ma (1)	Ma	Ma (1)		Ma:	
25	26.8	41 41	Mc		Mc	Mc		Ma	
26	26.9	41 27		(2)	Md	Md (2)			
27	27.0	39 17		Md	Md	(3)			
28	27.6	39 13		Md	Md	(3)			
29	27.6	40 27	Mc	Mb:	Mc	Mc	Mc	Mc	
30	28.1	38 26		Md					
31	28.2	39 33		Mb (1)	Mb (1)	Mc (1)	Mb:	Mb	
32	28.7	40 11		Ma	Ma	Ma	Mb	Ma	
33	28.8	40 30		Md (2)	Md	Md		Md (2)	
34	29.0	40 01	Mc (3)	Mc	Mc	Mc			
35	29.2	39 43		Mb (1)	Mb (1)	Mb (1)	Ma	Ma	
36	29.4	40 16		Md:	Md:	Mc:	Md:	Mc	
37	29.7	41 03		(3)	(3)	Md	Md:		
38	30.1	38 32	Mc						
39	32.4	39 38	Mc:	Mc	(3)				
40	32.7	40 34	Md (2)	Md	Md			Md (2)	
41	32.8	39 06	Md (1)	Md	Md			Md (2)	
42	33.2	40 25	Mc	Mc	Mc				
43	34.0	39 12	Mb	Mb	Mb			Mb	

Примечания к табл. 5: (1) передержка, (2) недодержка, (3) наложение спектров.

носительно слабые (10.7—11.9 фотографической звездной величины) сверхгиганты, мало излучающие в ультрафиолете, не могут быть выявлены по снимкам, полученным в ультрафиолетовых лучах с 8° призмой и с часовой выдержкой.

Просмотр пластинки № 1680 (а также № 2280) показывает, что в области нет звезд до 12-ой фотографической звездной величины с эмиссией в близких ультрафиолетовых лучах (это не относится к звездам типа WR), и, что эмиссионная туманность, интенсивная в лучах H $\alpha$ , в

близких ультрафиолетовых лучах видна очень слабо только около RW Cyg (IC 1318c). Рассмотрение фото 2 и 3 показывает также, что звезды М избегают места расположения темных туманностей.

Просмотр пластинок, полученных в близких ультрафиолетовых лучах, показал, что главным источником ошибок при классификации спектров в ультрафиолете могут являться искажения, вносимые атмосферой. Наблюдения, выполненные при плохих изображениях звезд, означают сокращение ультрафиолетового конца спектра, расширение и размывание узких, резких и слабых спектральных линий, т. е. искажение тех данных, которые принимаются за основу при классификации спектров в ультрафиолете. В этом отношении классификация в ультрафиолете более трудна, чем классификация звезд М по полосам поглощения в красных лучах.

Большое значение имеет также подбор эмульсий и фильтров. Эмульсия, пригодная для работы в фотографических лучах, не всегда может оказаться пригодной и для ультрафиолета.

К сожалению, в ультрафиолетовых лучах, как и в фотографических, также нельзя избежать искажающего влияния межзвездной среды. Кроме искажения непрерывного спектра в близких ультрафиолетовых лучах искажаются некоторые линии и полосы, по которым ведется спектральная классификация. Это атомные линии поглощения: OII 3726; 3729; FeI 3720 (искажающие бленду около 3722), FeI 3860 (искажающие полосу 3860) и молекулярная линия 3745 CN<sup>+</sup>, искажающая бленду около H<sub>12</sub>, H<sub>13</sub>. Ошибки и неопределенности в оценке спектрального класса и класса светимости вносят также особенности некоторых звезд — белых карликов, субкарликов, металлических звезд, звезд с высокими скоростями и красных и голубых карликов класса К. Они должны быть выделены дополнительными данными. Их мы будем рассматривать по мере накопления соответствующего наблюдательного материала.

Здесь мы приведем только предварительные данные для звезд с ультрафиолетовым избытком излучения спектральных классов поздних F, G и ранних K. После того, как были выработаны и опробованы спектральные критерии для двумерной классификации звезд в близких ультрафиолетовых лучах в наших условиях (1960—64 гг.), стало возможным провести предварительную работу по выяснению возможности выделения и классификации звезд по параметру содержания различных химических элементов или соединений (1964—66 г.). Работы по определению класса содержания нами ведутся параллельно для звезд спектральных классов С и S. Таким образом, на данном этапе нас интересовало, в основном, выяснение возможности выделения звезд F, G, K с ультрафиолетовым избытком излучения по нашим спектрам, полученным в близких ультрафиолетовых лучах. Снимки стандартных звезд, в качестве которых брались звезды с высокими пространственными скоростями (с особенностями в фотографическом участке спектра), были получены в течение 1964—66 гг. Их рассмотрение показало, что поздние F, G и ранние K с ультрафиолетовым избытком излучения характери-

зуются особенностями линейчатого и полосчатого спектров. А именно в звездах гигантах полоса CN 3870 аномально усилена (3860 > 3870 > 3883,89). В карликах, наоборот, 3870 аномально ослаблена (3860 < 3870 < 3883,89, а также 3905). В карликах бленда 3585 сильно ослаблена уже в F7 3585(5) ≈ 3570(6) и 3525(9) ≈ 3512(10). В гигантах усилены 3570(6) и 3512(10). В гигантах 3820 сильнее и шире 3838; 3675(k) и 3668 (l). Так называемые субкарлики выявляются уже по необычному виду бленды 3838—3820, принимающей вид полосы поглощения с резким кантом. Бленда а имеет вид, соответствующий звезде dG, 3585(5) и 3570(6), полоса 3585(5) — ослаблена. Если спектры получены без ультрафиолетового фильтра, то оценка в звездах карликах известных параметров  $\tau$  и  $\Delta$  уточняет спектр. Так называемые «звезды с ослабленными линиями» в близких ультрафиолетовых лучах также имеют ослабленные линии и полосы. Следует отметить также, что в спектрах некоторых ранних звезд класса F бленда 3838—3820 (b) имеет вид полосы поглощения с резким кантом. Уточнение приведенных особенностей при рассмотрении ранних и поздних звезд с ультрафиолетовым избытком излучения, а также изучение мелкодисперсных спектров, получаемых с новой 2° призмой обсерватории составляет предмет нашей дальнейшей работы.

Ноябрь, 1966.

ვარსკვლავთ სპექტრული კლასიფიკაცია ახლო ულტრაიისფერ სხივებში ზომიერი და მცირე დისპერსიანი სპექტრებით

ა. დოლიძე და ბ. ჯიმშელიშვილი  
(რეზიუმე)

შესრულებულია სამუშაო, რომელიც შეეხება ახლო ულტრაიისფერ სხივებში ვარსკვლავთ კლასიფიკაციის სპექტრული კრიტერიუმების გამოყენებას. მოყვანილია კლასიფიკაციის შედეგები 258 ვარსკვლავისათვის. შედეგები შედარებულია სპექტრების არსებული კატალოგებისა და სიების მონაცემებთან, რომლებიც ემყარება კლასიფიკაციის სპექტრის ფოტოგრაფიულ და წითელ უბნებში.

SPECTRAL CLASSIFICATION OF STARS IN THE NEAR ULTRAVIOLET WITH MODERATE-AND LOW-DISPERSION SPECTRA

M. V. DOLIDZE and G. N. JIMSELEISHVILI  
(Summary)

The results of the spectral classification of stars in the near ultraviolet region are given. They are compared with the data of the existing catalogues and lists of stellar spectra based on photographic and red spectral regions.

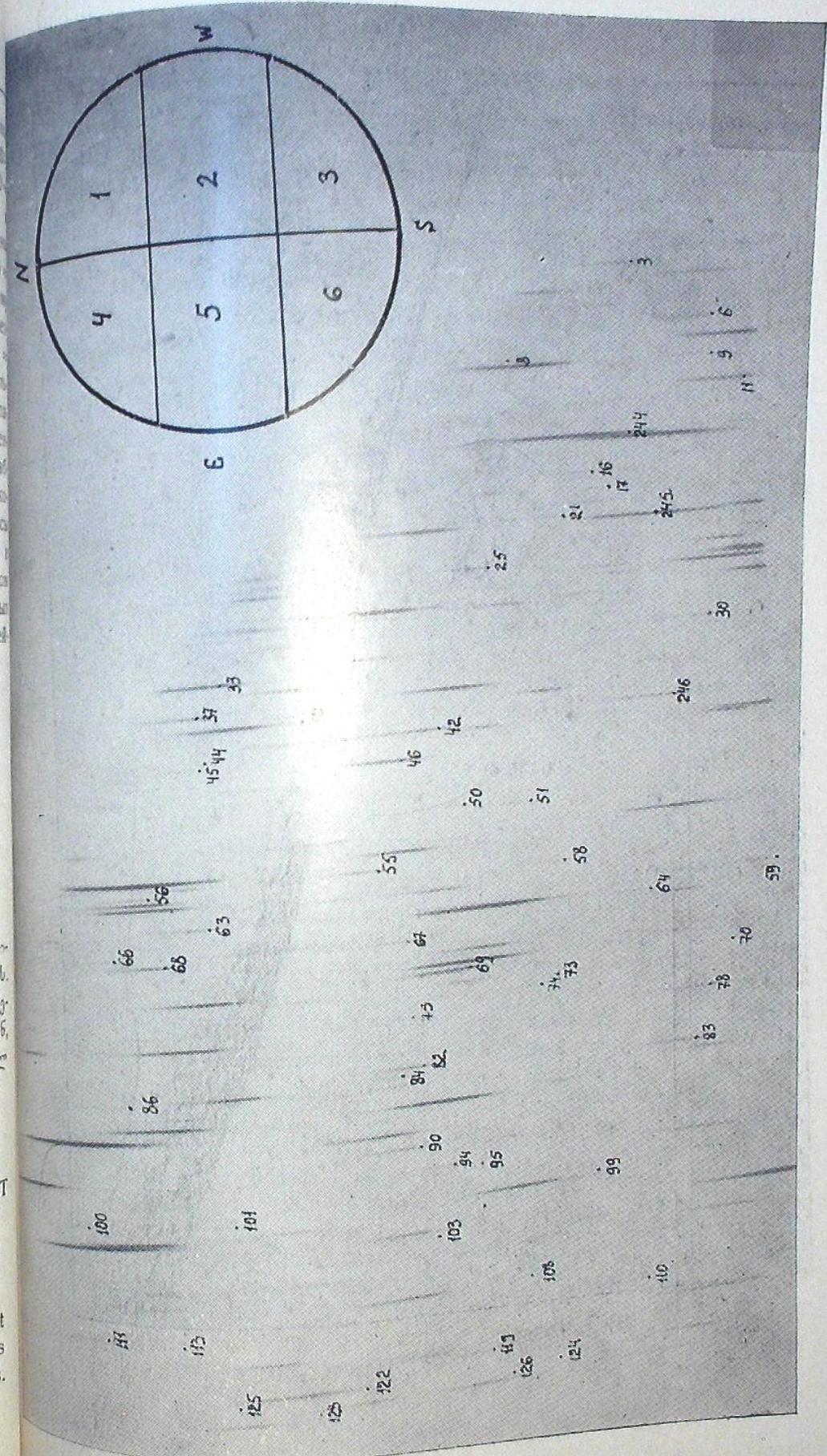
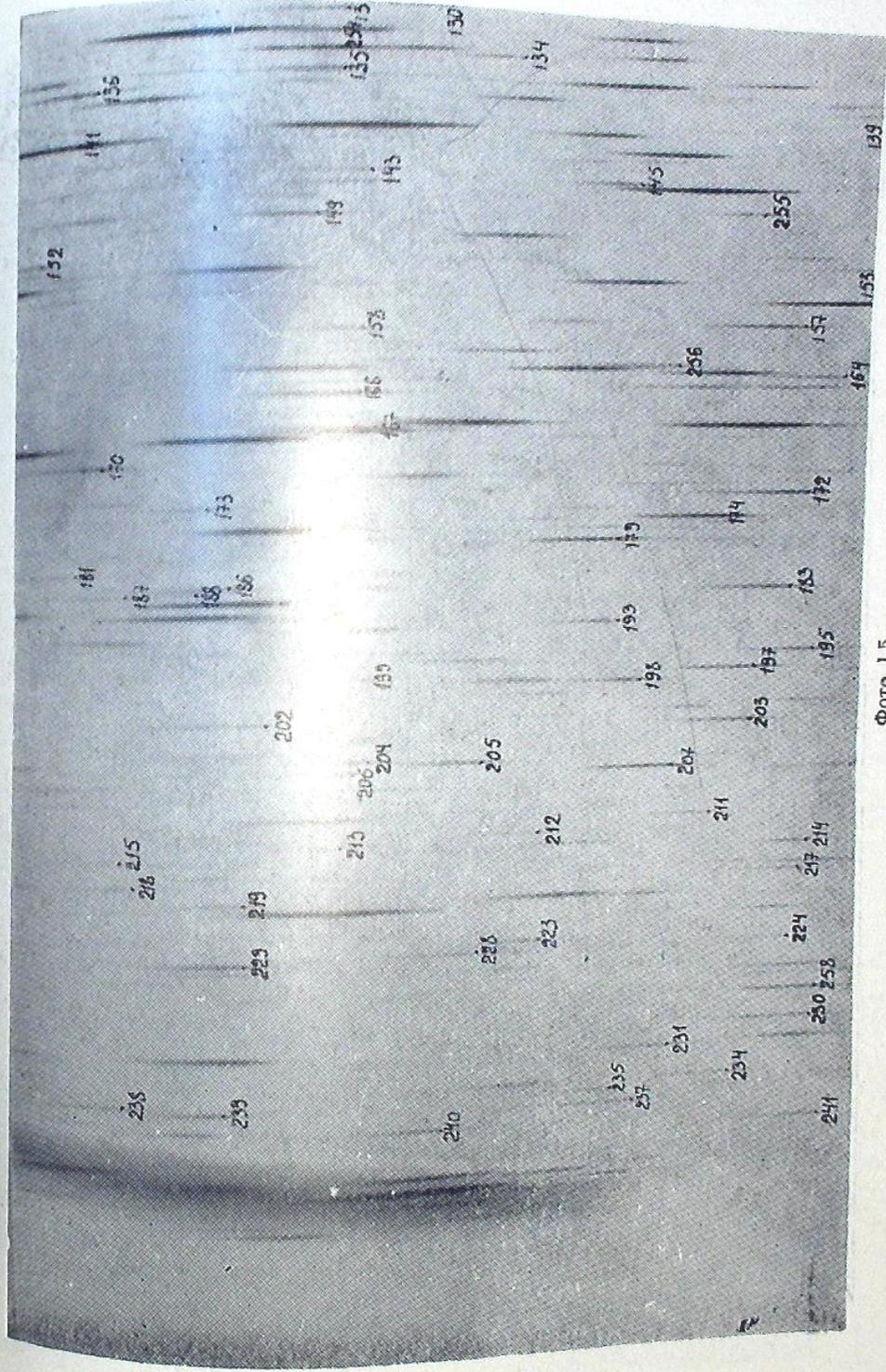
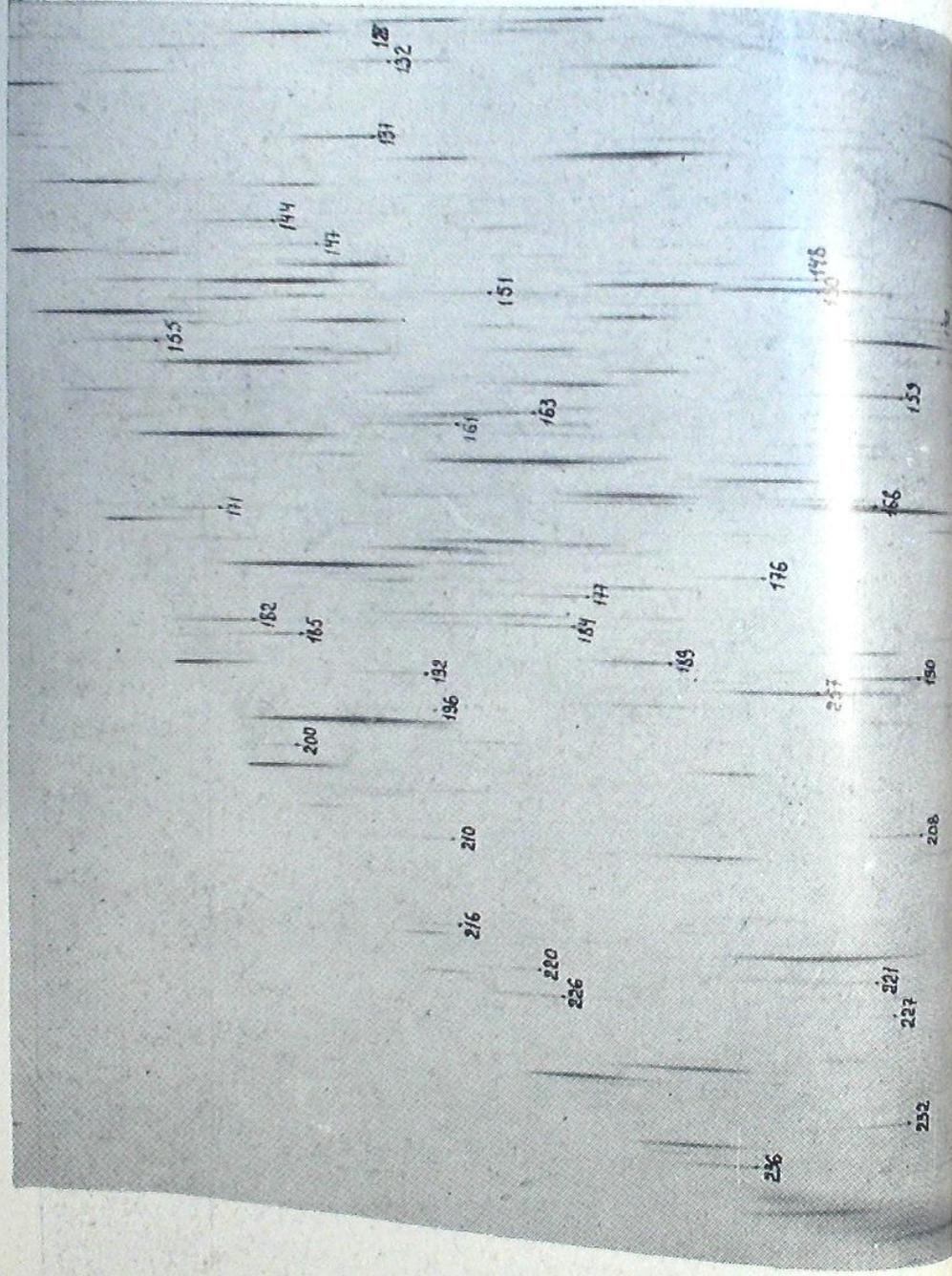


Фото 1,1





Φωτο 1.5

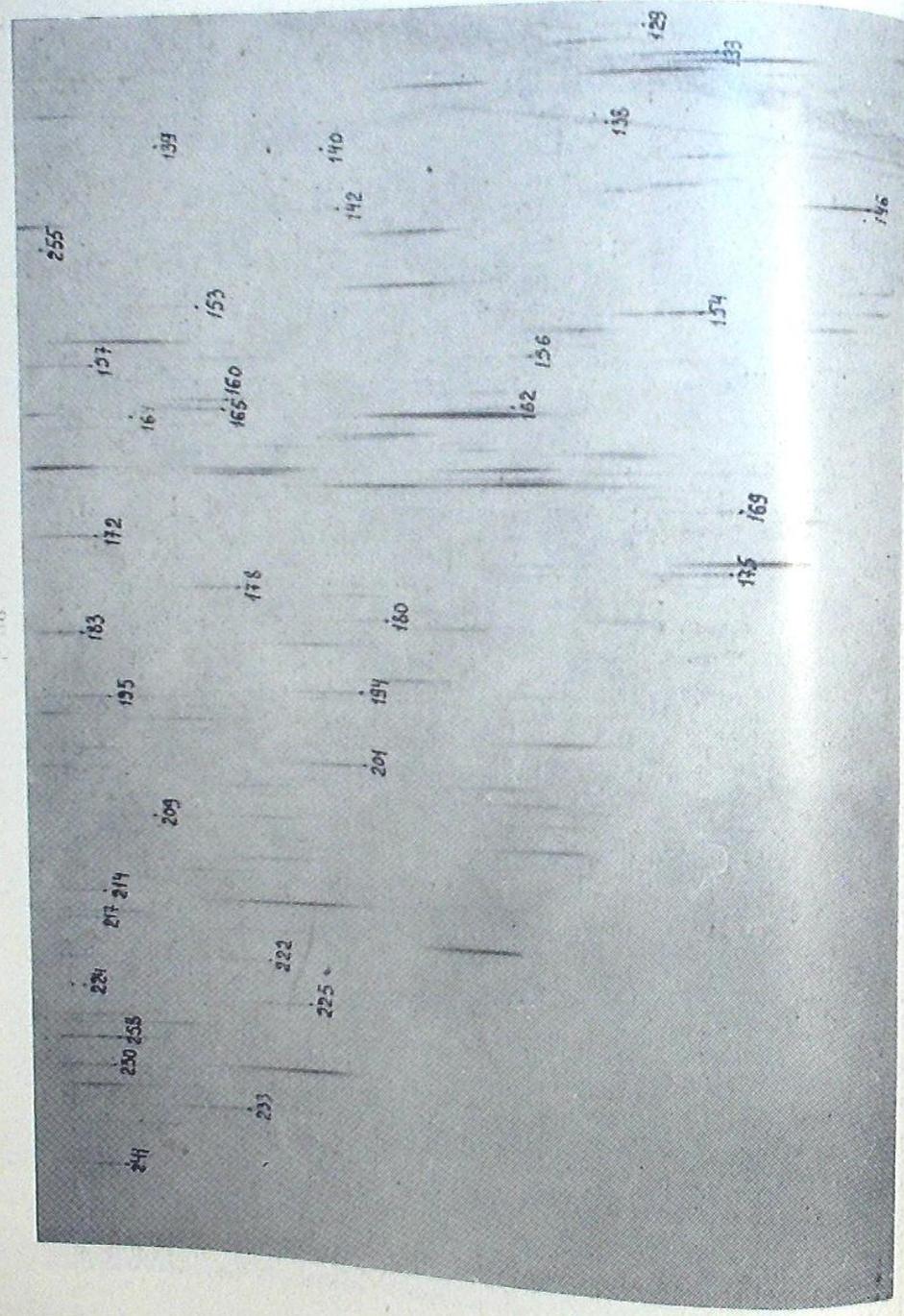


Photo 1



Photo 2

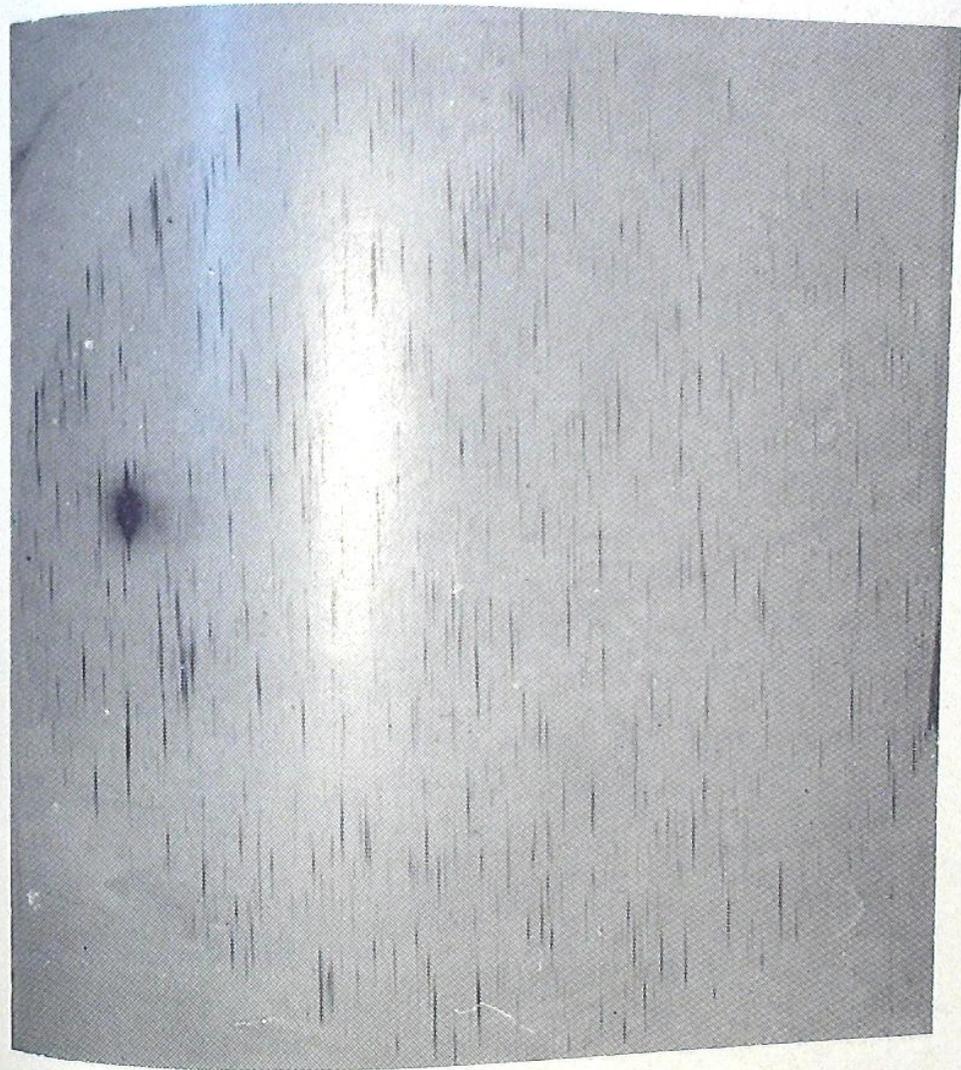
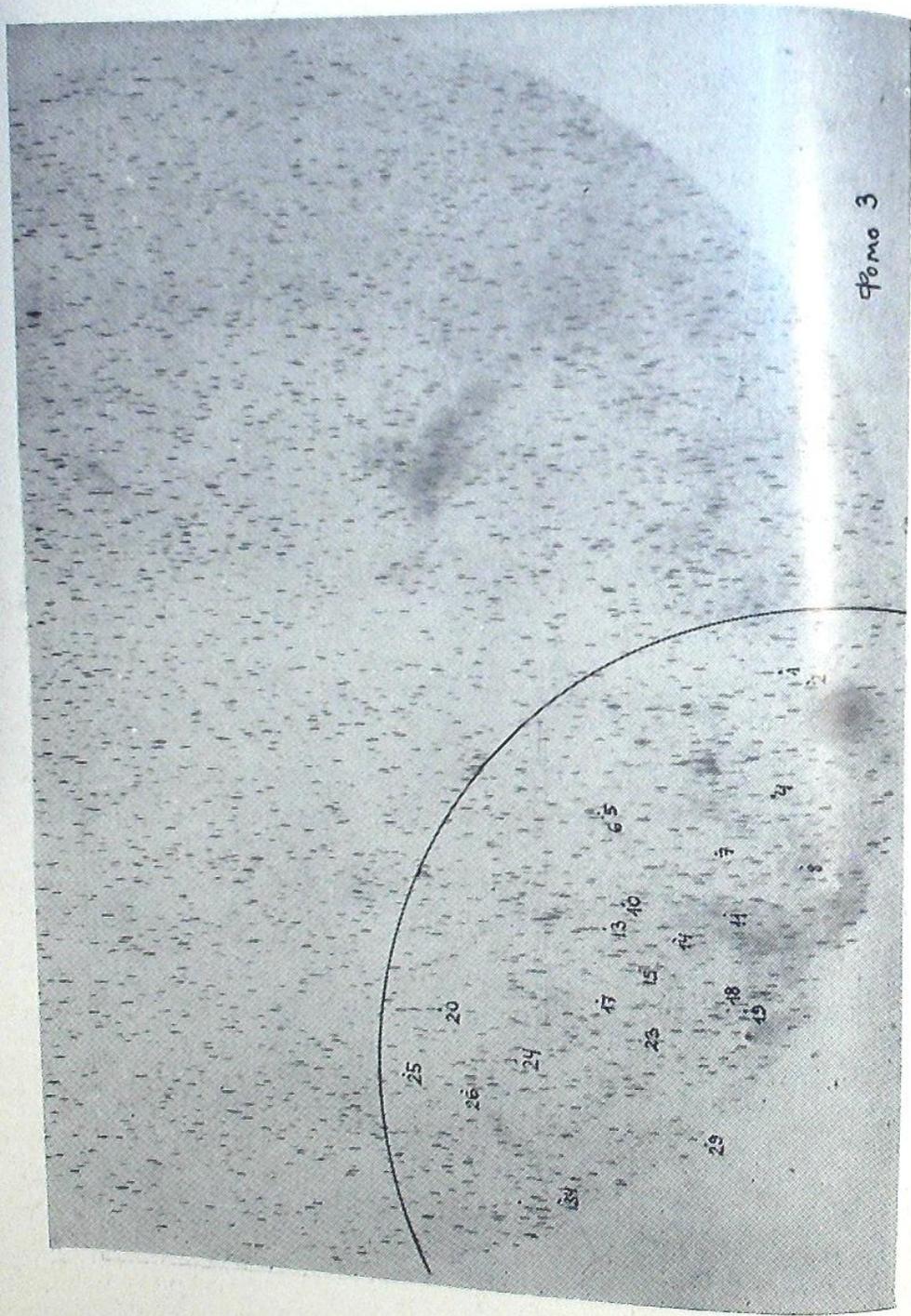


Фото 4

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Долидзе М. В. Применение метода спектральных обзрений к изучению Галактики. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1962, 27, 24.
2. Долидзе М. В. Звезды с водородной и Ca II (H и K) эмиссией в спектре. Астрон. Цирк. АН СССР. 1960, № 214, 17.
3. Долидзе М. В. Результаты обзрения области S258, S298 в красном участке спектра. Астрон. Цирк. АН СССР, 1960, № 213, 12.
4. Долидзе М. В., Гусева Н. Н., Ретивая Т. В., Кундзиня Б. А. Красная и инфракрасная спектральная классификация M-звезд по низкодисперсным спектрам в Cyg IV. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1962, 28, 137.
5. Долидзе М. В. О возможности применения селективно поглощающих пленок. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1962, 28, 209.
6. Долидзе М. В. О скоплениях звезд в области  $\gamma$  Лебеда. Астрон. Цирк. АН СССР. 1961, № 223, 11.
7. Долидзе М. В. Некоторые данные о туманностях и звездных скоплениях. Астрон. Цирк. АН СССР. 1961, № 224, 18.
8. Thackeray A. D. Errors in spectral classifications with objective prisms. Observatory. 1959, 79, № 908, 10.
9. Долидзе М. В., Липаева Н. А. Красные звезды в области NGC 6819. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1965, 32, 53.
10. Stock J., Nassau J. J., Stephenson C. B. Luminous stars in the northern Milky Way II. 1960, Hamburg-Bergedorf.
11. Morgan W. W., Code A. D., Whitford A. E. Studies in Galactic structure II. Luminosity classification for 1270 blue giant stars. AphJ. Suppl. 1955, 2, № 14, 41.
12. Иханов Р. Н. Спектры, величины и цвета O-A звезд в площадке Млечного Пути с центром  $\alpha=20^{\circ}16'$ ,  $\delta=+42^{\circ}30'$ . Изв. Крым. астрофиз. obs. 1959, 21, 229.
13. Харадзе Е. К., Бартая Р. А. Спектры звезд вокруг NGC6604, NGC-6913 и Tr I. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1961, 26, 35.
14. Бартая Р. А., Харадзе Е. К. Спектры звезд в четырех участках диффузных эмиссионных туманностей. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1962, 28, 161.
15. Nassau J. J., Albada van G. B. Luminosity criteria from objective-prism spectra for stars from FO to K5. AphJ. 1947, 106, 20.
16. Nassau J. J., Stephenson C. B. Classification of spectra from objective-prism plates which include the ultraviolet region. AphJ. 1960, 132, 130.
17. Rohlf K. Spectral — und Leuchtkraft Kriterien für G- und K-Sterne nach Spektren kleiner Dispersion. ZsfAph. 1961, 52, 279.
18. McCarthy M. F., Rubin Vera C. Classification of late-type stars in the near ultraviolet from objective prism spectra. Astron. J. 1963, 68, 285.
19. McCarthy M. F., Rubin Vera C. Classification of G-type stars in the near ultraviolet region. Recherche Astr. 1963, 6, № 19, 431.
20. Uggren A. R. The space distribution of late-type stars in a North Galactic Pole region. Astron. J. 1962, 67, 37.
21. McCuskey S. W., Seyfert C. K. Stellar spectra in Milky Way regions II. A region in Cygnus. AphJ. 1950, 112, 90.
22. Nassau J. J., McRae D. A. Stellar spectra and colors in a clear region in Cygnus. AphJ. 1949, 110, 478.
23. McCuskey S. W. Stellar spectra in Milky Way regions III. A region in Cepheus-Lacerta. AphJ. Suppl. 1955, 2, 75.
24. Ramberg J. M. A spectrophotometric study of the central parts of the regions

25. Johnson H. L. Praesepe: Magnitudes and colors. *AphJ.* 1952, **116**, 640.
26. Neckel H. The distribution of BD M-Type stars along the galactic equator. *AphJ.* 1958, **128**, 510.
27. Nassau J. J., Morgan W. W. A finding list of F-stars of high luminosity. *AphJ.* 1952, **115**, 475.
28. Hill S. J., Schilt J. Photographic magnitudes of 55700 stars in the zones  $+10^\circ$  to  $+20^\circ$  and  $+30^\circ$  to  $+50^\circ$ . *Contr. from the Rutherford obs. of Columbia Univ.* 1952, № 32.

## НЕКОТОРЫЕ ВОПРОСЫ СПЕКТРАЛЬНОЙ КЛАССИФИКАЦИИ И СПЕКТРОФОТОМЕТРИИ ЗВЕЗД ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ

Г. Н. ДЖИМШЕЛЕЙШВИЛИ

Вопросы классификации и фотометрии непрерывного спектра поздних звезд рассматриваются в настоящее время многими астрономами [1, 2, 3]. Вопросы, которые возникли и не были решены при изучении фотографического и визуального участков спектра, исследователи пытались уточнить или решать привлекая данные, полученные в красных, в близких инфракрасных, ультрафиолетовых лучах [4, 5, 6, 7 и др.]. Отклонения от зависимостей, нормальных для спектров большинства звезд, в последнее время удачно были объяснены различием в химическом составе [8, 9, 10, 11, 12]. Так называемый «эффект населенности» также проверяется данными различных участков спектра [13, 14]. Для решения подобных вопросов желательно иметь как можно больше наблюдательных данных в различных участках спектра, полученных для самых разнообразных объектов.

Нашей целью было распространение классификационной работы на слабые поздние звезды и рассмотрение особенностей спектров в визуальном участке и близких ультрафиолетовых лучах.

Так как наша работа ведется параллельно и отчасти совместно с плановой работой Абастуманской астрофизической обсерватории, то частично она опубликована или сдана в печать [14—17]. Мы здесь при ведем данные, касающиеся главным образом С-звезд, а также поздних звезд эквивалентных спектральных классов.

Наблюдения поздних звезд различных типов проводились в основном осенью 1966 г. на большой призмной камере Абастуманской обсерватории с 8°-призмой (умеренная дисперсия, звезды до 10.5 визуальной звездной величины); обрабатывались визуальный, фотографический и близкий ультрафиолетовый участки спектра. Данные наблюдений соответственно перечисленным участкам приведены в таблицах 1, 2, 3, 4, 5. Фотоматериалом служили в основном пластинки Кодак ОаF. Если использовались другие сорта эмульсии Кодак I-N, ОРВО ZU-1, Илфорд НР-3, об этом указано в шестом столбце таблицы. Нами использован

Таблица 1

Дата	№№ пластинок	Координаты центра		Время выдержки в мин.	Звезда	Примечания
		$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$			
12. II. 1956	115	$07^h 23^m$	$+21^{\circ} 07'$	30	13, 14	Ильфорд НР-3
27. VI. 1966	5600	18 27	36 48	60	21	
1. VII.	5610	19 45	32 33	40	29	
8. VII.	5619	20 30	38 30	40	42, 43	42—налож.
10. VII.	5628	20 04	35 50	40	34, 36, 39	34, 39—негод.
12. VII.	5631a	17 10	42 15	30	20	
12. VII.	5632	18 39	36 51	30	21, 22	
13. VII.	5635	20 16	47 35	30	35, 38, 40, 41	
18. VII.	5638	22 00	20 34	30	50	
19. VII.	5641	20 00	39 00	60	31, 37	
20. VII.	5642	20 16	47 35	60	33, 35, 38, 40, 41	
20. VII.	5643	21 32	34 18	25	48	
26. VII.	5649	20 00	39 00	40	31	
19. VIII. 1966	5693	20 16	47 35	30	35, 38, 40, 41	
20. VIII.	5696	23 56	59 48	30	58	
20. VIII.	5699	21 55	$+50^{\circ} 10'$	40	49	
23. VIII.	5703	18 45	$-08^{\circ} 01'$	20	23, 24, 25, 26	25—негод.
23. VIII.	5704	19 18	$-10^{\circ} 53'$	20	27	
23. VIII.	5705	21 06	$+23^{\circ} 13'$	30	46	
24. VIII.	5708	01 10	25 14	30	1	
26. VIII.	5714a	19 25	76 23	27	28	
26. VIII.	5716a	21 38	35 03	20	48	
27. VIII.	5720	20 45	45 52	30	44, 45	45—негод.
27. VIII.	5721	22 40	61 12	30	53, 54, 55	54 " "
18. IX.	5781	02 15	56 09	20	3	55—перед.
21. IX.	5809	23 58	59 55	90	58	58—перед.
21. IX.	5810	01 12	25 20	90	1	Кодак I—N
IX.	5817	22 45	60 00	90	52, 53, 54, 55	Кодак I—N
23. IX.	5820	21 55	50 10	90	49, 51	55—перед.
23. IX.	5821	01 41	53 35	30	2	
27. IX.	5823	21 42	35 40	30	48	
3. X.	5840	21 36	78 10	40	47	
3. X.	5841	21 42	34 00	40	48	
19. XI.	5982	04 16	27 55	60	5	
19. XI.	5988	20 10	20 18	30	30, 32	
20. XI. 1966	5997	23 23	47 12	100	56, 57	
21. XI.	6010	04 45	23 18	60	6	
21. XI.	6012	08 53	17 45	30	15, 17	
22. XI. 1966	6014	03 52	12 00	90	4	
3. II. 1967	6103	05 50	29 00	90	7, 8, 9, 10	
3. II.	6104	07 26	21 00	60	13, 14	
3. II.	6105	07 14	69 55	30	11, 12	
5. II.	6106	07 12	69 00	60	11, 12	
5. II.	6107	08 54	51 55	40	16, 18	
19. II. 1967	6159	14 00	33 00	50	19	

Таблица 2

Дата	№№ пластинок	Координаты центра		Время выдержки в мин.	Звезда	Примечания
		$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$			
23. XII. 1965	5325	$00^h 12^m$	$+43^{\circ} 27'$	60	59	ОРВО ZU—1
23. XII. 1965	5330	06 37	40 44	40	60, 61	
27. VIII. 1966	5717a	21 38	35 03	60	48	ОРВО ZU—1
20. XI. 1966	5989	19 33	33 15	10	29	Кодак ОаО
17. II. 1967	6140	12 28	02 00	60	64	ОРВО ZU—1
18. II.	6145	09 00	$+33^{\circ} 00'$	20	62	"
19. II.	6157	10 35	$-11^{\circ} 50'$	15	63	"
20. II. 1967	6175	10 35	$-11^{\circ} 50'$	10	63	ОРВО ZU—1

Таблица 3

Дата	№№ пластинок	Координаты центра		Время выдержки в мин.	Звезда	Примечания
		$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$			
23. VI. 1966	5590	$19^h 22^m$	$+50^{\circ} 03'$	15	9	Кодак ОаF
26. VI.	5598	17 55	44 21	25	3	"
27. VI.	5509	18 08	32 30	25	4, 5	"
27. VI.	5601	20 38	40 00	60	11	"
1. VII.	5610	19 45	32 33	40	10	"
18. VII.	5637	19 00	39 00	60	7	"
19. VIII.	5696	23 56	$+59^{\circ} 48'$	30	13	"
23. VIII.	5703	18 45	$-08^{\circ} 01'$	20	6	"
23. VIII.	5704	19 18	$-10^{\circ} 53'$	20	8	"
24. VIII.	5708	01 10	$+25^{\circ} 14'$	30	1	"
23. IX. 1966	5820	21 55	50 10	90	12	Кодак ОаF
5. II. 1967	6107	08 54	51 55	40	2	

Таблица 4

Дата	№№ пластинок	Координаты центра		Время выдержки в мин.	Звезда	Примечания
		$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$			
9. VII. 1966	5624	$17^h 55^m$	$04^{\circ} 33'$	90	3	Кодак ОаО+УФС-6
19. XI.	5990	23 28	30 12	21	5	" ОаО
19. XI.	5992	01 05	54 42	15	1	" ОаО
20. XI.	5997	23 23	47 12	100	4	" ОаО
14. IV. 1967	6253	14 00	10 31	15	2	" ОаО

Таблица 5

Дата	№ пласти- нок	Координаты центра		Время вы- держки в мин.	Звезда	Примечание
		$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$			
14.IV.1967	6249	08 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup>	06 <sup>o</sup> 40 <sup>i</sup>	10	1	Кодак ОаF
14.IV.	6251	12 05	32 00	20	2	"
14.IV.1967	6252	12 51	27 40	20	3	Кодак ОаF

Списки и данные об исследованных поздних звездах — углеродных звездах, звездах класса М и звездах G-K-M с особенностями в спектре — приведены в таблицах 6, 7, 8, 9, 10. Данные о спектрах звезд взяты из работ [6, 18—24].

В таблице 6 звезда № 38 — новая углеродная звезда, выявленная по Абастуманским снимкам [26]. Данные для звезд сравнения gK0-gK2 приведены в таблицах 11—15.

Калибровочные снимки получены для каждой серии наблюдений на лабораторном спектрографе ИСП-51. Всего получено 34 калибровочных снимка. Вместе с основными спектрами они обработаны на регистрирующем микрофотометре МФ-4. Характеристические кривые строились отдельно для визуального и фотографического участков спектра. Причем вначале кривые строились для каждой длины волны, выбранной для фотометрии непрерывного спектра отдельно, а затем после предварительной проверочной работы, показавшей возможность их объединения, сведены в одну для каждого участка. Для фотометрии непрерывного спектра были выбраны следующие точки: в визуальном участке спектра: 1,44; 1,63; 1,71; 1,76; 1,93 и в фотографическом — 2,11; 2,28; 2,37; 2,50; 2,57; 2,60 и добавочные, для звезд с интенсивным ультрафиолетовым концом спектра 2,70; 2,74; 2,79; 2,83; 2,86. Точки непрерывного спектра выбраны главным образом для фотометрии непрерывного спектра углеродных звезд, поэтому они выбраны так, чтобы уровень непрерывного спектра в этих точках был наименее искажен молекулярными полосами поглощения. Уровень непрерывного спектра проводился по пикам фотометрической кривой с учетом чувствительности фотолова полосы поглощения  $S_2$ . Так как в данной работе исследованы звезды гиганты, то звездами сравнения во всех случаях служили звезды гиганты классов K0-K2. Их спектры к тому же мало искажены полосами поглощения TiO. Звезды сравнения выбирались на тех же пластинках, что и основные, так чтобы они были близки к исследованным также и по блеску. Спектры звезд сравнения брались из каталога HD, а отбирать звезды гиганты пришлось по признакам системы МК.

Основной нашей задачей сначала же была классификация слабых С-звезд и реклассификация углеродных звезд в системе С, поэтому фотометрией непрерывного спектра С-звезд мы занялись в первую очередь для определения цвета (относительной интенсивности непрерывного

Таблица 6

1	2	3	4		5	6			7	8	
			$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$		Спектр					
№ п/п	Звезда	HD (BD)	4		$m_e$ ( $m_1$ )	R	N	C	Сабст.	Тип	Примечания
			$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$							
1	Z Psc	7561	01 10.6	+25 14'	var	R5, R6	N	C6,3;C7,3	C6,2	SRb	D159
2	DU Per	10636	01 38.7	53 28	9.9	R2		C	C2,4	SRb	D244
3	BO Tau	27108	02 28.0	53 43	(7.7)	R4, R5			C3,5		WS542
4			03 53.0	11 35	10.26				C2,2		+12 1783-86
5			04 11.7	26 07	11.0				C4,4		D165
6			04 47.4	22 35	9.0				C6,4		D8
7			05 41.4	30 32	(9.2)				C4,4		WS356
8	FU Aur	38572	05 41.7	30 36	8.3				C4,2		WS273, D184
9			05 47.8	28 37	(9.2)				C4,4		WS361
10			{ 05 51.8	28 27	{ (7.7)				{ C4,4		{ WS368
			{ 05 51.9	28 27	{ (7.7)				{ C4,4		{ WS369
11			06 55.4	68 20	11.3				C4,4		D291
12	RU Cam	56167	07 10.9	69 51	8.6	R		CO, 1;C3,2e	C2,2	CW Cep	D292
13		58337	07 20.1	22 07	10.0	KO-R2			C2,4		D85
14		58364	07 20.2	22 05	9.8	R4, R5			C2,4		D86
15	X Cnc	76221	08 49.8	17 37	8.8	R5-K2	N3	G5,4	C6,5	SRb	D100
16		76396	08 50.8	51 49	8.8			C1pe	C1,2		D294
17	T Cnc	+20 2243	08 51.0	20 14	8.0			C5,4	C4,5	SRa	CH-звезда
18		+33 2399	08 56.2	50 29	9.5			C	C3,4		D101
19		156074	13 57.7	33 19	9.5				C2,2		D202
20		156074	17 10.4	42 15	7.7			C1,2	C1,2		D305, H, K-
21	T Lyr	+36 3168	18 29.8	36 56	7.7				C6,4		в эмиссии
22	HK Lyr	173291	18 39.4	36 52	7.9			C5,3; C6,5	C6,4	Ib	D206
23			18 42.0	-06 43	(9.7)			C6,2; C6,4	C5,4	Ib	D207
24	S Set	174325	18 44.9	-08 01	(4.7)			C5,5	C4,4	SR	WS619
25	AI Set		18 45.5	-06 51	(8.2)			C	C0,4	M	WS513
26	T Set	175377	18 50.0	-08 19	(6.5)			C5,6	C6,4	SR	WS620
27		182040	19 17.7	-10 53	7.04			C1,2	C2,2		WS514

Звезда с дефицитом водорода

Продолжение таблицы 6

1	2	3	4	5	6			7	8	
					R	N	C			
28	UX Dra	183556	$h, m$ 19 25.1	+76 29'	(6-0)	R	N0	C6,4;C7,3	SRb	WS706, D309
29	TT Cyg	186047	19 37.1	32 23			N3e	C5,4e;C6,4e	SRb	WS289, D213
30	BF Sge	190048	19 58.0	20 49	9-5		N3	C2,4	Ib	D139
31	X Sge	197606	19 58.1	39 42			N3	C1,4	SR	WS460
32			20 00.7	20 22				N3	C3,4	
33			20 00.7	47 53	11-0	R	N:	C4,4	WS202	D318
34			20 05.6	34 55	(8-4)		N3	C6,4	Ib?	D319
35	SV Cyg	191738	20 06.5	47 35	8-72	R3	N3	C4,4	Ib?	D216
36	RY Cyg	191783	20 06.5	35 39	9-7		N	C8,2e	SRa	WS25
37	RS Cyg	192443	20 09.8	38 26	(4-2)		N0pe	C1	[261	WS206, D218
38			20 10.0	48 25	(7-9)	R	C	C7,2;C9,2e	Ib	D320
39	V 432 Cyg	+49 3238	20 11.8	36 43	10-2	R	Npe	C6,2	M	D321
40	U Cyg	193680	20 13.3	49 36	9-3	R	N	C3,4		WS210
41			20 16.3	47 35	(7-9)		N	C3,4		WS640, D222
42			20 23.0	37 57	(7-7)		N	C5,5		WS468, D327(39)
43			20 33.8	36 29	(7-1)		Npe	C6,4		WS215, D330
44	V Cyg	+47-3167a	20 38.1	47 17	(7-1)	R	N	C3,2		CH—звезда, K2
45	DS Cyg	198681	20 46.9	45 03	9-1		N	C1,2		D336
46		201626	21 05.7	26 13	(8-9)	R	N8e	C6,4		WS517, D343
47	S Cep	206362	21 36.5	78 10	(5-2)	R2, R3	N1	C4,4	ens?	D222
48	V 460 Cyg	206570	21 37.8	35 03	9-7		N	C6,5		CH—звезда, K3
49	LW Cyg	208512	21 51.1	50 01	(7-7)	R	N	C2,2		WS671, D346
50		209621	21 59.7	20 34	8-8		N	C3p,2		WS253, D72
51	CT Lac		22 02.7	47 58	(7-7)	R	N	C7,4		WS27, D348
52			22 28.5	58 09	9-5		N	C4,5		WS28
53	DG Cep	215484	22 40.4	61 12	8-84	R8	Nb	C5,4		WS258
54		+59 2564	22 41.4	59 22	(7-5)	R	N	C5,2		D368
55			22 42.4	59 03	(8-6)	R	N	C4,4		D359
56	EU And		23 15.3	46 13	10-6	R	N	C3,4		WS29
57	EV And		23 18.6	44 53	10-2	R	Np	C8,2		
58	WZ Cas	224855	23 56.2	59 48	(11-7)	R	Np	C9,1e		

Примечание к табл. 6 и 7: буквами D и WS обозначены номера из списков звезд обсерватории Дирибори и Уорнер и Суэйзи.

Таблица 7

№ п/п	Звезда	HD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	$m_e$ ( $m_i$ )	Спектр			Тип	Примечания
						R	N	C		
59	SU And	225217	$h, m$ 00 02.1	+43° 22'	8-0—8.5	R	Nb	C5,3	Ib	D365
60	RV Aur	46321	06 27.6	42 35	8-4		N		SRb	D290
61	UU Aur	46687	06 29.7	38 32	6-5		N3	C5,3	SRb	D192
62		76846	08 53.6	34 00	9-2	R, R0, R2	Nb, N2	C7,3		D199
63	U Hya	92055	10 32.6	-12 52	7.9—9.2p		Ne	C6,3e	Ib	HR463
64	SS Vir	108105	12 20.1	+01 19	6.0—9.9v		N3e	C5,4e; C6,4e	M	D108
29	TT Cyg	186047	19 37.1	32 23	(6-3)	R	N1	C6,3; C6,5	SRb	WS289, D213
48	V 460 Cyg	206570	21 37.8	35 03	(5-2)	R			Ib	D222

Таблица 8

№ п/п.	HD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	$m_v$ HD	Спектр		Примечания
					HD	[лит.]	
1	7725	<i>h m</i> 01 11.9	+25° 46'	9.30	Ma		
2	78049	09 01.0	53 39	8.60	K0		
3	164646	17 57.1	45 30	5.92	K2	gM0	
4	167006	18 08.1	31 23	5.02	M2	gM3	
5	167063	18 08.5	+33 15	7.12	K5	gM0	
6	172768	18 36.9	-07 26	7.12	Ma		
7	178770	19 04.8	+39 00	7.55	Mb	gM6	
8	181312	19 14.9	-10 44	7.34	Ma		
9	182917	19 21.9	+50 03	7.07	Mb	gM7	CH Cyg
10	187796	19 46.7	32 40	var	Md	M8e, S10e	γ Cyg
11	195728	20 26.0	39 23	9.60	Mc	gM5	
12	210014	22 02.3	49 48	7.57	K5	K5	
13	224364	23 52.2	60 28	7.01	Ma	Ma	

Таблица 9

№ п/п.	HD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	$m_v$ HD	Спектр	
					HD	[лит.]
1	6497	<i>h m</i> 01 00.9	+56° 24'	6.58	K0	K2111
2	122563	13 57.6	10 11	6.12	G0	K2—K4111
3	165195	17 59.6	03 48	7.90	G5	K2—K4111
4	219962	23 15.0	47 50	6.35	K0	K2111
5	221170	23 24.6	29 53	8.20	K0	G21V

Таблица 10

№ п/п.	HD	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	$m_v$ HD	Спектр		Примечания
					HD	[лит.]	
1	76294	<i>h m</i> 08 50.1	+06° 20'	3.30	K0	K0111—, 4150"	ζ Нуа
2	104998	12 00.3	31 46	8.10	K0	K0111CN+3	
3	112127	12 49.0	27 19	7.10	K2	K2111CN+3	

спектра около длин волн 5190, 5670 и 6150 — второго признака для определения температурного класса углеродных звезд по Кианану-Моргану [5]). Мы здесь должны отметить, что для применения C-системы в наших условиях, нам пришлось несколько видоизменить определения признаков первого и второго параметров классификации. Это сделано следующим образом. 1 признак 1-го параметра — это определение абсолютной интенсивности D линий Na. В нашем случае, для определения интенсивности NaD мы поступали следующим образом. По измеренным нами, остаточным центральным интенсивностям  $\gamma_0 = \frac{I}{I_0}$ , где I — интен-

Таблица 11

Звезда сравнения HD	2 $m_v$ HD	3 Спектр		4 № пластинок	5 C-звезда
		HD	Абстум.		
7300	7.92	K0	g(c:)K0	5708	
7825	8.60	K0	g K0	5810	1
11847	8.40	K0	g K0	5821	1
13737	8.40	K0	g K0	5781	2
25186	7.52	K0	g K0	6014	3
					4
27933	8.00	K0	g K0	5982	
31039	6.65	K0	g K0	6010	5
38803	7.29	K0	g K2	6103	6
56168	8.30	K0	g K0	6105, 6106	7, 8, 9, 10
58920	9.40	K0	g K0	115	11, 12
					13, 14
58990	8.00	K0	g K0	6104	
75913	8.60	K0	g(G8—K0)	6107	13, 14
76573	7.80	K0	(g—c)K0	6012	16, 18
77174	8.40	K2	g K2	6012	15
123783	8.90	K2	g K2	6159	17
					19
155784	6.87	K2	g K2	5631a	20
170896	7.60	K0	g K0	5600	21
172206	7.52	K0	g K2	5632	21, 22
172656	8.90	K2	g K2	5703	23, 25, 26
174109	7.26	K0	g K2	5703	24
181860	8.08	K0	g K0	5704	27
183051	7.12	K0	g K0	5714a	28
186859	8.50	K2	g(c:)K0	5610	29
191045	7.03	K2	g K2	5641	31, 37
191814	6.26	K0	g K0	5988	30, 32
192041	7.96	K2	g K2	5649	31
192223	9.10	K2	g K2	5635; (5642); [5683]	35, 38, 40.41; (33, 35, 38, 40, 42); [33, 35, 38, 40, 41]
192556	8.70	K2	g K2	5628	34, 36, 39
197074	8.10	K2	g K0	5619	42, 43
199394	7.09	K0	g K0	5720	44, 45
205395	7.34	K0	g K0	5840	47
205880	7.27	K0	g K0	5643, 5761a, 5823	48
206696	8.50	K2	g K2	5705	46
207088	6.60	K0	g K0	5841	48
207945	8.30	K0	g K0	5699; (5820)	49; (49, 51)
209599	8.10	K0	g K0	5638	50
215533	8.00	K2	g K2	5721	53, 54, 55
216103	8.11	K0	g K0	5817	52, 53, 54, 55
221024	8.00	K5	g K5	5997	56, 57
224519	8.11	K2	g K2	5696; 5809	58

Таблица 12

Звезда сравнения	$m_{HD}$	Спектр HD	№ пластинок	С-звезда
1659	8.70	K0	5325	59
47099	7.72	K5	5330	60
47572	7.38	K0	5330	61
77659	8.90	K0	6145	62
91434	6.85	K0	6175	63
92034	6.93	K0	6157	63
108874	7.38	K0	6140	64
185288	7.80	K0	5989	29
207088	6.60	K0	5717a	48

Таблица 13

Звезда сравнения	$m_{HD}$	Спектр		№ пластинок	Звезда табл. 8
		HD	Абастум.		
7300	7.92	K0	g K0	5708	1
78049	7.33	K0	g K0	6107	2
165566	7.49	K0	g K0	5598	3
165683	5.92	K0	g K0	5599	4,5
174109	7.26	K0	g K2	5703	6
176410	7.47	K0	g K0	5637	7
181020	7.40	K0	g K0	5590	9
181860	8.08	K0	g K0	5704	8
185999	7.11	K0	g K0	5610	10
198456	7.90	K0	g K0	5601	11
207945	8.30	K0	g K0	5820	12
224784	6.37	K0	g K2	5696	13

Таблица 14

Звезда сравнения	$m_{HD}$	Спектр HD	№ пластинок	Звезда табл. 9
7600	8.41	K2	5992	1
122548	7.24	K0	6253	2
163132	6.63	K2	5624	3
219688	6.55	K2	5997	4
220538	8.11	K2	5990	5

Таблица 15

Звезда сравнения	$m_{HD}$	Спектр HD	№ пластинок	Звезда табл. 10
76311	7.70	K2	6249	1
106278	8.60	K0	6251	2
115541	6.89	K0	6252	3

сивность в центре бленды (при использованной дисперсии линии D сливаются в одну бленду), а  $I_0$  — интенсивность в этом же месте на уровне непрерывного спектра бленды NaD. Для стандартных звезд (т. е. звезд

из таблицы 2, общих с таблицей 1 Кинана-Моргана [5] была построена зависимость ( $\gamma_0, I_{NaD}$ ). Эта зависимость была уточнена с помощью вторичных стандартов в нашем случае тех углеродных звезд, для которых известны спектральные классы в С-системе. Первичные и вторичные стандарты и данные для них приведены в таблицах 16 и 17.

Таблица 16

Звезда табл. 6	Звезда	С п е к т р		
		Й е р к с	Й е р к с	Б у и г
1	Z Psc	NO	C7,3	C5,3
12	RU Cam	KO—RO	C0,1;C3,1	—
15	X Cnc	N3	C5,4	C5,2
20	156074	R1	C1,2	C1,0
21	T Lyr	N3	C6,5	C3,0
24	S Sct	N3	C5,4	C4,7
28	UX Dra	N0	C7,3	C5,6
41	U Cyg	Npe	C7,2;C9,2	C8,2
47	S Cep	N6e	C7,4	C5,0
48	206570	N1	C6,3	C5,7
50	209621	R3	C3p,2	C1,5
53	DG Cep	Nb	C6,4	C5,6
58	WZ Cas	N1p	C9,1	C8,5

Таблица 17

Звезда табл. 6	Звезда	С п е к т р		
		[ л и т.]	[ л и т.]	Б у и г
17	T Cnc	R5—R6;N3	C4,5	C3,8
22	HK Lyr	Nb	C6,2;C6,4	—
26	T Sct	N3	C5,3	C5,3
27	182040	R0;R2	C1,2	C3,2
29	TT Cyg	R;N3e	C5,4e;C6,4e	C4,5
32	X Sge	N3	C4,5	C4,5
35	SV Cyg	R3;N3	C5,5	C5,5
36	RY Cyg	N	C4,4	C4,4
37	RS Cyg	N0pe	C8,2e	C8,3
44	V Cyg	Npe	C7,4e	—
49	LW Cyg	R2;R3	C4,2	C4,2

Зависимость ( $\gamma_0, I_{NaD}$ ), где интенсивность дается в десяти бальной шкале, приведем в виде таблицы 18.

Таблица 18

$I_{NaD}$	$\gamma_0$	$I_{NaD}$	$\gamma_0$
0	938—880	7	620—568
1	880—830	8	568—517
2	830—778	9	517—460
3	778—725	10	460—410
4	725—670		410—358
5	670—620		
6	620—568		

Отклонения от средней зависимости, кроме ошибок измерений, могут быть вызваны тем неизбежным обстоятельством, что часть звезд меняет спектры со временем. В нашем случае отклонение по  $I_D$  координате составляет 2 подкласса. Отклонение от средней кривой по  $r_0$  координате (средняя квадратичная ошибка) следующее:  $s_n = 0.048$ . По измеренным остаточным интенсивностям, из зависимости ( $r_0, I_{NaD}$ ), т. е. из таблицы 18, были определены  $I_{NaD}$  в десятибальной шкале для всех исследованных углеродных звезд. Результаты приводятся в таблице 19.

Таблица 19

Звезда табл. 6	Дата	J-D	Спектр Абастумани		Эквивалентные классы по спектрам		Цвет	5635 5585	CN Красные полосы	6269
			C	R,N	линейч.	непр.				
1	24.VIII.1966	2439361.518	C3,2	Na	3 M1—M2	G8	-3	4	4	s
1	21.IX	386.520	C8,3	Na	6 M5	M5—M8	+2	5	3	s
2	21.IX	391.519	C2,4	R3	2 G4—G6	G0—G5	-3	1	2	s
3	18.IX	386.532	C3,5		5	G—F	-4	2	3	s
4	22.XI	451.427	C2,2	R	3 K3—K4	G0—G5	-3	0	0	w
5	19.XI	448.511	C4,4	R3	5 G8—K0	K0	-1	0	0	s
6	21.XI.1966	450.535	C6,4	Nb	4 K5—M0	M2—M5	+1	4	3	s
7	3.II.1967	524.333	C4,4		4	G—F	-4	1:	2:	w
8	3.II	524.333	C4,2	Nb	2 M3—M4	M2—M5	+1	1	0	s
9	3.II	524.333	C4,4	Nb:	4	K2—K5—M0	0		2	m
10	3.II	524.333	C4,4		4		0:	1	1	w
11	3.II	524.456	C3,4	Nb:	3	K0	-1	1	1	w
11	5.II.1967	2439526.369	C4,5	Na:	3 K5—M0:	M2—M5	+1	1	1	w
12	3.II	524.456	C2,2	R3	0 G8—K0	G8	-2	0	0	w
12	5.II.1967	2439526.369	C1,2	R0	0 G4—G6	G8	-2	0	0	w
13	12.II.1956	2435516.308	C2,4	R3	1 K3—K4	K0	-1	1:	0	w
13	3.II.1967	2439524.396	C2,3	R0	2 K3—K4	G—F	-4	2	2	w
14	12.II.1956	2435516.308	C2,4	R3	2 K3—K4	K0	-1	1:	0	w
14	3.II.1967	2439524.396	C1,3	R0—R3	0 K3—K4	G0—G5	-3	2	1	m
15	21.XI.1966	450.606	C6,5		6 M3—M4			2	0	w
16	5.II.1967	526.410	C1,2		0 G4—G6	K0	-1	2	0	w
17	21.XI.1966	450.606	C4,4		3	M2—M5	+1	4	1	w
18	5.II.1967	526.410	C3,4	R3	2 K3—K4	K2—K5—M0	0	0	0	m
19	19.II.1967	540.496	C2,2	R0	0 G8—K0	K2—K5—M0	0	2	1	w
20	12.VII.1966	319.308	C1,2	R0	1 G4—G6	G0—G5	-3	0	0	w
21	27.VII.1966	308.425	C5,4	Nc	4 K5—M0	M5—M8	+2	4	1	w
21	12.VII	318.343	C6,5	Nc	5	M5—M8	+2	3:	1	s
22	12.VII	318.343	C6,4	Nc	6 M1—M2	K2—K5—M0	0	4	3	m
23	23.VIII.1966	2439361.251	C5,4	Nb	5 K5—M0	K2—K5—M0	0	3	2	s
24	23.VIII	361.251	C6,4	Nb	5 M1—M2	M5—M8	+2	4	1	w
25	23.VIII	361.251	C0,4	Nc	0	G0—G5	-3	1	2	s
26	23.VIII	361.251	C6,4		7 K3—K4	M2—M5	+1	4	3	s
27	23.VIII	361.270	C2,2	R0	2 G4—G6	G8	-2	0	0	w
28	26.VIII	364.278	C5,3	Na:	4 M3—M4			4	0	m
29	1.VII	307.473	C6,4	Nb	6 K5—M0	M2—M5	+1	2	1	m
30	19.XI	449.199	C3,4		0 K5—M0	K2—K5—M0	0	2	3	w
31	19.VII	325.441	C6,4		6	M2—M5	+1	5	4	s
31	26.VII	332.381	C5,4	Nb	5	K2—K5—M0	0	4	3	s
32	19.XI	449.199	C4,4		4 K3—K4	K2—K5—M0	0	2	1	w
33	20.VII	326.485	C3,4	R0—R3	4 K3—K4	G0—G5	-3	2	2	s
34	10.VII	316.459	C4,...		6	G—F	-4	1:	2	m

Продолжение таблицы 19

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10		
35	13.VII	319.479	C6,5	Nb	6 M1—M2	M2—M5	+1	1	1	w	
35	20.VII	326.485	C5,4	Na	6 M1—M2	K0	-1	2	2	w	
35	19.VIII	357.332	C6,4	Nb—Nc	6 M3—M4	M2—M5	+1	1:	3	m	
36	10.VII	316.459	C4,4	RN:	3 K5—M0	K0—K2—M0	0:-1	2	1	m	
37	19.VII.1966	2439325.441	C8,2	Nb	9 M3—M4	M5—M8	+2	5	4	s	
38	13.VII	319.479	C4,4	Nc	4	K0	-1	2	2	s	
38	20.VII	326.485	C3,4	Nc:	3 K5—M0	G8	-2	1	2	s	
38	19.VIII	357.332	C3,4	Nb:	3 K3—K4	G8	-2	2	3	m	
39	10.VII	316.459	C5,...		6	K2—K5—M0	0	1:	2	m	
40	13.VII	319.479	C3,4	Nc	4 K3—K4	G0—G5	-3	0	1	s	
40	20.VII	326.485	C4,4	Nb	4 K3—K4	K2—K5—M0	0	1	1	s	
40	19.VIII	357.332	C4,4	Nc	3 M1—M2	K2—K5—M0	0	1:	0	s	
41	13.VII	319.479	C6,3		6 K5—M0	K2—K5—M0	0	4	4	w	
41	20.VII	326.485	C7,2		8	K2—K5—M0	0	4	4	s	
41	19.VIII	357.332	C4,2	Nc	4 K3—K4	K2—K5—M0	0	1	0	s	
42	8.VII	314.471	C3,...		2	K2—K5—M0	0		2	s	
43	8.VII	314.471	C5,5		5	K0; M5—M8	-1; +	2:	1	s	
44	27.VIII	364.372	C6,4	Nc:	5	M2—M5	+1	4	3	w	
45	27.VIII	364.372	C3,2		4	G0—G5	-3	1	2	s	
46	23.VIII	361.298	C1,2		0	G4—G6	K2—K5—M0	0	0	w	
47	3.X	402.310	C6,4	Nc	6 M1—M2	M5—M8	+2	2	2	m	
48	20.VII.1966	2439326.522	C4,4	Na	4 K3—K4	G—F	-4	5	налож.	налож.	
48	26.VIII	363.396	C4,4	Na	4 K5—M0	G—8	-2	4	3	m	
48	27.IX	395.339	C4,3	R5—Na	4 M2—M4	K2—K5—M0	0	1	2	w	
48	3.X	401.350	C5,4	Nb	5 K5—M0	K2—K5—M0	0	4	3	m	
49	20.VIII	357.410	C7,5	R5	7 K5—M0	M5—M8	+2	2	1	w	
49	23.IX	391.467	C6,5		5 M1—M2	M5—M8	+2	2	2	s	
50	18.VII	324.499	C2,2		1	G8—K0	K2—K5—M0	0	1	4	s
51	23.IX	391.467	C7,4	Nc	7 K5—M0	M5—M8	+2	2	3	s	
52	21.IX	390.428	C4,5		3	K2—K5—M0	0	1	3	w	
53	27.VIII	364.417	C6,4	Nb	5 M3—M4	M5—M8	+2	4	1	m	
53	21.IX	390.428	C4,4		3	M1—M2	G8	-2	5	3	s
54	27.VIII	364.417	C6,2		7	M2—M5	+1	1:	1	s	
54	21.IX	390.428	C4,...		4			налож.	2	m	
55	27.VIII	364.417	C3,4		4	G—F	4	налож.	2	w	
55	21.IX	390.428	C5,...		5			3:	2	w	
56	20.XI	449.396	C3,4	Nb	1 K5—M0	K2—K5—M0	0	2	3	m	
57	20.XI	449.396	C5,4	Nb—Nc	4 M3—M4	K2—K5—M0	0	2	3	s	
58	20.VIII.1966	2439357.530	C9,3	Nc	9 M5	M5—M8	+2	5	5	m	
58	21.IX.1966	2439386.450	C8,2	Nb	9 M5	M2—M5	+1	5	4	s	

В основном это определяет первый параметр классификации в С-системе [6]. II признак: определение относительной интенсивности непрерывного спектра около длин волн: 5190, 5670 и 6150, наименее искаженных полосами поглощения  $C_2$  и CN в оранжевом участке. Прикаженных полосами поглощения  $C_2$  и CN в оранжевом участке —4, —3, —2, чем в работе [5] цвет калиброван в семибальной системе —4, —3, —2, —1, 0, +1, +2, где —4 соответствует наиболее голубому и +2 самому красному цвету. Эти данные мы использовали для определения цвета следующим образом. Для всех звезд из списка 2 в визуальном участке спектра были построены зависимости  $\left(\lg \frac{I}{I_0} \lambda^{-1}\right)$  где  $I$  и  $I_0$  — интенсивности непрерывного спектра при длине волны  $\lambda$  для углеродной звезды и звезды сравнения KO, соответственно. В том случае, когда звездой сравнения служила звезда gK2 с помощью поправки  $(\lg I_{h2}/I_{k0}, \lambda^{-1})$ , вычисленной для других пластинок, все зависимости приведены к звезде

gK0. Для всех спектров для базиса  $\Delta\lambda^{-1} = 1.63 - 1.93$  ( $\Delta\lambda = 6150 - 5190$ ) были вычислены значения  $\Delta y = \lg(I/I_{\lambda 0})$ . Наряду с этими измерениями, аналогично были обработаны спектры вспомогательных звезд в интервале спектральных классов: F8—M8; F8; G0—G5, G8; K0; K2—K5—M0; M2—M5. Данные для этих звезд приведены в таблице 8. Все измерения были приведены также к звезде gK0. Для каждого интервала спектра были вычислены средние значения  $\Delta y = \lg(I/I_{gK0})$ . По идее Кинана-Моргана С-система представляет температурную последовательность, так что каждому подклассу С-звезд соответствует промежуток классов звезд кислородной последовательности с соответствующей эффективной фотосферической температурой: G4—G6—G0 (Тэфф. 4500), G7—G8—C1 (Тэфф. 4300) и т. д. Если мы прокалируем  $\Delta y$ , вычисленные для этого промежутка спектральных классов аналогично [5] в семибальной системе —4 —+2, так чтобы —4 соответствовало самому голубому, а +2 — наиболее красному цвету, то, думается, мы получим две идентичные последовательности: интервал спектра (С или эквивалентный спектральный класс) и соответствующие значения цвета (в работе [5] «средний цвет»), а в нашем случае интервал  $\Delta y$ .

Таблица 20

С-звезды			Звезды кислородной последовательности			
С-классы [5]	Стандарты [5]	Цвет [5]	Цвет [5]	$\Delta y$ по экв. классам	Эквивалентный класс	С-классы
C0		-4	-4	+0.150 — +0.200	F—G	C0
C1	C1	-3	-3	+0.050 — +0.150	G 0—G 5	C0—C1
C2		-2	-2	0.000 — +0.050	G 8	C2
C3—C5		-1	-1	0.000 — -0.050	K0	C3
C6—C7	C7	0	0	-0.050 — -0.150	K2—K5—M0	C4—C5—C6
C7—C9	C7—C9	+1	+1	-0.150 — -0.250	M2—M5	C6—C7
		+2	+2	-0.250 — и больше	M5—M8	C7—C9

И хотя наши промежутки эквивалентных спектральных классов, не совпали с аналогичными из работы [5], полученную зависимость (таблица 20) мы можем использовать для калибровки цвета исследованных углеродных звезд. В таблице 19 приведены значения цвета в упомянутой выше семибальной шкале, взятые из таблицы 20 по измеренным для каждой звезды значениям  $\Delta y$ . В таблице 19 приводим также «эквивалентные спектральные классы», определенные вышеописанным образом. В таблице они обозначены как эквивалентные классы, определенные по цвету. III признак: определение относительной интенсивности колебательных полос  $\lambda$  5635 и  $\lambda$  5585 системы Свана  $S_2$ , т. е. градиент интенсивности полос внутри системы полосы. При уменьшении температуры полоса поглощения  $\lambda$  5635 больше полосы поглощения  $\lambda$  5585. Применение в наших условиях этого признака в случае использования для классификации только желтого участка, описано в работе [14]. В данном случае оценка производилась по следующей шкале. Были про-

смотрены все спектры углеродных звезд, особо тщательно звезды, имеющие определения спектрального класса в С-системе. Были выделены шесть различных случаев, когда относительная интенсивность полос в группе  $S_2$  5635 с уменьшением температуры меняется заметным образом. Соотношения интенсивности для каждой группы и соответствующие спектральные подклассы приведены в таблице 21.

Таблица 21

0	Обе полосы слабы	C0—C1
1	5635=5585, одинаковы по виду	C2—C3
2	5635=5585, неодинаковы по виду	C4—C5
3	5635=2×5585	C5—C6
4	5635=(3—5)×5585	C6—C7
5	5635=6×5585	C8—C9

IV признак: определение относительных интенсивностей атомных линий, расположенных в фотографическом участке спектра.

Эти данные были совершенно необходимы при обосновании С-системы, так как давали возможность установить нуль-пункт системы и последовательность эквивалентных спектральных классов кислородной последовательности. В работе [6] этот признак считается необходимым для определения спектрального класса. Трудности возникают из-за невозможности наблюдать синий конец спектра звезд позднее C6. В нашем случае, как уже отмечалось в работе [14], эквивалентные спектральные классы можно определять по блендам атомных линий, общих со спектрами звезд G, K, M (5175, 5209, 5250-70). Действительно, по данным Санфорда [27] в С-звездах в визуальном участке спектра имеются следующие полосы и атомные линии (таблица 22).

В работе Буйга [28] указывается также на бленду TiI полос поглощения: 5210, 5265, 5296, 5325. В этом же участке спектра в звездах гигантах кислородной последовательности gK—gM наблюдается следующие бленды атомных линий (таблица 23).

Таблица 22

Хим. элемент	Длина волны
C <sub>2</sub>	5165.2
MgI	5183.6
TiI	5193.0
CrI	5208.4
Fel	5328.0
Fel	5397.1
Fel	5464.9

Таблица 23

Хим. элемент	Длина волны
Mgb	5183.6
Cr—Fe	5209
Fe—Ti	5252
Fe—Ti	5270

В нашем случае в спектрах углеродных звезд видны следующие бленды линий (таблицы 24). Оказалось, что соотношение интенсивностей, оцененных на глаз, изменяется с уменьшением температуры вдоль последовательности С-системы. Мы смогли выделить шесть подгрупп, со-

Таблица 24

Бленда	Длина волны
Cr—Ti	5206
Fe—Ti—CN	5252—5260—5270
Fe—Ti	5340
Fe—неизв. полоса	5400
Fe—неизв. полоса	5420

ответствующих определенному интервалу спектральных классов кислородной последовательности. Описание подгрупп приводим в таблице 25.

Таблица 25

Интервал шкалы	Экв. спек. классы	С-классы	Описание вида blends
0	G4—G6	C0	Бленды 1,2 не видны. 5260 хорошо видна. $3 \approx 5260 \approx 4$
1	G8—K0	C1—C3	Бленды почти не видны.
2	K3—K4	C4	Бленды 1,2 появились. 3 хорошо видна. $5 > 4$ .
3	K5—M0	C5	1, 2 хорошо видны. 5269 увеличивается. 3 слабая. $5 \approx 4$ .
4	M1—M2	C6	1,2 хорошо видны. 3 $\approx$ 5260. $5 < 4$ . Бленда 5 уменьшается постепенно.
5	M3—M4	C7	Бленды 1,2 увеличены. $5260 \cdot 3 < 5260 \cdot 5$ продолжает уменьшаться. $5 < 4$ .
6	M5	C8—C9	1,2 очень сильны, 1,2 могут оказаться в крыле полосы $C_2 5165$ , $2 > 1 > 3$ , 3 хорошо видна. $5 < 4$ .

Эквивалентные спектральные классы, определенные по таблице 25, даны в таблице 19 в столбце рядом с эквивалентными классами, определенными по цвету звезды. Расхождения между ними обуславливают не только неточность определения, но в первую очередь трудность подобных оценок вообще и трудность оценок по низкодисперсным спектрам в особенности.

Перечисленные четыре признака по Кинану-Моргану [5] характеризуют температурную последовательность, т. е. первый параметр С-системы. Вторым параметром в С-системе является содержание углерода, определяемое как абсолютная интенсивность свановских полос. При этом в [5] считается, что интенсивность полосы зависит как от температуры, так и от содержания углерода. Так, например, в начале последовательности полосы всегда малы. Интенсивности свановских полос в работе [5] калиброваны следующим образом:

Интенсивность:	Индекс:
0—2	1
3—4	2
5—6	3
7—8	4
9—10	5

Для определения второго параметра мы поступили следующим образом. Для стандартных звезд (см. выше) были измерены значения  $\Delta$  разрыва у головы полос свановской системы полос 5635:

$$\Delta = \lg \left( \frac{I_{\lambda > \lambda \text{ головы}}}{I_{\lambda < \lambda \text{ головы}}} \right) = \lg \frac{I_{5670}}{I_{5635}}$$

По этим значениям и известным из литературы данным для второго параметра, была построена зависимость ( $\Delta$ , параметр содержания), в шкале, приведенной выше. Приведем эту зависимость в виде таблицы 26.

Таблица 26

Параметр	$\Delta$
1	0.000—0.190
2	0.190—0.515
3	0.515—0.650
4	0.650—1.175
5	1.175—1.505

Как и в случае определения I признака I параметра, неточность проведения средней кривой этой зависимости вызвана уже тем обстоятельством, что некоторые стандартные звезды имеют переменные спектры т. е. с течением времени может меняться не только первый, но и второй параметр. Отклонения от средней кривой по координате  $I_{C_2}$  составляет одну ступень шкалы, а по координате  $\Delta$  средняя квадратичная ошибка равна  $\pm 0.450$ .

Для остальных звезд, по измеренным на микрофотограммах С-звезд значений плотности почернений около  $\lambda$  5670 и 5637, с помощью характеристических кривых, построенных для визуальной области спектра, получены соответствующие значения  $\lg I$ , а затем  $\Delta$ . С помощью таблицы 26 по измеренным  $\Delta$  взяты значения 11-го параметра в шкале [5]. Полученные таким образом значения параметра содержания приведены в таблицах 6 и 19 как второй параметр в столбцах 7 и 4, соответственно. Причем в таблице 6 приводится среднее значение, определенное для разных дат по данным таблицы 19.

Сравнение между собой наших данных и данных Йеркской обсерватории для второго параметра стандартных звезд приводим на рис. 1. То же для стандартов приводится на рис. 2. Сравнения результатов классификации по первому параметру с Йеркскими [5] и другими имеющимися данными (таблица 2) приведены на рис. 3, 4, 5. Интересно также привести график изменения интенсивности свановской полосы  $C_2 5636$  с увеличением спектрального подкласса в С-системе (рис. 6).

Согласие между нашими и литературными данными с учетом переменной спектра рассматриваемых звезд, как для первого, так и для второго параметров хорошее (рис. 1, 2, 5). Как и следовало ожидать, после известных работ Шейна [29] и Кинана-Моргана [5], интенсив-





спектрах звезд, в качестве звезд сравнения стараются выбрать звезды не только тех же спектральных классов, но и однородные, т. е. подобные, например, по химическому составу атмосфер, с основными. В противном случае все особенности звезд сравнения должны быть учтены, или же они отразятся на распределении энергии изучаемых звезд. Между тем, теоретическая оценка влияния особенностей звезд сравнения, например, наличия бальмеровского скачка, непрерывного поглощения водорода, влияния blends атомных линий (покровный эффект или эффект темных полос), чрезвычайно трудная задача. Основываясь на этих соображениях мы решили при фотометрической обработке непрерывных спектров избежать необходимости делать чрезвычайно трудные оценки поправок за влияние покровного эффекта, сравнивая между собой поздние звезды, однородные по химическому составу. По Кинану [8], пекулярные звезды по кинематическим и физическим характеристикам подобны звездам гигантам поздних классов с тем же химическим составом атмосфер. Диаграммы из работ [8, рис. 3] и [1, рис. 1] дают схематически зависимость между группами с различным соотношением обилия элементов. Здесь в зависимости от изменения трех параметров, а именно соотношения углерода к кислороду  $\left(\frac{C}{O}\right)$ , водорода к сумме из трех эле-

ментов  $\frac{H}{C+N+O}$  и элементов тяжелее железа к элементам легче железа

рассматривается все разнообразие пекулярных звезд. Пользуясь диаграммой из работы Кинана [8, рис. 3], мы выбрали звезды сравнения для наших С-звезд с особенностями спектров. А, именно, для звезд СН были выбраны звезды высоких скоростей (HV) [20, 22], для обычных С-звезд — звезды гиганты спектрального класса К, для звезды с дефицитом водорода — звезды с сильными полосами CN (звезды «4150») [6, 21].

К сожалению, непосредственное сравнение между собой перечисленных группировок очень трудно. Они малочисленны и разбросаны по небу. Поэтому мы решили во всех случаях иметь промежуточной звездой сравнения звезды gK0, т. е. сравнивать между собой зависимости  $(\Delta I, \lambda^{-1})$ , построенные для звезд: 1) С по отношению к промежуточной звезде сравнения gK0 и 2) HV (и «4150» — звезд) с таковой же, иначе говоря, — зависимости С → gK0 приводить с помощью поправки gK0 → HV (и gK0 → «4150») к зависимости С → HV (и С → «4150»).

Изучение непрерывных спектров поздних звезд имеет свой круг вопросов и задач. Непрерывные спектры G-звезд рассмотрены в основном в работах [31, 32, 39], гиганты класса М в работах [31, 40], звезды высоких скоростей или с дефицитом металла и звезды поздних классов G, K, в работах [24, 25, 38, 42]. Здесь рассматриваются обычно следующие вопросы: 1) соответствие С-звезд со звездами эквивалентных классов в различных участках спектра, 2) причина, которая вызывает аномалии в ультрафиолете, именно, депрессию в N-звездах и избыток в

ранних С, СН, HV и поздних гигантах класса М (обычно в переменных типа Миры Кита), 3) причина излома в распределении энергии около длины волны 4800.

Кривые зависимости  $(\Delta I, \lambda^{-1})$  для C0—C3, C4—C5, C6—C9 (звезда сравнения gK0) приводим на рис. 18, 19, 20, 21. Их рассмотрение показывает, что в ранних звездах имеется избыток излучения в ультрафиолете и звезды голубее gK0 (рис. 18). Звезды C3-C9 краснее звезд сравнения и постепенно увеличивают наклон, т. е. спектрофотометрическая температура понижается вдоль последовательности (рис. 19—21).

С понижением температуры в звездах N в участке спектра  $\lambda < 4400$  возникает и постепенно увеличивается поглощение, вызванное трехатомной молекулой C<sub>3</sub> [31, 39]. Поэтому спектр, нормально экспонированный в визуальном участке спектра, сильно недодержан в близких ультрафиолетовых и синих лучах. Как известно [43], только увеличение выдержки в 30 раз дает возможность получить синие концы спектра. Очевидно, что одновременное экспонирование всего спектра, без искажения красного конца для таких холодных звезд, как звезды Nc (S Cep, например), невозможно. В подобных случаях пользуются данными узкополосной фотометрии. В наших условиях, мы могли получить часть спектров в фотографическом участке спектра, и кроме того, обработать короткие спектры, обрывающиеся около 4240 (Nb-звезды) и около H $\beta$  (Nc-звезды). Данные для подобных звезд приведены на рис. 22, 23 и 24, соответственно. Во всех случаях, как и следовало ожидать, для звезд Nb и Nc зависимости  $(\Delta I, \lambda^{-1})$  сильно понижаются или просто обрываются. В согласии с данными работ [31, 39], искажение (поглощение молекулой C<sub>3</sub>) спектра (рис. 22—24) растет, начиная от звезд N2 к звездам Nc и форма кривой поглощения (по тем звездам, для которых синие концы спектров все же получены) подобна лабораторной кривой испускания C<sub>3</sub> [39]. В работе Мак-Келлара и Ричардсона [39] лабораторная кривая испускания C<sub>3</sub> и СН сравнивается с непрерывным поглощением поздних N-звезд, т. е. отклонением кривой  $(\Delta I, \lambda^{-1})$  звезд Nb от таковой зависимости, построенной для звезд Na. На рис. 25 приводим аналогичные зависимости, построенные по нашим данным. Очевидна скудность нашего материала для возможности установить причину, вызывающую непрерывное поглощение и распространение депрессии с ультрафиолета на синий участок спектра с переходом ультрафиолет, По данным узкополосной фотометрии [31], включающей ультрафиолет, для звезд Nc, депрессия с переходом от Na к Nc сильно растет и распространяется на синий участок спектра. Мак-Келлар и Ричардсон обратили внимание на то обстоятельство, что увеличение фиолетового поглощения не соответствует строго уменьшению подкласса в R, N — систематическому подклассу в С-системе. Изменению подкласса в R, N — систематическому подклассу в С-системе не соответствует значительное изменение поглощения в С-системе не соответствует подклассов C7 (Na), C6-C7 (Nb) и C5-C9 (Nc). Как заключают Мак-Келлар и Ричардсон, сильное фио-

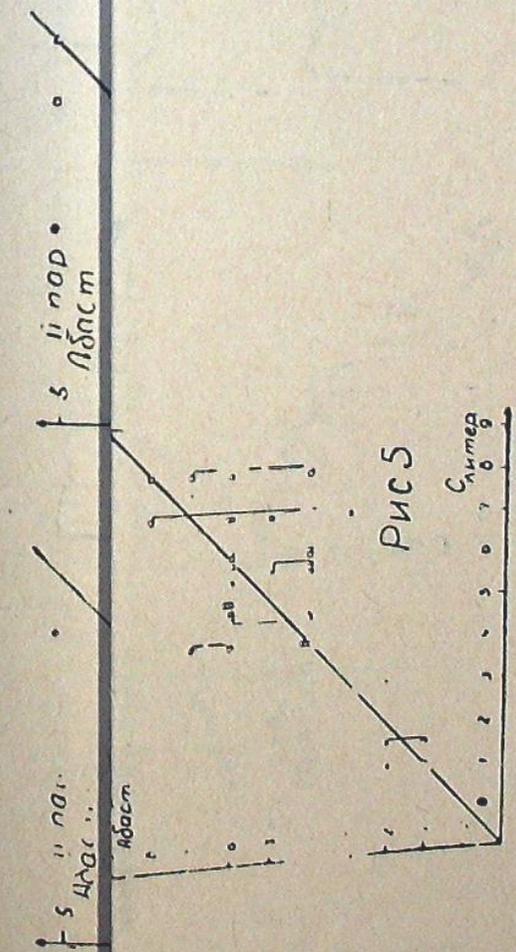
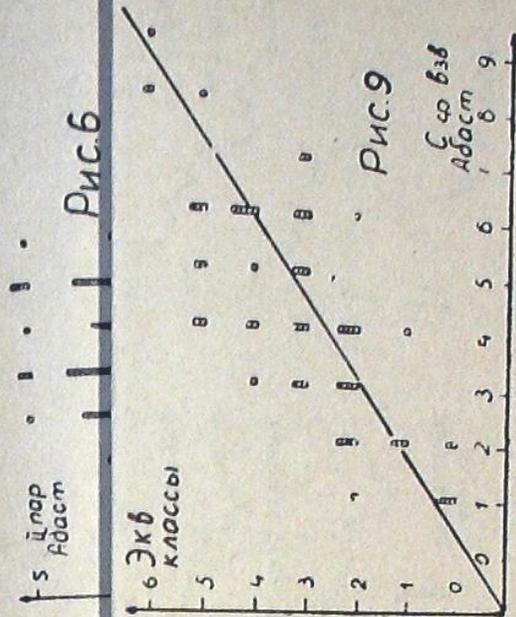
летовое поглощение (так же, как наличие полос Санфорда-Мерилла и 4053) должно зависеть не только от изменения температуры, но также от изменения другого физического параметра. Мы решили проверить изменяется ли фиолетовое поглощение (также полосы  $\text{SiC}_2$  4053 и изотопы  $\text{C}_2$ ) аналогично изменению полос  $\text{C}_2$ , т. е. нельзя ли использовать его в качестве второго признака при определении параметра содержания. Чтобы освободить его от температурного влияния, мы использовали данные Мендозы и Джонсона [31] следующим образом. На рис 2 из работы [31] для звезд с известными спектрами в С-системе были отсчитаны величины  $\Delta U$ . В точке, соответствующей цвету и были отсчитаны отклонения от кривых, проведенных по точкам V, R, I, J — ( $\Delta U$ ). Полученные значения  $\Delta U$  и соответствующие значения спектров приведены в таблице 29.

Таблица 29

Звезда HD	G	$\Delta U$ или UV — аномалия
182040	C1.2	-0.5
113801	C1.1	0.0
V 460 Cyg	C6.3	+3.4
RY Dra	C4.4	+7.8
T Lyr	C6.5	+7.4

На рис. 26 приводим график изменения  $\Delta U$  в зависимости от второго параметра. Рассмотрение рис. 26 показывает, что для ранних С-звезд имеет место увеличение ультрафиолетового избытка, а в поздних звездах увеличивается ультрафиолетовая депрессия. Можно предположить, что и ультрафиолетовая аномалия (т. е. наличие избытка излучения в ранних и депрессии в поздних звездах) в общем растет с увеличением полос  $\text{C}_2$ .

Рассмотрим теперь отдельно пекулярные звезды 12, 16, 20, 27, 47 и 50. Для них, как было сказано выше, нами были выбраны дополнительные звезды сравнения. Они по-возможности должны были иметь одинаковый с пекулярными С-звездами химический состав атмосфер. Зависимости ( $\Delta I_i, \lambda^{-1}$ ) для этих звезд приводим на рис. 27 и 28. На рис. 27 три звезды типа СН в синем конце спектра при различном наклоне имеют форму почти одинаковую со звездами НV: HD219962, HD 221170 и HD 122563. Для наглядности на рис. 27 три звезды НV сведены к кривой для звезды СН: HD 201626 (при этом наклон кривой для звезды



10. 27

4HV  
5HV

N599  
4HV

N599  
5HV

33

5107  
6C

1638  
7C

1705  
6C

λ'

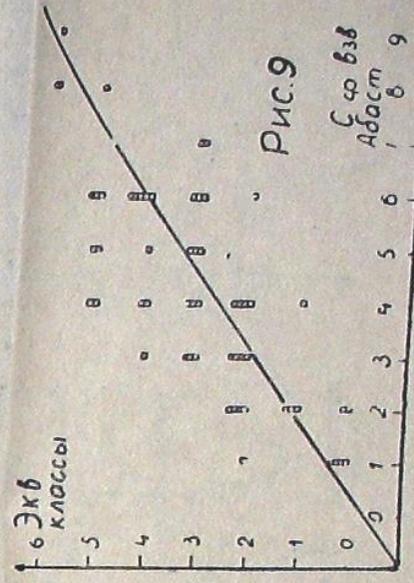
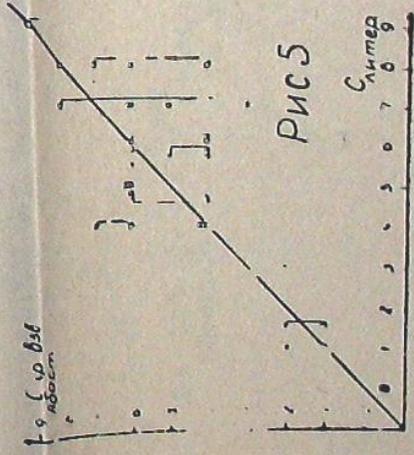
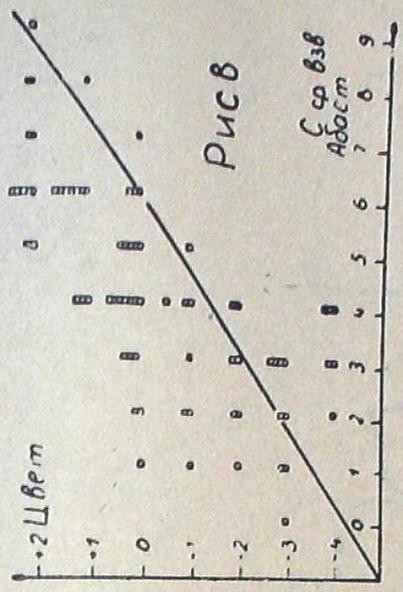
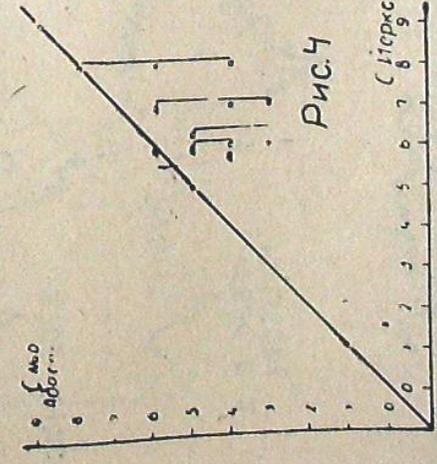
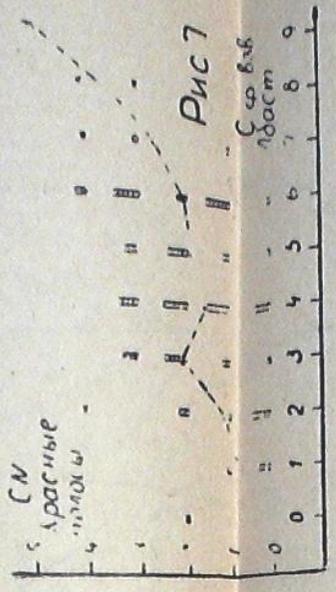
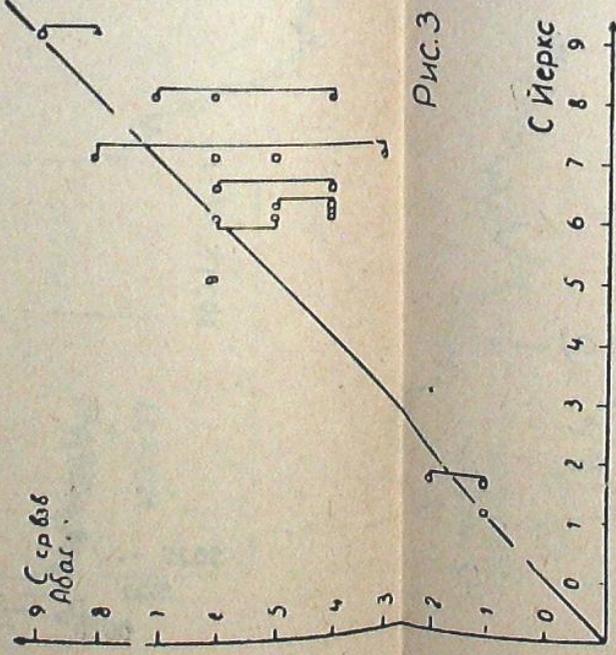
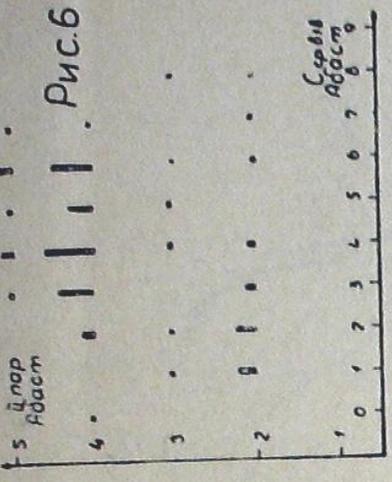
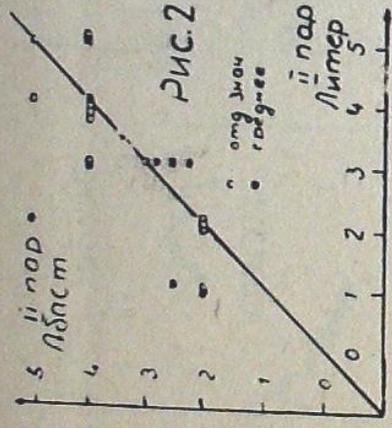
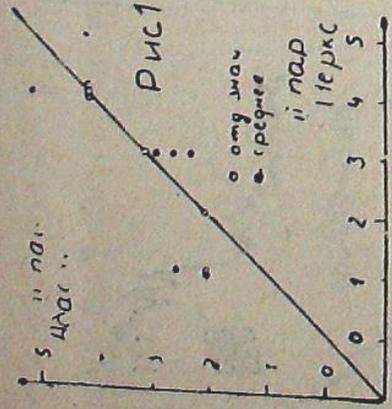


FIG. 10

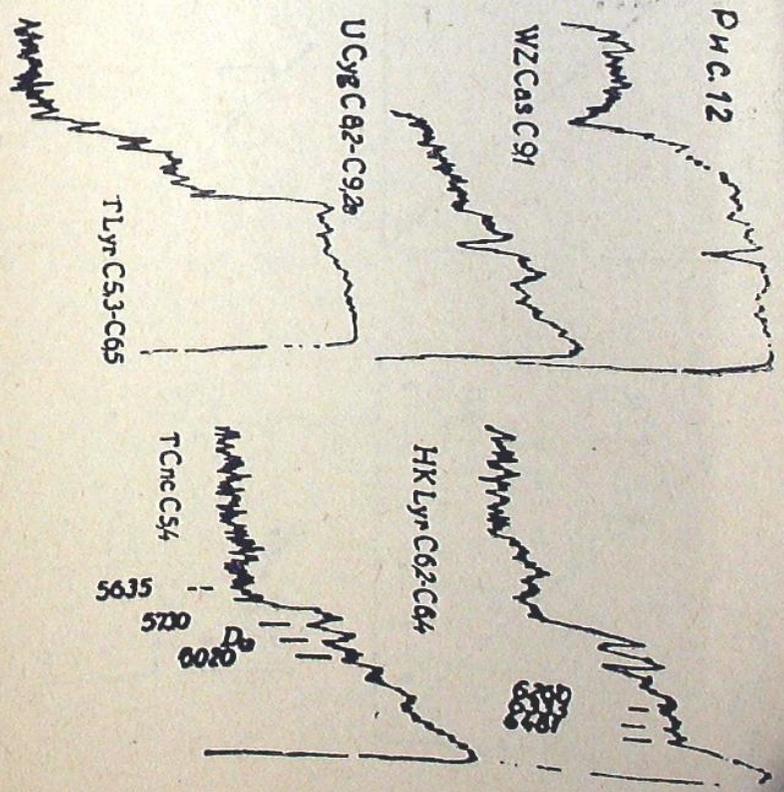
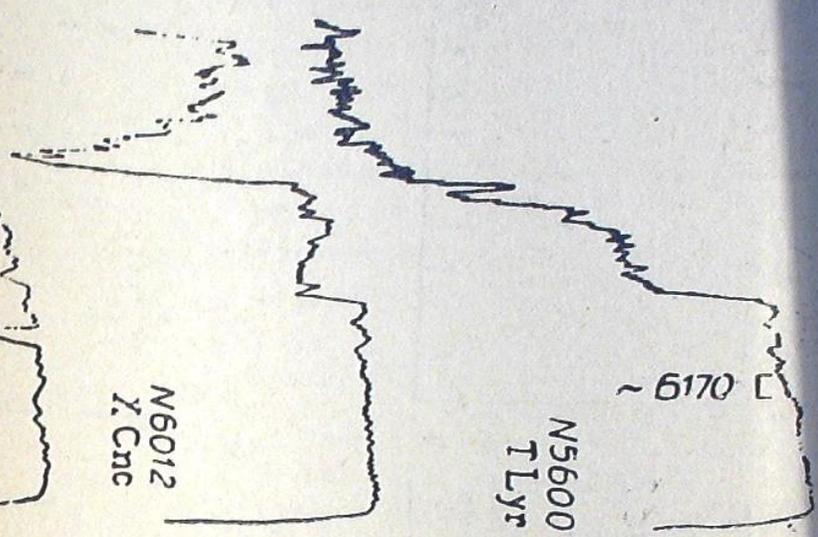


FIG. 13

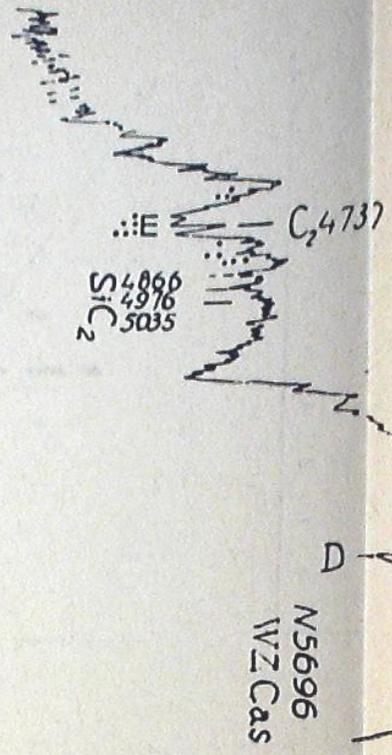
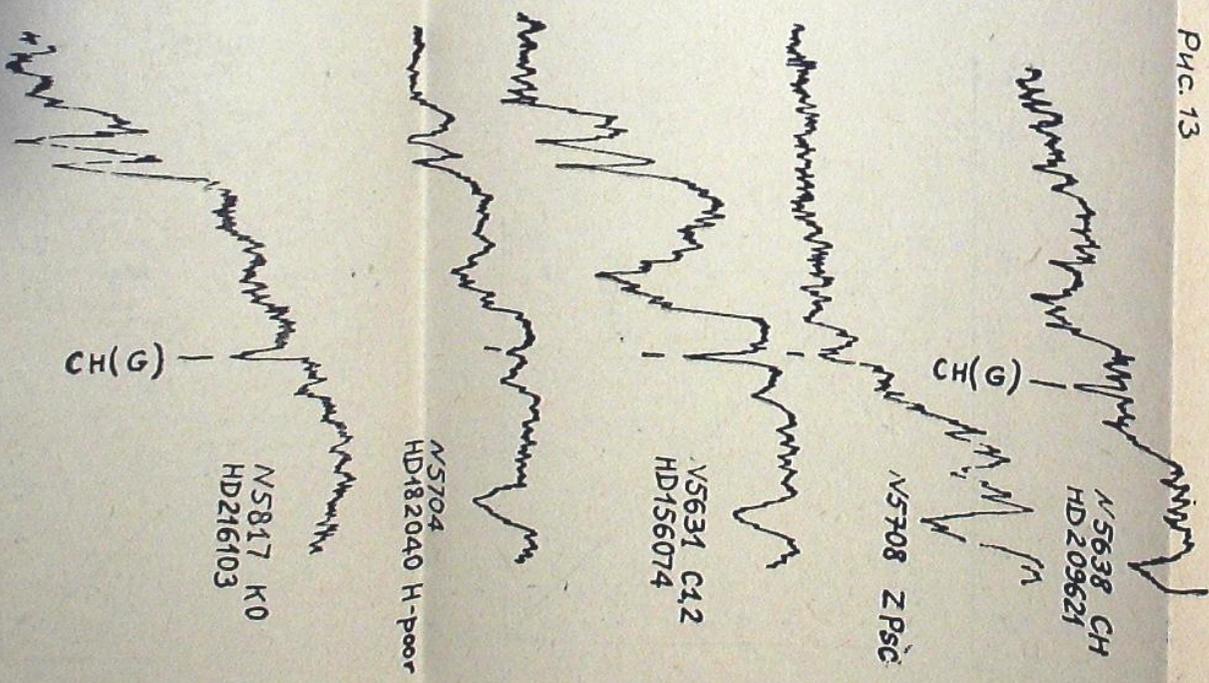
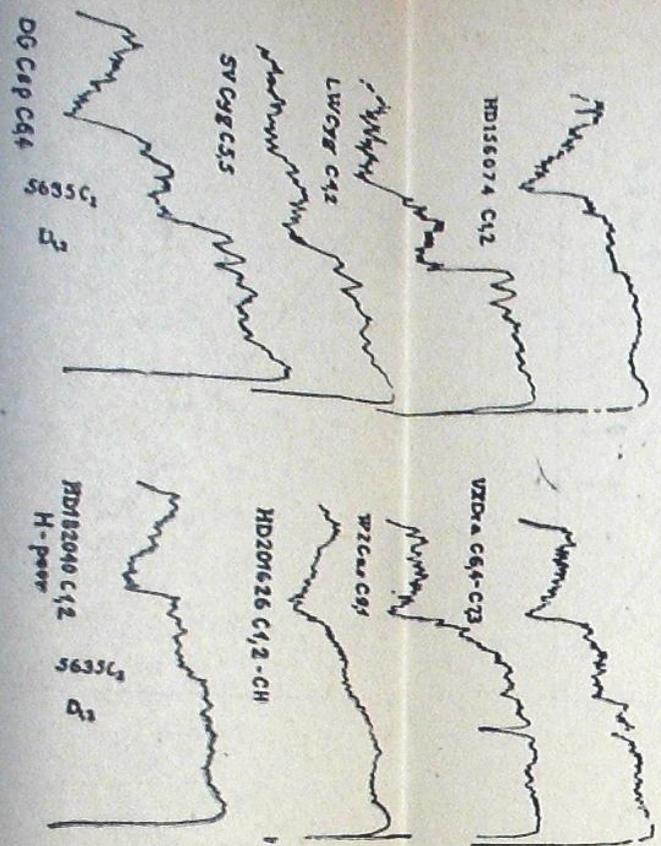
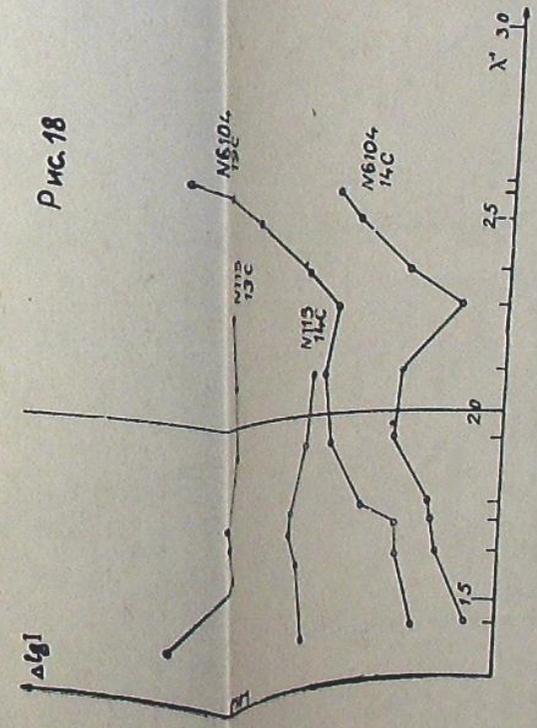
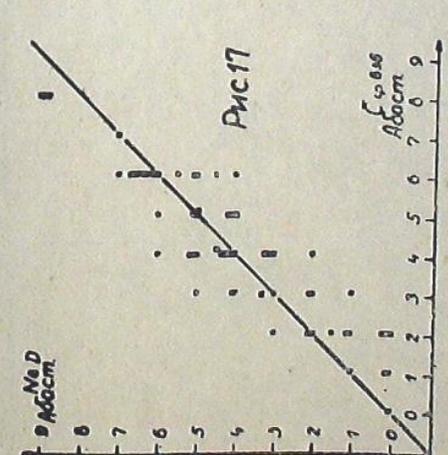
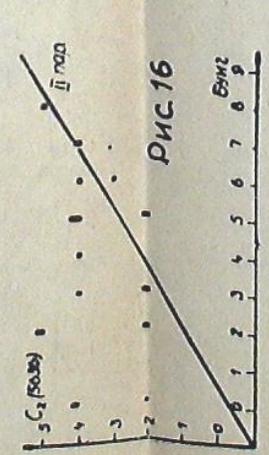
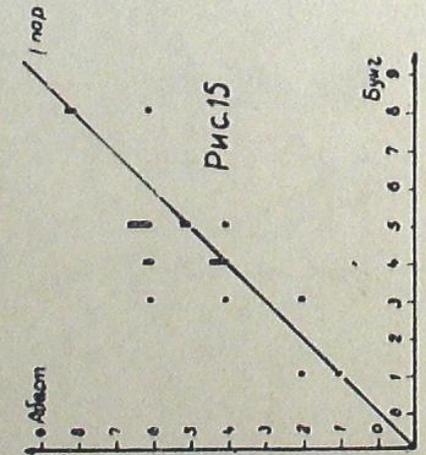
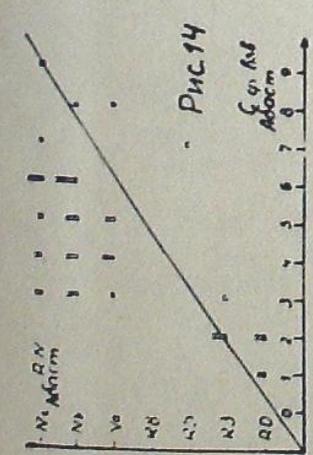
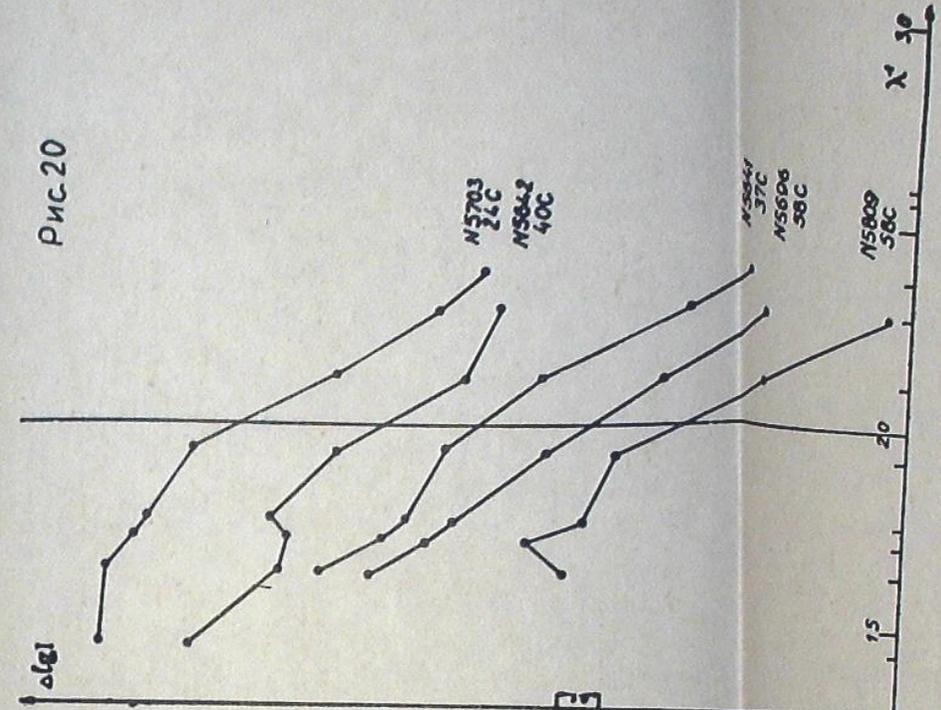
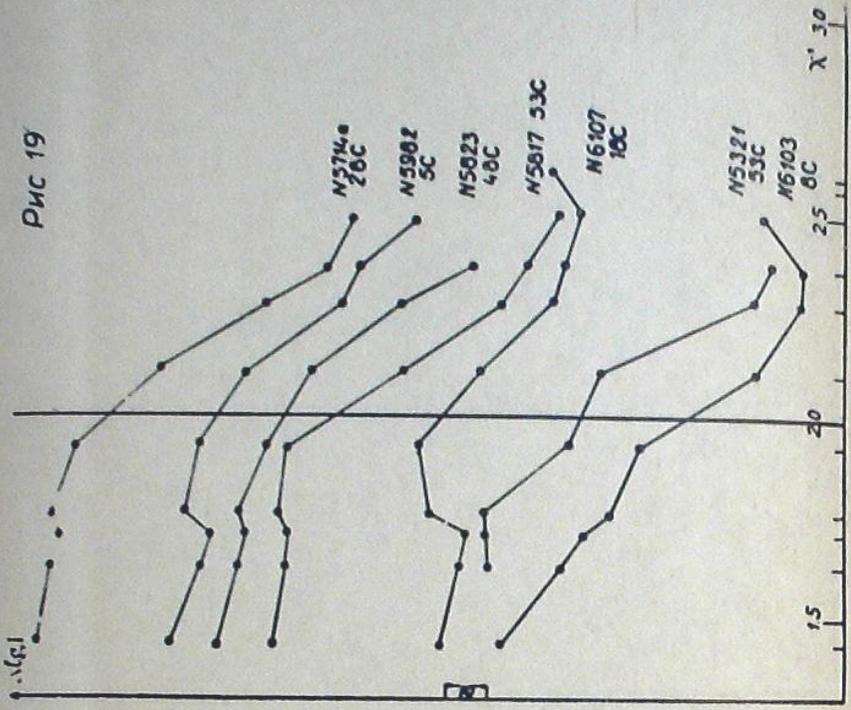
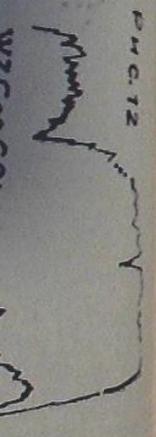
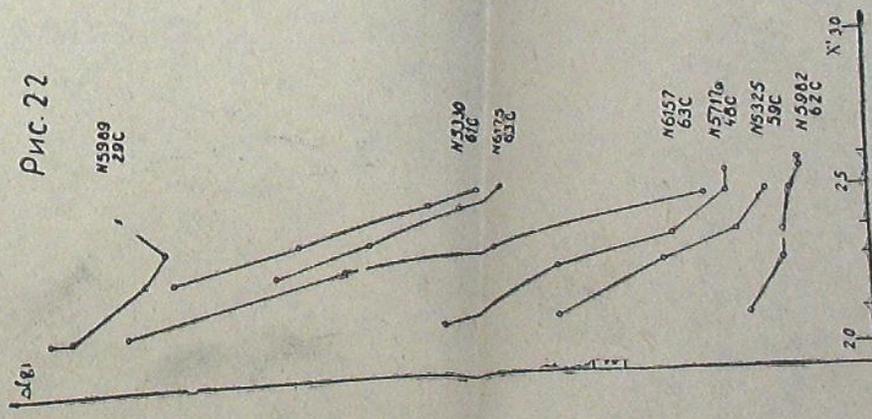
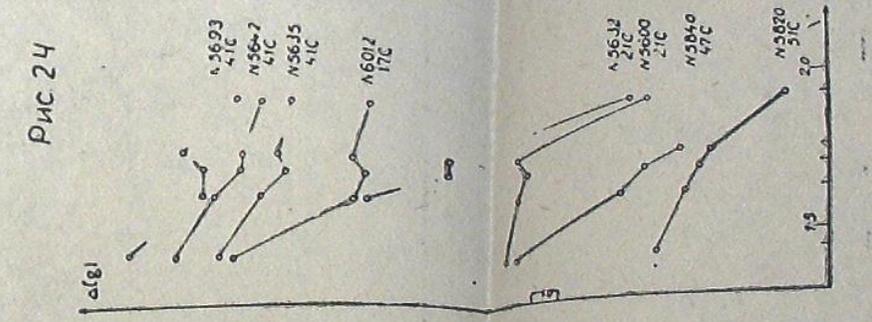
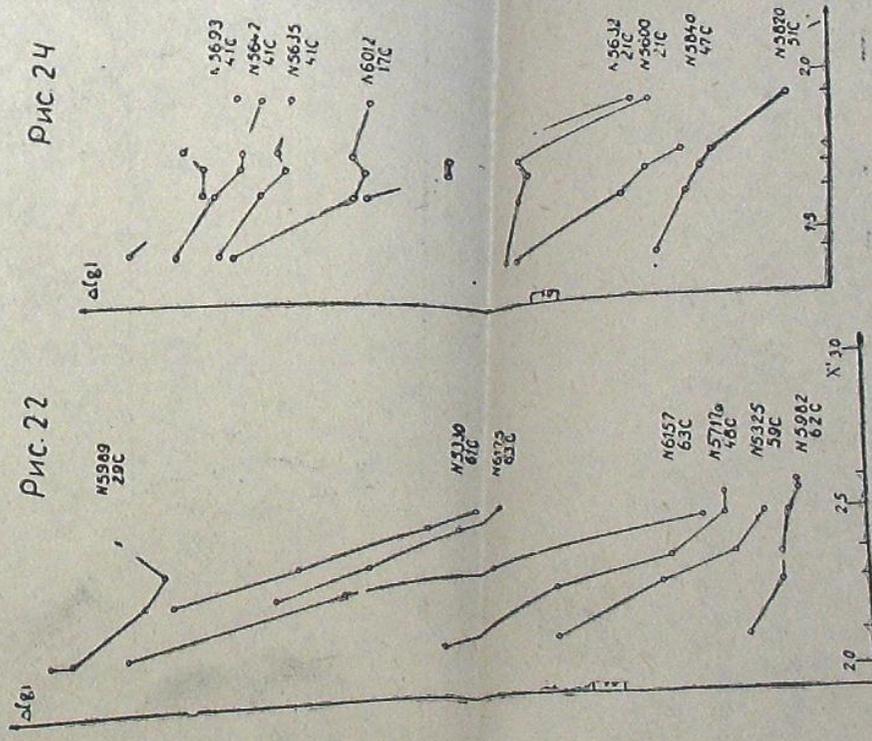
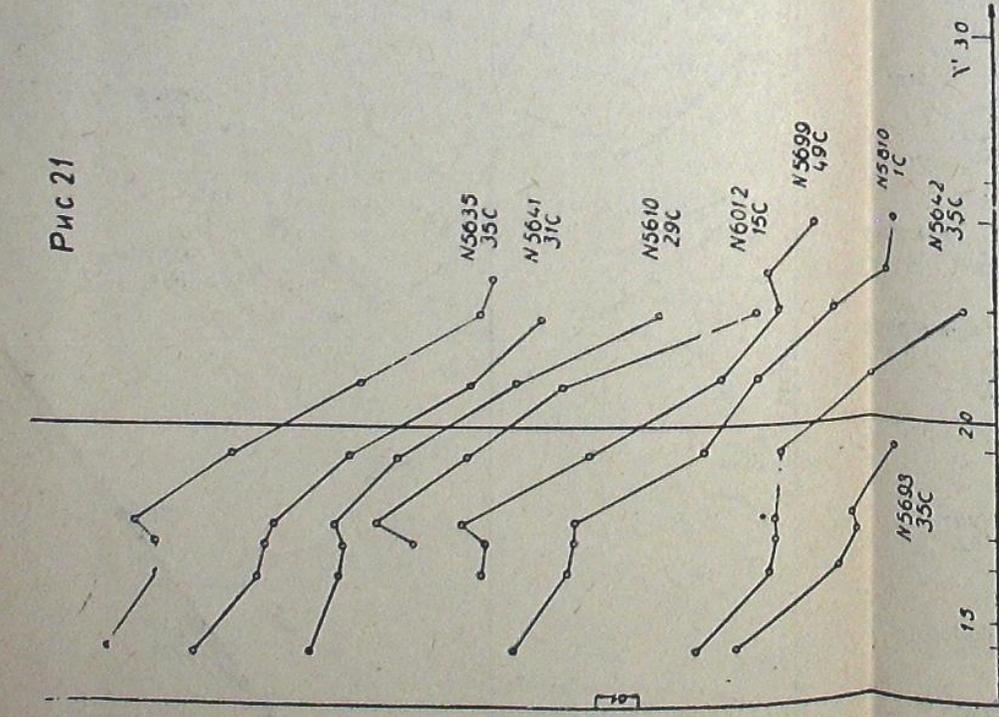
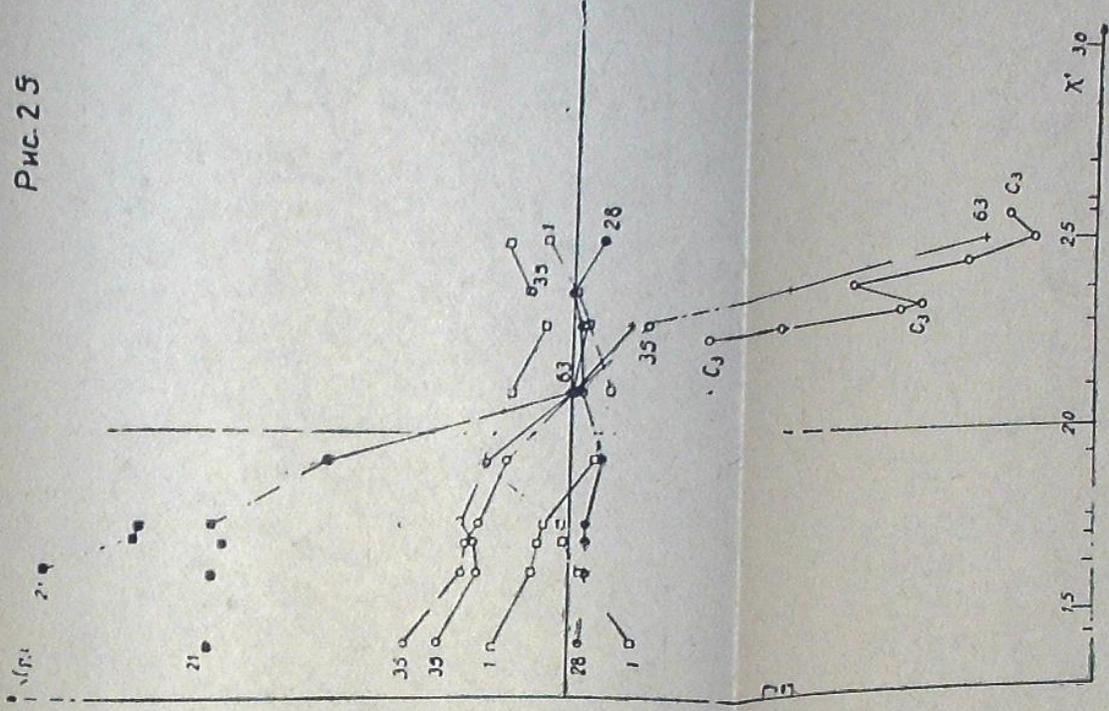
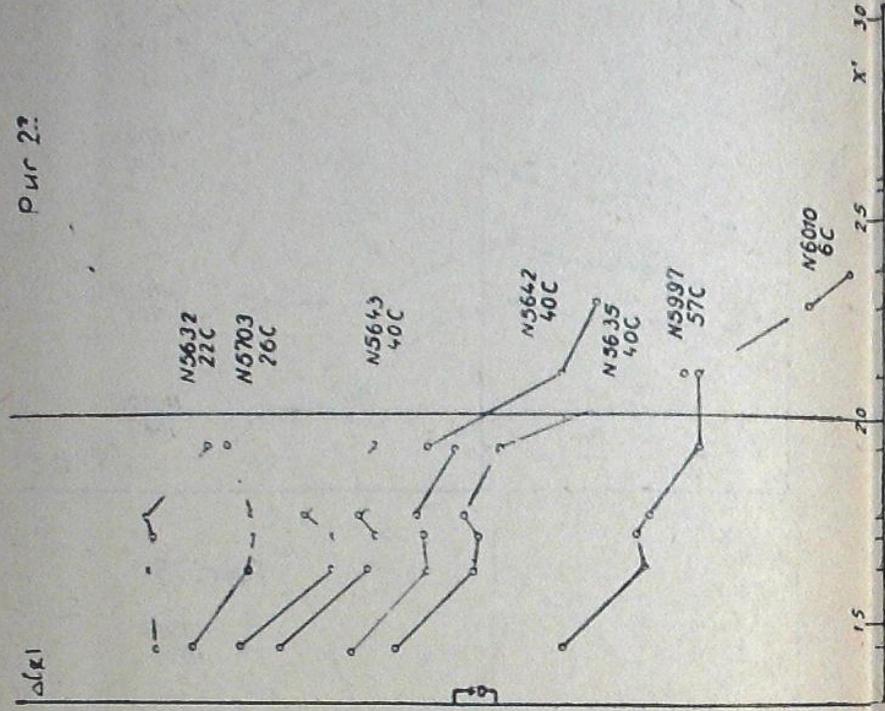


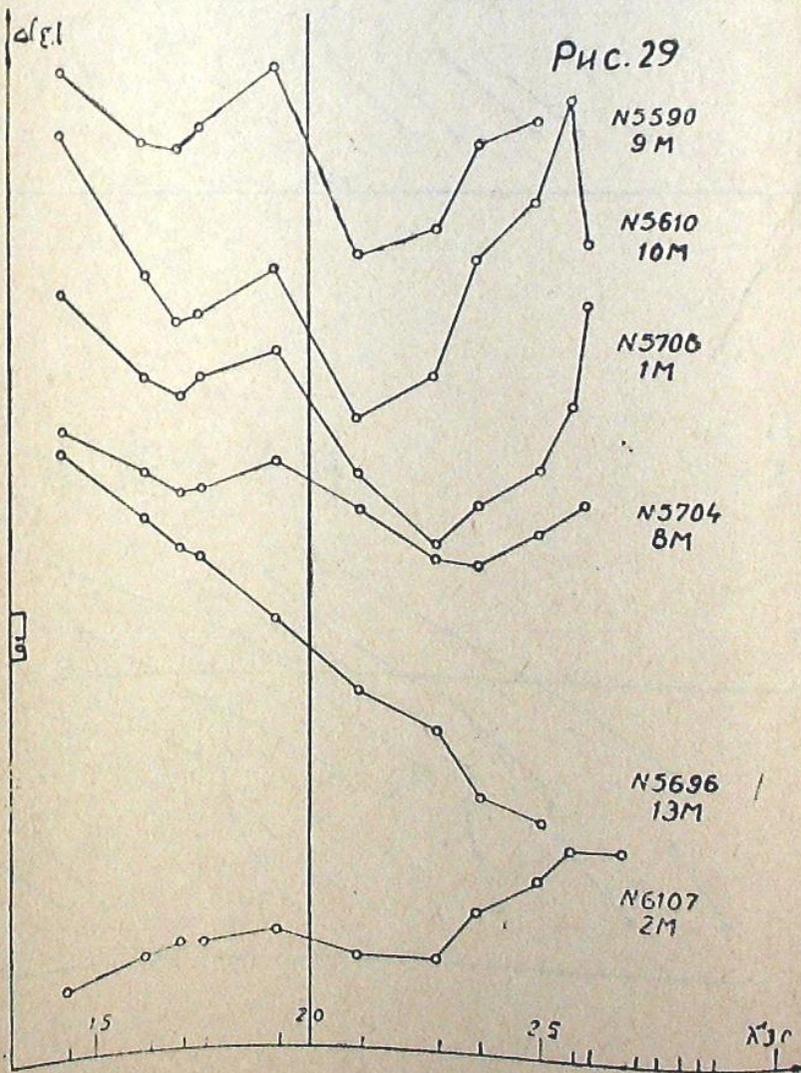
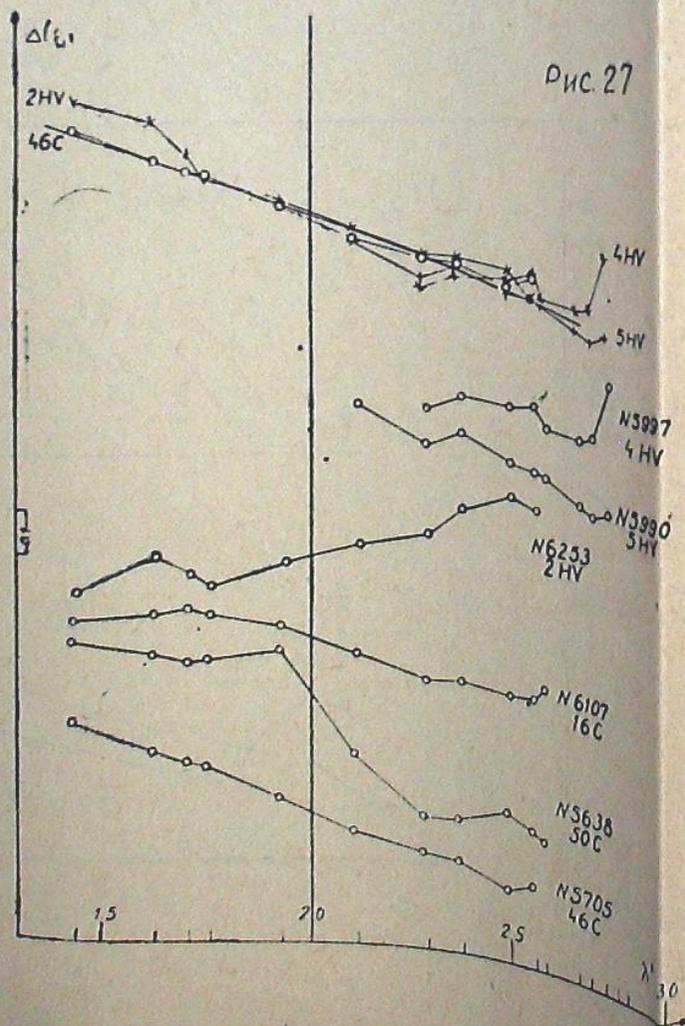
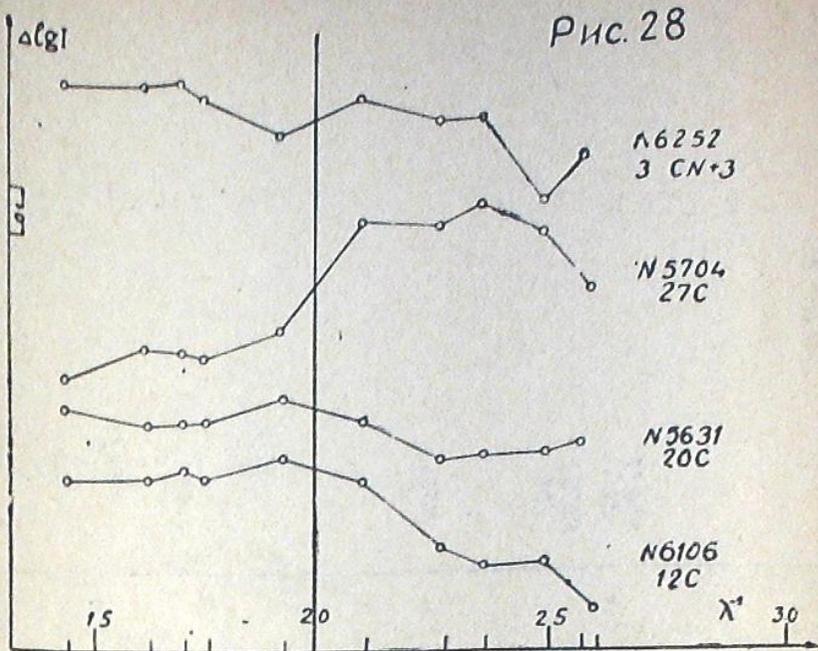
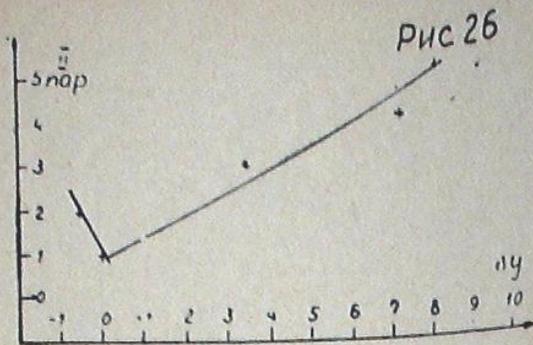
FIG. 11



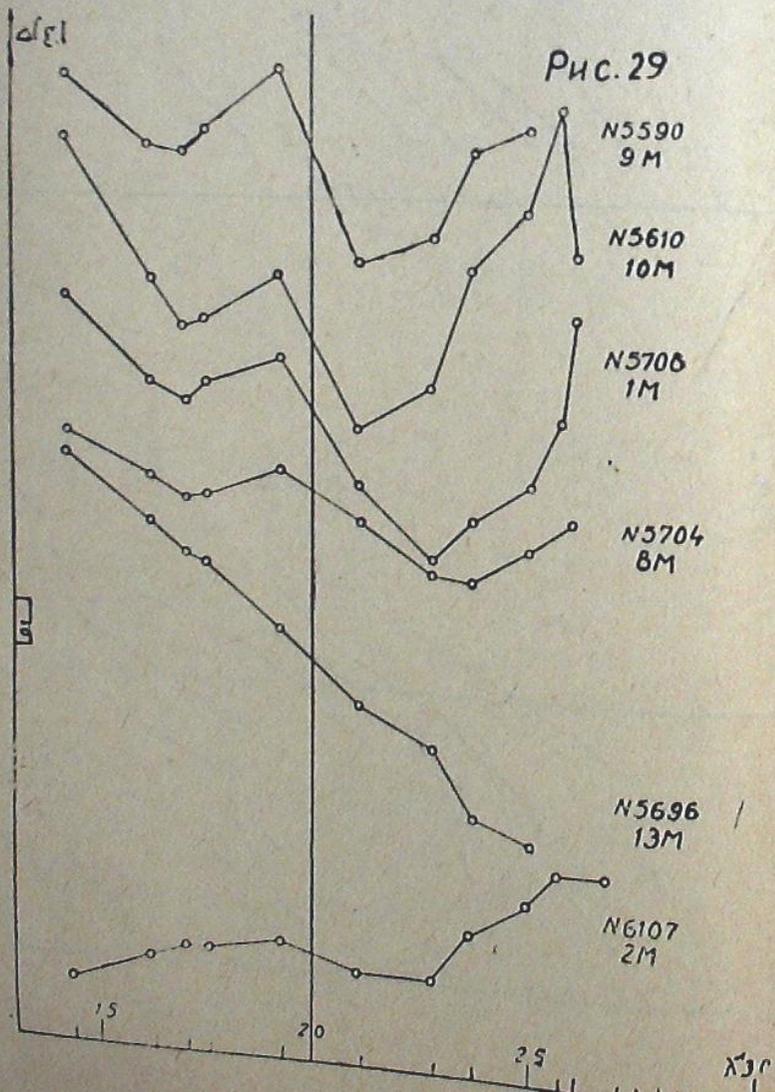
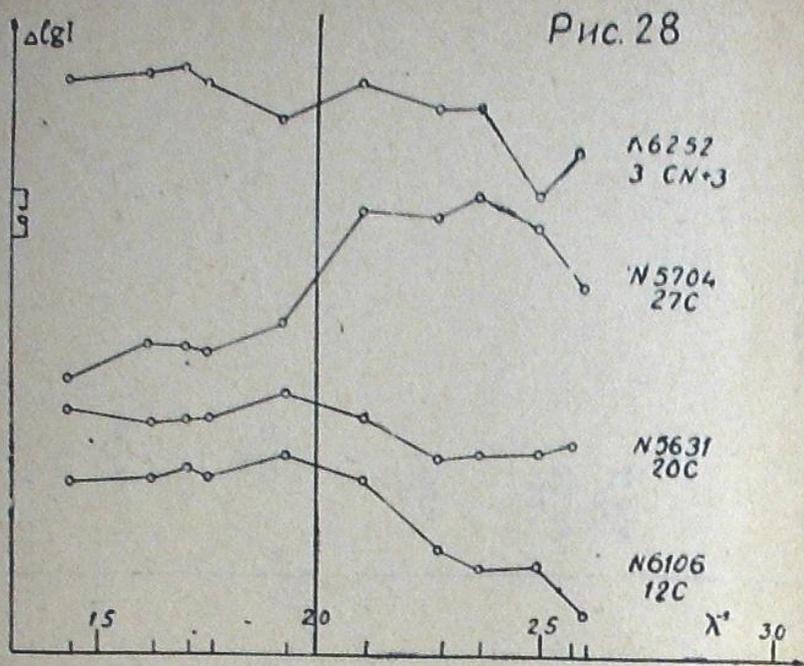
0095N







125633 приведи  
 наши спектры  
 и величине ультра  
 с дефицитом во  
 H, CN и HC (ли  
 действительно сла  
 для подобных звез  
 в атмосфере, ес  
 водорода пока н  
 с тяжелого из  
 CN и C<sub>2</sub>. HD 182  
 (зеленые и синие)  
 в ранних зве  
 наблюдает  
 в участках рас  
 5190, 4390, 4030,  
 вследствие того, ч  
 диаграмму 3 из ра  
 [1], для H-roog  
 мы думаем в  
 На рис. 29 для ср  
 стандартных  
 как это было  
 между звезд  
 ультрафиолетовых  
 что в кач  
 S-звезд обы  
 в том, что дру  
 обрываются око  
 избыток, а  
 что CN  
 Кривая на ри  
 значительн  
 вначале на  
 что CN Ле  
 во втором  
 избыток мож  
 излучения.



CH: HD 122563 приведен к наклону кривой звезды CH: HD201626). К сожалению, наши спектры почти обрываются около длины волны 3630 и судить о величине ультрафиолетового избытка по ним трудно.

Звезда с дефицитом водорода, как известно, имеет слабые линии и полосы H, CN и  $^{13}\text{C}$  (линии изотопа  $\text{C}_2$ ) [8]. По нашим данным полоса G (CH) действительно слабее, чем в обычных C-звездах. Ослабление G-полосы для подобных звезд обычно объясняется как следствие низкого давления в атмосфере, если звездам приписать  $M_v \approx -5$ . Аномалия же в линиях водорода пока не имеет своего объяснения. Она коррелирует с дефицитом тяжелого изотопа углерода [8]. В поздних звездах сильны полосы CN и  $\text{C}_2$ . HD 182040 имеет ранний спектр, но полосы  $\text{C}_2$  (5635) и CN (зеленые и синие) достаточно сильны. При сравнении распределения энергии в ранних звездах H-weak и CN-strong (рис. 28) как будто действительно наблюдается некоторое понижение кривой распределения энергии в участках расположения циановых полос около точек с длинами волн 5190, 4390, 4030, 3890.

Вследствие того, что при выборе звезды сравнения мы использовали диаграмму 3 из работы [8], а не более детальную диаграмму 1 из работы [1], для H-weak звезды выбор оказался явно неудачным. В дальнейшем, мы думаем выбрать другую, более подходящую звезду сравнения.

На рис. 29 для сравнения приведены зависимости  $(\Delta \lg I, \lambda^{-1})$  для некоторых стандартных M-звезд. Сравнение рис. 29 с рис. 18—21 показывает, как это было отмечено многими авторами, что особо большие различия между звездами C и поздними гигантами M имеются в синих и ультрафиолетовых лучах. Следует только особо указать на то обстоятельство, что в качестве звезд эквивалентных спектральных классов поздних C-звезд обычно берут звезды типа Миры Кита классов M6-M8. Дело в том, что других переменных типов нет. (Красные полуправильные обрываются около M6-M7). Между тем Мириды имеют ультрафиолетовый избыток, а SRa и SRb — нет. По нашим спектрам (рис. 29) получается, что CH Лебеда (SRa) также имеет усиленный синий участок. Кривая на рис. 29 прерывается около 4000 ангстрем, — дальше спектр значительно ослаблен, недодержан. Необычное усиление синего участка вначале нами было приписано неточности измерений, но оказалось, что CH Лебеда действительно имеет голубой континуум, приписываемый второму компоненту звезды. Поэтому можно думать, что синий избыток может быть следствием реального увеличения непрерывного излучения.

Известно, что в классе М различия в линейчатом и полосчатом спектрах имеются не только для звезд различных типов, но для звезд различных абсолютных величин. Вопросы, связанные с классификацией М-звезд в визуальном участке спектра и вопросы, связанные с «эффектом населенности» в спектрах звезд K2-M0 будут рассмотрены в последующих работах.

В заключение мы должны с благодарностью отметить, что тема настоящей работы была предложена М. В. Долидзе, оказавшей при этом нам руководство в ее выполнении.

Июнь, 1967.

გვიანდელი სპექტრული კლასის ვარსკვლავების სპექტრული  
კლასიფიკაციისა და სპექტროფოტომეტრიის  
ზოგიერთი საკითხი

ა. ჯიშელაიშვილი

(რეზიუმე)

შესრულებულია სამუშაო, რომელიც შეეხება გვიანდელი სპექტრული კლასის ვარსკვლავების სპექტრულ კლასიფიკაციასა და უწყვეტი სპექტრის ფოტომეტრიას. გამომუშავებულია ნახშირბადის ვარსკვლავების C-სისტემაში კლასიფიკაციის მეთოდიკა ჩვენი პირობებისათვის.

შესრულებულია 40 ახალი და 24 სტანდარტი ვარსკვლავის რეკლასიფიკაცია. გამოვლენილია შესაძლებლობა პეკულარული C-ვარსკვლავების გამოყოფის ციანის წითელი ზოლების ანომალიის მიხედვით. შესწავლილია ენერჯის განაწილება C-ვარსკვლავებისათვის. C-ვარსკვლავების ულტრაიისფერი ანომალია შესაძლებელია გამოყენებული იქნეს ქიმიურ შედგენილობის პარამეტრის მეორე ნიშნის სახით. გელის CH ვარსკვლავისათვის გამოვლენილია გამოსხივების ნაკარბი ლურჯ სხივებში.

SOME PROBLEMS OF SPECTRAL CLASSIFICATION AND  
SPECTROPHOTOMETRY OF LATE TYPE STARS

G. N. JIMSELEISHVILI

(Summary)

The investigation concerning the spectral classification of late stars and the photometry of their continuous spectrum has been carried out. The classification method of stars in C-system has been developed for our conditions.

Forty new and twenty-four standard stars have been reclassified. The possibility of selection of peculiar C-stars with cyanogen red band intensity has been revealed.

The ultraviolet anomaly of C-stars may be used as the second criterion of the abundance parameter.  
The blue excess has been revealed in CH Cyg.

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Наск М. Sky and Tel. 1967, 33, № 2, 74; 1967, 33, № 3, 153.
2. Буслровский В. Г. Вестник ЛГУ. 1964, № 13, вып. 3, 314.
3. Козак П. П. Автореферат. Фотоэлектрическое изучение эффекта линий и полос в фраунгоферовом спектре Солнца. 1965.
4. Добронравин П. П. Изв. Крым. астрофиз. общ. 1950, 5, 59.
5. Keenan P. C., Morgan W. W. AphJ. 1941, 94, 501.
6. Keenan P. C. «Basic Astr. Data», ed. by Strand K. A. 1963, 78.
7. Mc Carthy M. F., Rubin V. C. Ricerche Astr. 1963, 6, № 19, 431.
8. Keenan P. C. Hd der Physik. 1958, 50, 93.
9. Blaauw A. Galactic Structure, ed. By Blaauw A., Schmidt M. 1965, 5, 435.
10. Greenstein J. L., Keenan P. C. AphJ. 1958, 127, 172.
11. Keenan P. C., Keller G. AphJ. 1953, 117, 241.
12. Mc Carthy M. F., Treanor P. J., Bertia F. C. IAU Symposium. 1966, № 24, 59.
13. Prise M. J. MN. 1966, 134, № 2, 171.
14. Долидзе М. В., Алксне З., Джимшелейшвили Г. Н. Бюлл. Абаст. астрофиз. общ. 1966, 34, 13.
15. Долидзе М. В., Джимшелейшвили Г. Н. Бюлл. Абастум. астрофиз. общ. 1966, 34, 27.
16. Долидзе М. В., Джимшелейшвили Г. Н. Бюлл. Абаст. астрофиз. общ. 1969, 37, 68.
17. Долидзе М. В., Джимшелейшвили Г. Н. Астрон. Циркул. АН СССР, 1967, № 420.
18. Neckel H. AphJ. 1958, 128, 510.
19. Adams W. S., Joy A. H., Humason M. L., Braiton A. M. AphJ. 1935, 81, 187.
20. Roman N. G. AphJ. Suppl. 1955, 2, № 18, 195.
21. Roman N. G. AphJ. 1953, 116, 122.
22. Wallerstein G., Greenstein J. L., Parker R., Helfer H. L., Aller L. H. AphJ. 1964, 137, 280.
23. Кукаркин Б. В., Паренаго П. П., Ефремов Ю. И., Холопов П. Н. Общий Каталог Переменных Звезд. 1958.
24. Cayrel de Strobel G. IAU Symposium. 1966, № 24, 350.
25. Steilin U. Contr. Bosscha Obs. 1963, № 21, 34.
26. Долидзе М. В., Джимшелейшвили Г. Н. Астрон. Циркул. АН СССР. 1966, № 387, 7.
27. Sanford R. F. AphJ. 1956, 111, 262.
28. Bouige R. Ann. Aph. 1954, 17, 104.
29. Shane C. D. Lick obs. Bull. 1928, 13, № 396, 123.
30. Fehrenbach Ch. Hd. der Physik. 1958, 50, 1.
31. Johnson H. L., Mendoza V. E. E. AphJ. 1965, 142, № 1, 161.
32. Johnson H. L., Mendoza V. E. E., Wisniewski W. Z. AphJ. 1965, 142, № 3, 1249.
33. Мак-Келлар Э. Звездные атмосферы, под ред. Дж. Л. Гринстейна. Русский пер. 1963, 559.

34. Klemm B. *AphJ.* 1956, 123, 162.
35. Dahn C. C. *PASP.* 1964, № 453, 76.
36. Sanford R. F. *AphJ.* 1944, 99, 154.
37. Westerlund B. E. *IAU Symposium.* 1964, № 20, 160.
38. Blanco V. M. *Stars and Stellar Systems*, ed. by Blaauw A., Schmidt M. 1965, 5, 241.
39. Kellar A. Mc., Richardson E. H. *Mémoires in 8<sup>a</sup> de la Société Royale de Liège*, IV série, 1955, 15, 256.
40. Smak J. *AphJ. Suppl.* 1964, 9, № 89, 141.
41. Rozis A. M. *Ann. Astrophys.* 1962, 25, 434.
42. Unsöld A. *Zsf Aph.* 1960, 49, 1.
43. Шайн Г. А. *MN.* 1934, 94, № 7, 642.

## ИССЛЕДОВАНИЕ ВОПРОСА О СГУЩЕНИЯХ ЗВЕЗД СПЕКТРАЛЬНОГО КЛАССА А С ПРИМЕНЕНИЕМ МЕТОДА СЛУЧАЙНЫХ ИСПЫТАНИЙ (МЕТОД МОНТЕ-КАРЛО)

Г. Т. КЕВАНИШВИЛИ

**Введение.** Решение многих задач звездной астрономии связано с изучением распределения звезд различных спектральных классов, особенно, — ранних О-В. Как хорошо известно, изучение распределения этих звезд привело в свое время к важному открытию нового типа населения Галактики — звездных ассоциаций. Поскольку звездные ассоциации состоят в большой степени из звезд О-В, звезды этих классов имеют особую тенденцию образовывать сгущения в отдельных частях Галактики. Не лишено основания поставить вопрос: каково распределение звезд спектрального класса А и образуют ли также и они пространственные сгущения? Иными словами, существуют ли А-сгущения, содержащие преимущественно звезды спектральных классов В8-А5, но не более ранние? Распределение звезд спектрального класса А изучено намного хуже, чем звезд О-В. Между тем, еще в 1952 г. В. А. Амбарцумян указал на возможность существования сгущений А-звезд или А-ассоциаций [1], некоторым примером чего может служить сгущение звезд спектрального класса А в созвездии Щита вокруг рассеянного звездного скопления М11 (NGC 6705).

В 1956 году Ван-Райн исследовал по известному Бергедорфскому каталогу пространственное распределение звезд А0-А5 в избранных площадках Каптейна и, вообще, в Галактике. В том же году вышла работа Мак-Кэски о распределении звезд спектральных классов от А0 до М. Задача названных авторов состояла в определении средних плотностей звезд А на больших участках неба. Эти участки гораздо больше, чем площади, которые могли бы занимать возможные сгущения. Поэтому, попытки выявить сгущения могли остаться безуспешными.

Мы предприняли изучение распределения звезд типа А по материалу Каталога НД. Для решения поставленной задачи мы построили карты со звездами спектрального класса А, содержащимися в каталоге НД, нанеся на них 55 тысяч звезд.

После определения поверхностной плотности звезд путем подсчета звезд на квадратный градус, а затем пространственной — путем подсчета в единице объема, оказалось, что в среднем как поверхностная

так и пространственная плотности звезд типа А кажутся как бы равномерными в полосе шириной  $\pm 10^\circ$  от галактического экватора, но более внимательный анализ позволил наметить 23 сгущения. Подсчитав звезды в восьми участках неба равных площадей, расположенных вокруг каждого из этих 23 сгущений и приняв за единицу плотности среднюю для участков вокруг сгущения, мы оценили плотность каждого сгущения. После исправления расстояний звезд за поглощение света в Галактике, два сгущения из 23-х оказались известными звездными скоплениями. Таким образом, можно было считать, что нами выявлено 21 сгущение.

Подробное изучение этих сгущений весьма трудоемко вследствие большого количества звезд, входящих в них. Поэтому, для начала, мы выбрали из них только 3 сгущения, которые и подвергли подробному исследованию. При этом для каждой звезды мы исправили расстояния за поглощение света в Галактике. Затем, мы определили поверхностную и пространственную плотности, оценили размеры и расстояния до сгущений.

Наконец, мы прибегли к редко применяемому в астрономии методу Монте-Карло и к формуле Пуассона, позволившем нам проверить реальность упомянутых 3-х сгущений.

В ходе дальнейшей работы мы получили спектральный материал для двух сгущений и анализировали характеристики распределения энергии в непрерывном спектре звезд. Кроме того, мы определили лучевые скорости звезд сгущения и поля. Сравнив их между собой, мы получили разницу в средних групповых скоростях звезд сгущения и поля, а затем, пользуясь методами теории вероятностей, вычислили достоверность полученных результатов. Мы смогли определить также среднюю скорость расширения двух из исследованных сгущений, вычислив при этом достоверность также и этого результата.

Подробнее, схема операций, выполненных нами, представляется в следующем виде.

а) Из каталога НД мы выписали для 55 тысяч звезд спектральные подклассы, фотовизуальные величины, прямые восхождения и склонения звезд типа А.

б) Для каждой звезды мы вычислили модуль расстояния.

в) По экваториальным координатам и расстояниям мы нанесли звезды на карты, пользуясь различными обозначениями (по признаку расстояния, через каждые 50 пс). Карта состоит из 24-х частей. Каждая часть представляет собой меридиональный двуугольник.

г) На каждом двуугольнике мы провели галактические параллели, соответствующие галактическим широтам  $\pm 10^\circ$ . Выделенную таким путем область мы условно называем галактической площадкой, соответствующей данному двуугольнику, а совокупность таких площадок — галактической полосой.

д) Для каждого двуугольника мы вычислили поверхностную плотность звезд (результаты приведены в табл. 1). Оказалось, что она до-

стигает максимального значения в двуугольниках, соответствующих 6, 7 и 18 часам прямого восхождения.

е) Мы произвели оценку числа звезд на квадратный градус для каждой части галактической полосы, путем подсчета звезд в десяти произвольно взятых участках каждой галактической площадки (табл. 2).

ж) На карте оказалось 23 сгущения. Вокруг каждого мы брали по восьми участков и путем подсчета звезд на квадратный градус, выводили среднюю плотность звезд вокруг сгущения, а затем сравнивали с плотностью самого сгущения, выражая ее в единицах вышеупомянутой средней плотности.

з) Мы определили размеры и расстояния до сгущений, пока без их коррекции за поглощение света в Галактике (табл. 3).

и) Исправив за поглощение света расстояния до самого близкого и до самого далекого краев сгущения и получив т. о. среднее расстояние, а затем и размеры сгущения (табл. 4), мы нашли, что 2 сгущения из 23-х оказались известными звездными скоплениями.

к) Из 21 сгущения мы выбрали сгущения в Персее, Лебедь и Ящерице — №№ 2, 19, 20 (по нумерации табл. 3) и приступили к более детальному изучению их. Первым делом мы исправили расстояния теперь уже для каждой звезды, входящей в эти сгущения и в восемь окружающих участков. На основании этого мы получили уточненные размеры и расстояния до сгущений, а затем и поверхностное и пространственное распределение звезд внутри сгущения.

л) Применяв метод случайных испытаний (метод Монте-Карло) [2], мы пришли к выводу, что сгущения реально существуют. После этого мы вычислили по формуле Пуассона вероятность случайного накопления звезд в этих сгущениях.

м) Для звезд двух сгущений (№№ 19 и 20) было изучено распределение энергии в непрерывном спектре.

н) Для звезд этих же сгущений и поля были измерены лучевые скорости. Затем были сравнены средние лучевые скорости звезд сгущений со средними скоростями звезд поля. По критерию Стьюдента была оценена достоверность получаемого различия в лучевых скоростях для звезд сгущения и поля.

о) Была вычислена скорость расширения вышеупомянутых сгущений и определена достоверность этого явления.

О пространственном распределении звезд типа А. Как сказано уже, на А. Звездные карты для звезд типа А изучено очень плохо по пространственному распределению звезд типа А. Причиной этого, вместе с сравнением с распределением звезд О-В. Причиной этого, вместе с другим, может являться и то, что звезд типа А по количеству гораздо больше, чем О-В.

Ван-Райн [3, 4] изучал пространственное распределение звезд А0-А5 каталога НД в избранных площадках Каптейна в некоторых отдельных частях нашей Галактики. Им был использован также каталог координат звезд Абастуманской астрофизической обсерватории для

избранных площадок Каптейна 1—43 [5]. В нижеследующей табличке приведены те ПК, где пространственная плотность звезд спектральных классов А0-А5 и только А0, соответственно, оказалась в среднем в 5—6 раз большей, чем в окрестностях Солнца.

А0—А5	ПК 8	ПК 19	ПК 24	ПК 40	ПК 41
Расстояние в пс	200—400	535—680	170—200	170—300	135—300
Плотность	5.0	5.5	5.0	5.5	6.0
А0	ПК 9	ПК 41			
Расстояние в пс	135—300	135—350			
Плотность	5.0	6.5			

Мак-Кэски [6] исследовал плотность звезд спектральных классов от А0 до М в окрестностях Солнца на расстояниях от 50 до 300 пс, разделив всю площадь, расположенную между галактическими долготами 0-240°, на 9 участков. Он пришел к выводу, что плотность звезд А0-А5 равномерна в окрестностях Солнца. Однако и в данном случае средняя пространственная плотность звезд А оценивалась для больших областей неба, безотносительно к задаче выявления отдельных сгущений.

Поставив себе целью выявление А-сгущений, мы составили карты для звезд А по выписанным из каталога координатам. Модули расстояния мы вычисляли по фотовизуальным звездным величинам НД и соответствующим спектрам абсолютным величинам, исходя из данных [7]. Пользуясь цветными карандашами и различными обозначениями, мы различали на карте звезды, относящиеся к различным расстояниям через каждые 50 пс до удаления в 1600 пс. Звездная карта состоит из 24-х частей. Каждая часть представляет собой меридиональный сферический двуугольник. Они расположены через каждый час прямого восхождения.

Поверхностная плотность звезд типа А. Исследуем поверхностную плотность звезд в каждом двуугольнике. Мы произвели подсчет числа звезд на квадратный градус для каждого двуугольника. Площадь каждого из них в нашем случае равна 1719 кв. град. Числа звезд на квадратный градус приведены для каждого двуугольника в табл. 1 (№ двуугольника взят соответственно значению прямого восхождения).

Таблица 1

№ дву-угольн.	Плотность						
0	0.55						
1	.67	6	2.49	12			
2	.77	7	.98	13	1.00	18	2.24
3	.80	8	1.24	14	.14	19	.10
4	.90	9	.67	15	.36	20	1.38
5	1.37	10	.29	16	.65	21	0.95
		11	.24	17	.62	22	.85
					2.10	23	.67

Как видно, поверхностная плотность звезд в двуугольниках, соответствующих 6, 7 и 18 часам прямого восхождения достигает максимального значения.

После этого мы произвели оценку поверхностной плотности звезд в галактических площадках, внутри каждого двуугольника. Для этого мы изготовили небольшую палетку с круговым вырезом с известной — в квадратных градусах — для масштаба нашей карты площадью. Накладывая ее на площадку, по несколько (до десяти) раз, в произвольные точки, мы считали звезды и приводили числа к 1 кв. градусу. Среднее из этих чисел мы брали в качестве средней плотности звезд в данной галактической площадке. Результаты приведены в табл. 2. Здесь также номер площадки означает прямое восхождение соответствующего двуугольника.

Таблица 2

№ дву-угольн.	Плотность						
0	0.80	6	3.00	12	4.00	18	2.67
1	1.00	7	.67	13	.66	19	.10
2	.10	8	.59	14	.30	20	1.60
3	0.90	9	.95	15	.75	21	.47
4	.80	10	4.75	16	3.60	22	.60
5	1.20	11	.70	17	2.89	23	.19

Как видно, максимальные значения поверхностной плотности звезд мы имеем в галактических площадках, соответствующих 10, 11, 13 и 15 часам прямого восхождения.

Сгущения звезд типа А и их общая характеристика. На карте оказалось 23 поверхностных сгущения. Для них мы произвели оценку пространственных плотностей звезд (без учета поглощения). С этой целью, вокруг каждого сгущения мы брали по восемь участков. Площадь каждого из них бралась равной площади, занимаемой сгущением. Путем подсчета звезд, мы вычислили среднюю плотность звезд вокруг сгущения, каковую и принимали за единицу плотности. После этого мы вычислили относительные пространственные плотности звезд для каждого сгущения.

Табл. 3 содержит результаты вычисления пространственных плотностей и общие данные о сгущениях. В восемнадцатом столбце таблицы даны расстояния в парсеках до рассеянных звездных скоплений, в девятнадцатом — до ассоциаций, входящих в сгущения или же проектируемых на них. Данные о расстояниях и размерах сгущений, приведенных в табл. 3, как сказано, не исправлены за поглощение света в Галактике. При дальнейшем исследовании, т. е. для уточнения расстояний и размеров сгущений, необходимо учесть поглощение.

Исправление данных об А-сгущениях за поглощение света в Галактике. Из-за того, что расстояния до сгущений не исправлены за поглощение света в Галактике, почти все сгущения имеют в глубину преувеличенные размеры (табл. 3), т. е. вы-

Таблица 3

№ сгущения	Созвездие	α	β	π	μ	δ	R	Размеры в градусах	Размеры в парсеках	Плотность	Количество звезд					Число звезд сгущ.	Общее число звезд	0-1500 T-700
											400-800	800-1200	1200-1600	1600-2000	0-1500 T-700			
1	Персей	2 10	+58 00	99°	-0.5	600	6.5×4.5	70×50×400	6.0	14	70	8	0	0	0	1100, 1350	90	
2	Телец	3 45	+24 30	131	-22.5	170	2×2	6×6×170	10.0	40	14	0	0	0	0	140	54	
3	Персей	4 00	+44 30	122	4.0	600	6×4	60×40×400	17.0	10	68	10	0	0	0	68	78	
4	Орион	5 20	+1 00	166	-12.0	500	4×5	35×45×200	3.5	18	46	4	0	0	0	46	68	
5	Орион	5 30	+6 00	175	-17.0	500	4×4	35×35×50	3.6	6	40	2	0	0	0	40	48	
6	Большой пёс	6 55	-27 00	204	7.0	1100	6×6	110×110×150	16.7	10	48	44	16	0	0	700, 830, 1700	118	
7	Близнецы	7 00	-14 30	172	+13.0	850	4×4	60×60×100	40.0	20	56	12	0	0	0	12	88	
8	Паруса	7 45	-24 00	208	2.0	1500	4×4	100×100×150	10.0	4	34	30	12	4	0	12	84	
9	Паруса	8 10	-46 30	228	7.0	1600	4×4	110×110×50	35.0	12	54	32	14	0	0	14	112	
10	Рак	8 35	+20 00	173	+33.0	300	2×2	10×10×200	5.0	40	8	0	0	0	0	40	48	
11	Центавр	11 00	-58 30	256	-0.5	600	6×6	60×60×20	5.0	30	240	8	0	0	0	240	278	
12	Центавр	14 10	-46 00	284	+14.0	1200	2×4	40×80×50	10.0	10	40	14	12	0	0	100, 110, 150	76	
13	Волк	14 30	-51 00	287	8.0	1200	4×4	80×80×50	18.0	10	32	12	8	0	0	380, 1200, 1300	62	
14	Волк	15 10	-49 30	291	6.0	1200	4×4	80×80×50	17.5	10	48	24	12	0	0	12	94	
15	Наугольник	16 15	-49 00	299	0.3	1700	4×4	120×120×50	17.5	8	60	24	10	12	0	670, 1080	114	
16	Жервеник	16 50	-27 00	324	2.0	1200	2×2	40×40×50	15.0	12	26	18	10	10	0	10	66	
17	Жервеник	17 30	-47 00	312	7.0	1700	4×4	120×120×50	37.5	8	52	30	26	20	0	20	136	
18	Жервеник	18 02	-29 30	332	4.0	1400	4×4	100×100×100	20.0	6	56	34	22	4	0	22	118	
19	Щит	18 05	-18 00	336	0.0	1200	4×4	80×80×50	12.5	10	24	28	12	0	0	1750, 1850	74	
20	Орел	19 00	+14 30	156	2.5	550	4×4	40×40×150	7.5	20	60	4	0	0	0	60	84	
21	Лебедь	20 00	+45 00	48	6.5	800	4×4	60×60×400	15.5	34	70	12	0	0	0	70	116	
22	Ящерица	22 40	+45 30	67	+11.0	550	4×4	40×40×100	6.7	34	60	6	0	0	0	60	100	
23	Кассиопея	23 30	+52 00	74	+9.0	550	4×4	40×40×100	6.7	24	40	0	0	0	0	40	64	

тянуты по лучу зрения. Мы исправили расстояния до сгущений за поглощение света в Галактике с помощью хорошо известной формулы [8]:

$$A(r, b) = \frac{a_0 \beta}{\sin b} \left( 1 - e^{-\frac{r \sin b}{\beta}} \right).$$

Обозначим через  $R_i$  и  $r_i$  фотометрические расстояния до самого далекого и самого близкого краев сгущения. Разность  $R_i - r_i$  будет фотометрическим диаметром сгущения, а полусумма  $\frac{1}{2}(R_i + r_i)$  — фотометрическим расстоянием до центра сгущения. Обозначим, соответственно, через  $R'_i$  и  $r'_i$  исправленные за поглощение света в Галактике значения: разность  $R'_i - r'_i$  и полусумма  $\frac{1}{2}(R'_i + r'_i) = R''_i$  будут, соответственно, исправленными значениями названных величин.

По исправлении расстояний мы сумели выделить звезды поля. Расстояния для них обозначим через  $R_{if}$ . Очевидно, что разность  $R''_i - R_{if}$  будет расстоянием от звезд поля до центра сгущения. В табл. 4 приведены исправленные данные.

Таблица 4

Созвездие	$R''_i$	Размеры в градусах	Размеры в парсеках	$R_{if}$	$R''_i - R_{if}$	Число звезд	Плотность
Персей I . . . . .	390	6.5×4.5	40×30	290	100	70	6.0
Персей II . . . . .	370	6×4	40×30	270	100	68	17.9
Орион . . . . .	420	4×5	30×40	280	140	46	3.5
Орион . . . . .	390	4×4	30×30	310	80	40	3.6
Большой пёс . . . . .	690	6×6	70×70	500	190	44	16.7
Близнецы . . . . .	600	4×4	40×40	440	160	12	40.0
Паруса . . . . .	850	2×4	60×60	680	170	12	10.0
Паруса . . . . .	870	4×4	60×60	750	120	14	35.0
Центавр . . . . .	380	6×6	40×40	280	100	24	5.0
Центавр . . . . .	770	2×4	30×60	640	130	12	10.0
Волк . . . . .	670	4×4	50×50	600	70	8	18.0
Волк . . . . .	620	4×4	40×40	550	70	12	17.5
Наугольник . . . . .	640	4×4	40×40	550	90	12	17.5
Жервеник . . . . .	530	2×2	20×20	470	60	10	15.0
Жервеник . . . . .	880	4×4	60×60	740	140	20	37.0
Скорпион . . . . .	590	4×4	40×40	550	40	22	29.0
Щит . . . . .	480	4×4	30×30	420	60	12	12.5
Орел . . . . .	420	4×4	30×30	310	110	60	7.5
Лебедь . . . . .	470	6×6	50×50	350	120	70	15.5
Ящерица . . . . .	410	5×5	35×35	300	110	60	6.7
Кассиопея . . . . .	430	4×4	30×30	330	100	40	6.7

На рис. 1 мы представили распределение 21 сгущения А относительно галактического экватора.

Из 21 сгущения мы выбрали 3 — в Персее (II), Лебеде и Ящерице, обнаруживающие при первом же рассмотрении большую плотность для звезд ярче 9,5 видимой зв. величины, т. е. для которых каталог является более полным; кроме того, эти сгущения более доступны для наших наблюдений и более богаты известными о них данными. В случае этих трех сгущений мы исправили расстояния за поглощение света также и для окружающих звезд, расположенных во взятых нами вокруг каждого

сгущения смежных восьми участках, каждый из которых равен по площади данному сгущению. После этого мы приступили к подробному исследованию пространственного и поверхностного распределения звезд в трех сгущениях.

Допустим, что сгущение видно под телесным углом  $\omega$ ; все звезды сгущения и поля будут находиться внутри конуса АОВ (рис. 2), а звезды одного только сгущения -- где-либо, внутри некоторого усеченного конуса. Разделим конус параллельными основанию плоскостями и введем обозначения:

$$O_{a1} = r_1, \quad O_{a2} = r_2, \dots, \quad O_{ai} = r_i.$$

Объем конуса АОВ будет выражаться через  $\frac{\omega}{3} r_i^3$ , а объем конуса  $OQQ'$  равен  $\frac{\omega}{3} r_{i-1}^3$ . Следовательно, объем усеченного конуса  $ABQQ'$  равен:

$$v_i = \frac{\omega}{3} (r_i^3 - r_{i-1}^3). \quad (1)$$

Для преобразования разности  $r_i^3 - r_{i-1}^3$  обозначим:  $\frac{r_i + r_{i-1}}{2} = R_i$ ; откуда  $r_i - R_i = h$  и  $R_i - r_{i-1} = h$  или  $r_i = R_i + h$ ,  $r_{i-1} = R_i - h$ , а разность  $r_i^3 - r_{i-1}^3$  примет вид:

$$r_i^3 - r_{i-1}^3 \approx 6R_i^2 h + 2h^3 = 6h^3 \left( \frac{R_i^2}{h^2} + \frac{h}{3} \right).$$

Подставляя это значение в (1), получим

$$v_i \approx 2\omega h^3 \left( \frac{R_i^2}{h^2} + \frac{h}{3} \right).$$

Ввиду того, что отношение  $\frac{R}{h}$  гораздо больше, чем  $\frac{h}{3}$ , то последнее можно отбросить, после чего получим:

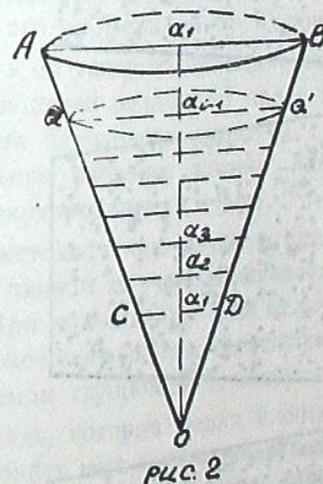
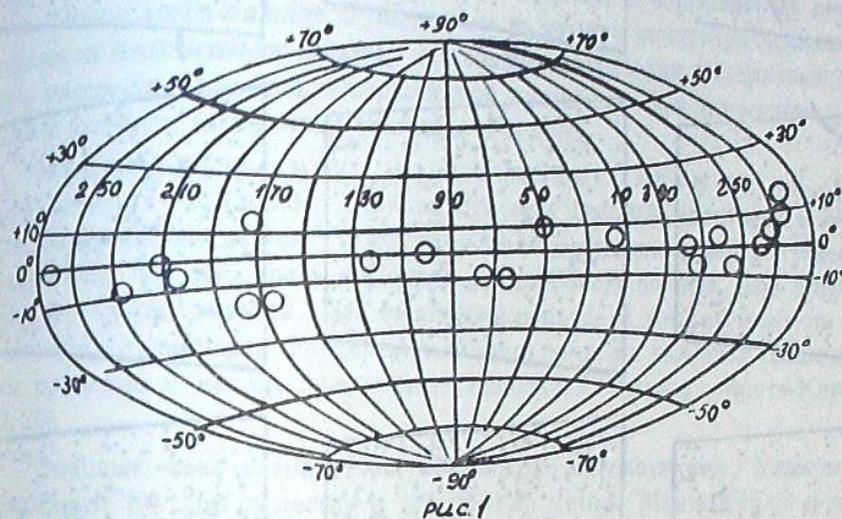
$$v_i \approx 2\omega h R_i^2.$$

Так как  $h = 10$  пс, то для всех  $v_i$ ,  $2\omega h = a = \text{const.}$ , т. е.:

$$v_i \approx a R_i^2. \quad (2)$$

Обозначим через  $N_i$  число звезд в  $i$ -м усеченном конусе, плотность в этом же конусе -- через  $\rho_i$ , тогда

$$\rho_i = \frac{N_i}{v_i}. \quad (3)$$



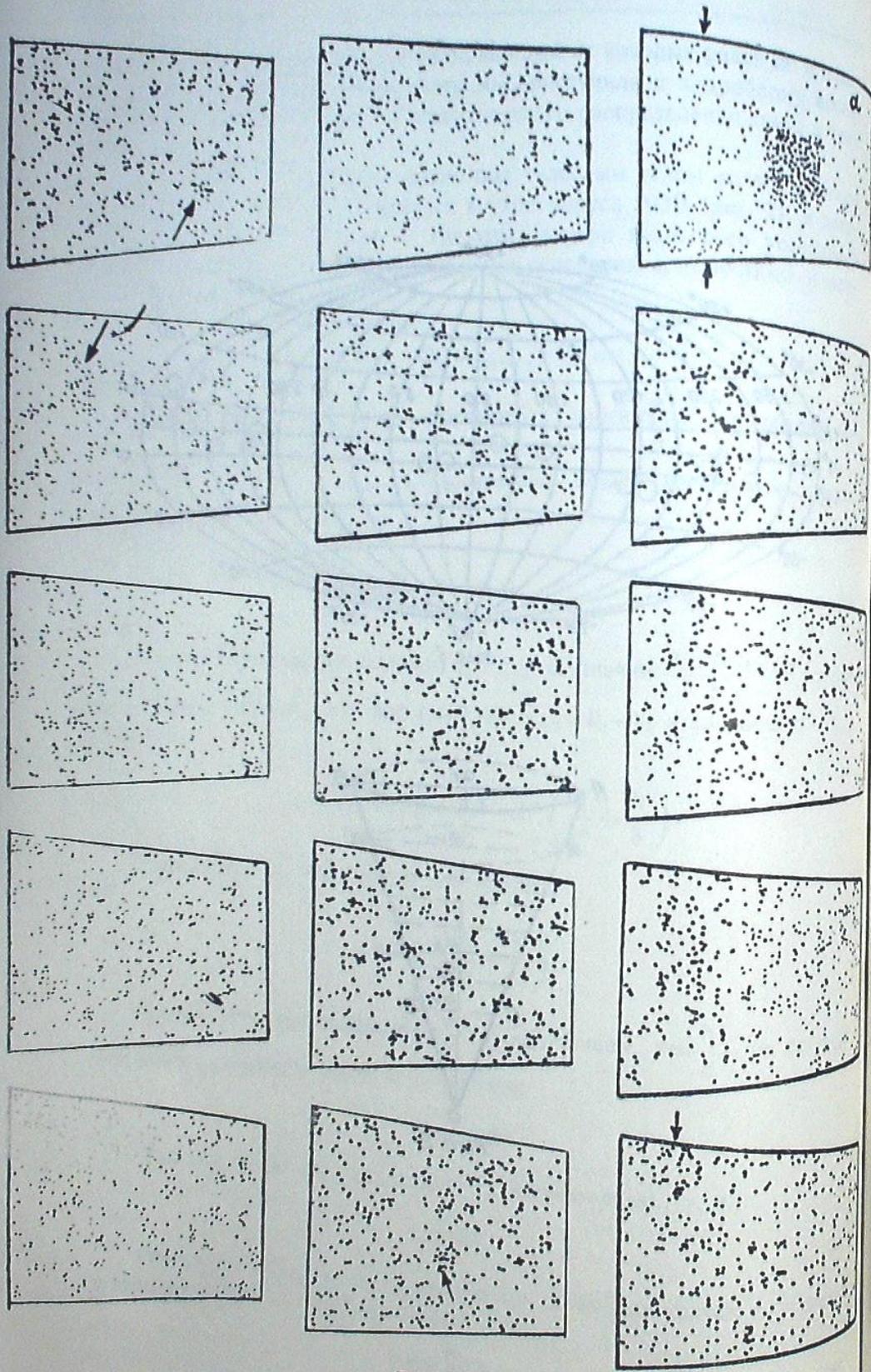


Рис. 3

Пользуясь последней формулой, мы вычисляли плотности звезд в сгущениях. С целью определения расстояния до центра сгущения мы построили график, по оси абсцисс которого отложены расстояния  $r_i$  в пс, а по оси ординат — плотности  $\rho_i$ . Расстояние, соответствующее наибольшей плотности, мы принимали за расстояние центра сгущения. Затем мы нанесли на карту звезды, имеющие расстояния, приписываемые сгущению. После этого каждое сгущение мы разделили концентрическими полосами и подсчитывая звезды, приходящиеся на один квадратный градус, рассматривали ход поверхностной плотности. Это позволило нам точнее оценить поперечные размеры сгущений.

Применение метода случайных испытаний (метод Монте-Карло). При определении средней плотности в области, содержащей данное сгущение звезд и плотности самого сгущения, оказалось, что плотность сгущения сравнительно больше, чем средняя плотность всей области. Для выяснения вопроса о том, вызвано ли это различие случайными флуктуациями звезд или же является реальным мы прибегли к методу случайных испытаний (метод Монте-Карло) [2, 25].

Впервые идея метода была предложена математиками Улэмом и Нейманом [9]. По существу о применении метода Монте-Карло можно говорить после работы Н. Метрополиса и С. Улэма [25], вышедшей в 1949 году. В физике применение этого метода встречается в работах Бернардини, Буса, Линденбаума [25] и др. В астрономии он применялся очень редко. Впервые его применил А. Ф. Торонджадзе в 1958 году [26].

В настоящее время он успешно применяется в разных областях науки, в частности, при решении различных задач вычислительной математики, путем построения случайного процесса с параметрами, равными искомым величинам (при решении систем линейных алгебраических уравнений, эллиптических уравнений и др.).

Сущность этого метода заключается в следующем: допустим, что искомая величина, в данном случае, вероятность появления данного сгущения, равна  $P$ . Для нахождения этой величины строим случайный процесс, параметром которого могла бы служить средняя плотность звезд в поле, занимаемом сгущением и вокруг него.

Рассмотрим площадь, которая равна площади сгущения и площадям расположенных вокруг него восьми участков, вместе взятых. На эту площадь нанесем точки (количество точек равно количеству звезд в сгущении и в вышеупомянутых восьми участках вокруг сгущения), координаты которых взяты из таблицы случайных чисел. Так мы получим распределение точек на этой площади. Такие испытания мы провели для каждого сгущения по 14 раз. Если группирование звезд во взятом сгущении случайное, то хоть в одном из этих испытаний (общее количество которых 42) мы должны были бы получить такое же распределение точек. И так как этого не замечается, то можно заключить, что сгущение является реальным.

Перейдем теперь после этого теоретического изложения к детальному изучению наших 3-х сгущений, т. е. выясним какова поверхностная и пространственная плотность звезд сгущений, их точные размеры, расстояния и т. д.

Сгущение в Персее (II). Ее координаты:  $\alpha = 4^{\circ}00'$ ,  $\delta = +44^{\circ}00'$ ;  $l' = 122^{\circ}$ ,  $b' = -4^{\circ}0'$ . Оно содержит 32 звезды, разбросанные на площади 25 кв. градусов.

Применив формулы (2) и (3), мы определили пространственную плотность звезд в направлении на сгущение, на разных расстояниях Солнца. Результаты приведены в табл. 5.

Здесь  $\frac{V_i}{k}$  одна десятитысячная объема усеченного конуса ( $k = 10\ 000 M$ ), соответствующая  $R_i$ .

Из таблицы видно, что на расстоянии 340 пс плотность звезд наибольшая. Это значит, что на этом расстоянии находится центр сгущения, а основная масса звезд сосредоточена от 320 до 360 пс.

С целью оценки поперечного размера сгущения, мы нанесли на карту звезды сгущения и окружающих восьми участков, расстояния которых заключены в интервале от 320 до 360 парсек. Проведя анализ по вышеописанному способу, мы получили нижеприведенную табличку, из которой следует, что поперечные размеры сгущения равны:  $4.5 \times 5^{\circ}.0$  и  $30 \times 30$  пс.

0.0—1°.0	1.0—2°.0	2.0—3°.0	3.0—4°.0	4.0—5°.0
3.19	1.17	0.38	0.23	0.00

Сгущение в Лебеде ( $\alpha = 20^{\circ}10'$ ,  $\delta = +45^{\circ}30'$ ;  $l' = 49^{\circ}.0$ ,  $b' = +5^{\circ}.2$ ) содержит 83 звезды, большинство из которых типа A0—A2; включает себя Площадку Каптейна 39. Результаты анализа представлены в табл. 6.

Таблица 5

№№ п/п	$R_i$	$N_i$	$\frac{V_i}{k}$	$\rho_i$	h
1	300	2	9.00	0.22	10.0
2	320	6	10.24	0.58	
3	340	19	11.56	1.66	
4	360	7	12.96	0.56	
5	380	7	14.44	0.48	
6	400	3	16.00	0.20	
7	420	7	17.64	0.40	
8	440	4	19.36	0.20	
9	460	5	21.16	0.24	
10	480	1	23.04	0.06	
11	500	0	25.00	0.00	

Таблица 6

№№	$R_i$	$N_i$	$\frac{V_i}{k}$	$\rho_i$	h
1	290	1	8.41	0.12	10
2	310	3	9.61	0.31	
3	330	4	10.89	0.37	
4	350	24	12.25	1.97	
5	370	4	13.69	0.30	
6	390	5	15.21	0.32	
7	410	4	16.81	0.24	
8	430	5	18.49	0.27	
9	450	5	20.25	0.25	
10	470	7	22.09	0.32	
11	490	4	24.01	0.17	

Как видим, большинство звезд находится на расстоянии 350 пс от Солнца. Эти звезды образуют центр сгущения. Табличка для оценки поперечного размера имеет вид:

0.0—1°.0	1.0—2°.0	2.0—3°.0	3.0—4°.0	4.0—5°.0	5.0—6°.0
2.87	1.17	0.45	0.23	0.04	0.00

Следовательно, размеры сгущения равны:  $5 \times 4^{\circ}$  и  $30 \times 24$  пс.

Сгущение в Ящерице ( $\alpha = 28^{\circ}35'$ ,  $\delta = +46^{\circ}00'$ ,  $l' = 67^{\circ}$ ,  $b' = -11^{\circ}.0$ ) включает в себя часть площадки Каптейна 42. Оно содержит 32 звезды.

Данные о пространственном распределении звезд в сгущении представлены в табл. 7.

Таблица 7

№№ п/п	$R_i$	$N_i$	$\frac{V_i}{k}$	$\rho_i$	h
1	300	1	9.00	0.22	10
2	320	7	10.24	0.68	
3	340	17	11.56	1.47	
4	360	8	12.96	0.60	
5	380	4	14.44	0.28	
6	400	6	16.00	0.38	
7	420	5	17.64	0.28	
8	440	4	19.36	0.21	
9	460	4	21.16	0.19	
10	480	2	23.04	0.09	

Большинство звезд находятся на расстояниях от 320 до 360 пс, максимальное же количество звезд расположено на 340 пс, где очевидно и находится центр сгущения.

Следующая табличка показывает, что за поперечные размеры сгущения следует принять:  $4.5 \times 5^{\circ}.0$  и  $30 \times 30$  пс.

0.0—1°.0	1.0—2°.0	2.0—3°.0	3.0—4°.0	4.0—5°.0
3.82	0.72	0.45	0.18	0.07

Вблизи этого сгущения находится O-ассоциация, которая была обнаружена Блаау и Морганом [12]; координаты центра ассоциации суть  $l' = 67^{\circ}$ ,  $b' = -14^{\circ}$ . Звезды, входящие в ассоциацию, принадлежат большей частью подклассам O7—B3. Кроме этих звезд в ассоциации имеются звезды типа  $\beta$  CMA. Модули расстояния звезд ассоциации равны 7.0—9.5, что соответствует расстояниям 250—800 пс. Среднее расстояние до ассоциации, определяемое по звездам O7—B3, равно 460 пс.

Названные авторы построили диаграмму спектр-абсолютная величина для звезд O7—B3. Для определения движения отдельных звезд в ассоциации и самой ассоциации, в целом, относительно звезд поля, были использованы собственные движения звезд, входящих в ассоциацию, в системе FK3, с поправками за неточность прецессионной постоянной. Блаау и Морган установили связь между  $\mu_{\delta}$  и  $\delta$ , на основе которой они сделали указание на расширение ассоциации по склонению:

$$\frac{d\mu_{\delta}}{d\delta} = +0''.00086 \pm 0''.00013 \text{ в год на градус.}$$

Они же установили возраст этой ассоциации, который оказался порядком  $4.2 \cdot 10^6$  лет. Средняя лучевая скорость ассоциации в целом равна—

2.4 км/сек, а индивидуальные лучевые скорости звезд по отношению к центру ассоциации составляют в среднем около 8 км/сек. Размеры ассоциации  $12 \times 70$  пс; среднее расстояние от Солнца 460 пс, число звезд — 29.

Для 3-х вышеупомянутых сгущений мы построили диаграммы спектр-светимость. Из табл. 8 составленной по ним, видно как распределяются звезды сгущения по спектрам и абсолютным величинам.

Таблица 8

	Сгущение в Персее II		Сгущение в Лебеде		Сгущение в Ящерице	
	Число звезд	Абс. вел.	Число звезд	Абс. вел.	Число звезд	Абс. вел.
B8	—	—	1	-0.5	—	—
B9	—	—	3	0.0	1	—
A0	15	+0.5	10	+0.5	10	+0.5
A1	5	—	7	+0.8	3	+0.8
A2	9	+1.1	8	+1.1	14	+1.1
A3	—	+1.5	3	+1.5	4	+1.5
A4	—	+2.0	—	—	—	—
A5	—	—	1	+2.0	—	—

О реальности сгущений и Персее (II), Лебеде и Ящерице. Общая их характеристика. Пользуясь методом Монте-Карло мы произвели по 14 испытаний реальности для каждого сгущения. Приведем результаты для сгущения в Лебеде.

На рис. 4 буквой а обозначено действительное распределение звезд в сгущении и вокруг него, на остальной части карты приведены испытания, т. е. нанесены точки, координаты которых суть случайные числа. Как видно, распределение звезд вокруг сгущения почти такое же, как распределение точек в испытаниях. На (а) стрелками показано накопление звезд вокруг сгущения, чему соответствует случайное накопление точек в испытаниях, которые тоже показаны стрелками. Иными словами, почти во всех испытаниях можно найти такие накопления точек, которым соответствуют накопления звезд вокруг сгущений. Это свидетельствует о том, что накопление звезд вокруг сгущения является случайным, а в самом сгущении — не случайным (так как такого накопления точек, как звезд в сгущениях, в испытаниях нигде не замечается).

Допустим, мы имеем сгущение (а), где плотность звезд равна  $p$ ; пусть  $\nu$  будет усредненная плотность звезд сгущения и вокруг него. Обозначим через  $r(p)$  вероятность случайного появления данного сгущения, обладающего плотностью  $p$  в поле, где средняя плотность звезд равна  $\nu$ . Иными словами,  $r(p)$  есть вероятность того, что в расположении сгущения и вокруг него окажется поле (равное площади, занимаемой сгущением), где плотность звезд равнялась бы плотности сгущения.

Перед нами стоит задача произвести оценку вероятности случайного появления данного сгущения. Оценку можно произвести двумя пу-

1). Оценить вышеуказанную вероятность, опираясь только на количественное соотношение между  $\nu$  и  $p$ . Ее можно вычислить по формуле Пуассона, дающей зависимость между величинами  $\nu$  и  $p$ . Она имеет вид:

$$p(n) = e^{-\nu} \frac{\nu^n}{n!}$$

С ее помощью мы вычислили вероятности случайных появлений наших трех сгущений. Результаты приведены в табл. 9.

Таблица 9

№ п/п.	Сгущения	$\nu$	$p$	$P(p)$
1	Сгущение в Персее (II)	20	100	$10^{-40}$
2	" в Лебеде	40	200	$10^{-80}$
3	" в Ящерице	30	130	$10^{-40}$

Как видно, вероятности практически равны нулю.

2). Формула Пуассона ничего не говорит о конфигурации сгущения, а знание конфигурации очень важно, так как в случае, когда соотношение  $\frac{\nu}{p}$  близко к единице, распределение звезд как в сгущении, так и вокруг него равномерное и формула Пуассона бесполезна.

Рассмотрим такой пример: пусть средняя плотность звезд на единице площади вокруг сгущения ( $x$ ) равна  $\nu$ , а в самом сгущении плотность та же самая, но в сгущении все звезды расположены на одной линии, т. е. звезды сгущения создают как бы цепочку. С первого взгляда распределение звезд как в сгущении, так и вокруг него одинаковое и вышеупомянутая вероятность равна единице. Однако, дело обстоит иначе; здесь вероятность совсем другая и довольно заметно отличается от единицы. В данном случае и, вообще, для более ясного представления вероятности случайного появления сгущения, лучше провести ряд испытаний.

Допустим, вероятность случайного появления (а) сгущения есть  $p$ . Обозначим через  $P_1$  и  $P_N$ , соответственно, вероятности для одного и для всех четырнадцати испытаний. Тогда получим:

$$P_1 = p, \quad P_N = p^N.$$

Так как в нашем случае  $N=14$ , получим  $P_1 = p$ ,  $P_{14} = p^{14}$ . Допустим, что мы ничего не знаем о вероятности появления (а) сгущения, полученной по формуле Пуассона. Придавая  $p$  произвольные значения от 0.1 до 1, получим целую серию вероятностей для всех четырнадцати испытаний. Результаты представлены в нижеследующей табличке.

1	0.9	0.8	0.7	0.6	0.5	0.4	0.3	0.2	0.1
1	$10^{-1}$	$10^{-2}$	$10^{-3}$	$10^{-4}$	$10^{-5}$	$10^{-6}$	$10^{-8}$	$10^{-10}$	$10^{-14}$

Из нее можно заключить, что если вероятность появления сгущения (а) равна 0.1 и в четырнадцати испытаниях оно нигде не появляется, то вероятность появления его уменьшается до  $10^{-14}$ . Исходя из вышесказанного, для случайного появления наших сгущений получим значения, приведенные в табл. 10.

Таблица 10

№№ п/п	Сгущение	$\gamma$	$n$	$p$	$P_N$
1	Сгущение в Персее (II) . . . . .	20	100	$10^{-40}$	$10^{-500}$
2	" в Лебеде . . . . .	40	200	$10^{-80}$	$10^{-1120}$
3	" в Ящерице . . . . .	30	130	$10^{-49}$	$10^{-500}$

Как видим, вероятности случайного появления этих трех сгущений весьма малы, т. е. почти равны нулю.

Таким образом, три вышеупомянутые сгущения являются реальными, а не случайными и они заслуживают более пристального внимания. Для звезд, составляющих эти сгущения следует определить собственные движения, лучевые скорости и другие характеристики.

Из предварительного же их рассмотрения можно сделать некоторые выводы, а именно: 1) в них плотность звезд незаметно меняется при переходе от центра к перифериям; 2) звезды сгущений не обнаруживают никакой закономерности в смысле распределения звезд разных подклассов внутри сгущения; 3) сгущения состоят в основном из звезд А0-А2; 4) в них встречаются звезды типов В8-В9, хотя и редко.

В табл. 11 приведены списки звезд вышеупомянутых трех сгущений (с указанием № по НД).

Просмотр фотографий атласов Росса [13] и Паломарского [14] показал, что в местах расположения сгущений и вокруг их существуют диффузные туманности. На фото 1 приведены репродукции участков неба из атласа Росса, где расположены наши сгущения.

Для звезд, входящих в сгущения (табл. 11) в каталогах Маунт-Вильсон [15] и Дженкинса [16], к сожалению, не оказалось данных ни по параллаксам, ни по собственным движениям. Не оказались для них собственные движения и указания на кратность также и в каталогах EB<sub>L</sub> [17] и Айткена [18].

Интересно проверить реальность существования этих сгущений по некоторым физическим характеристикам. Такими характеристиками могли бы служить, например, кривые распределения энергии в спектрах и лучевые скорости звезд. Мы предприняли накопление и анализ такого материала. Он был получен нами на 70-см менисковом телескопе Абамой. Спектрограммы (№№ 1761—1764, 1784—1791, 1803—1810) были получены в сентябре 1960 года на пластинках Ильфорд-Зенит; стандартизация пластинок производилась по шкалам, получаемым на лабораторном спектрографе ИСП-51. Спектры для определения лучевых ско-



Сгущение №2



Сгущение №19



ростей звезд снимались по реверзионному методу (см. работу Р. И. Киладзе [19]).

Таблица 11

Сгущ. в Персее (II)		Сгущ. в Лебеде		Сгущ. в Ящерице	
№№	HD	№№	HD	№№	HD
1	24 609	1	188 538	1	213 313
2	611	2	611	2	484
3	724	3	712	3	744
4	725	4	832	4	800
5	944	5	189 347	5	214 020
6	25 032	6	795	6	262
7	092	7	915	7	312
8	134	8	916	8	651
9	25 196	9	190 253	9	694
10	365	10	566	10	765
11	516	11	689	11	819
12	583	12	191 374	12	859
13	617	13	422	13	918
14	668	14	565	14	026
15	719	15	670	15	039
16	735	16	872	16	088
17	747	17	976	17	215 225
18	810	18	192 036	18	287
19	958	19	201	19	357
20	26 050	20	259	20	486
21	078	21	301	21	565
22	160	22	357	22	646
23	170	23	379	23	954
24	222	24	515	24	972
25	233	25	599	25	988
26	329	26	891	26	216 002
27	568	27	933	27	037
28	582	28	986	28	117
29	639	29	193 114	29	160
30	27 059	30	140	30	176
31	060	31	236	31	340
32	435	32	194 091	32	996
		33	133		

Фотометрия непрерывного спектра звезд. Естественно, что спектры звезд сгущения несколько должны отличаться от «обычных звезд», т. е. звезд поля; это различие может быть обусловлено различием в возрасте (разумеется, речь идет о звездах одного и того же спектрального типа). Если такой эффект существует, он может выявить себя в распределении энергии в непрерывном спектре. Мы приняли исследование этого вопроса. Звезды поля выбирались недалеко от звезд сгущения с таким расчетом, чтобы используемая для относительной фотометрии звезда сравнения получалась как на снимке сгущения, так и на снимке поля. При этом, мы старались, чтобы видимые величины и модули расстояний исследуемых звезд, звезд поля и звезд сравнения по возможности были одинаковыми. При этом учитывалось также межзвездное поглощение света.



значения которых приведены в табл. 12. Во втором столбце приведены средние поправки лучевой скорости за движение Земли вокруг Солнца, в третьем — поправки за движение Солнца в пространстве, в четвертом — эффект галактического вращения, в пятом — поправки за К-эффект, в шестом — групповая скорость сгущения (в км/сек.). В остальных столбцах приведены, соответственно, значения этих поправок для звезд поля (поправки все усреднены).

Таблица 12

	$\bar{V}_*$	$\overline{V_{\odot \cos \lambda}^*}$	$\bar{V}_{or}^*$	$K\bar{r}^*$	$V_{gp}^*$	$\bar{V}_*$	$\overline{V_{\odot \cos \lambda}^*}$	$\bar{V}_{or}^*$	$K\bar{r}^*$	$V_{gp}^*$
Сгущение в Лебедь	+24.0	-17.1	+2.7	+0.2	-16.2	+23.7	-16.9	+1.5	+0.1	-4.0
Сгущение в Ящерице	+13.5	-11.0	-2.0	+0.2	-11.0	+13.5	-11.0	-1.2	+0.2	+2.6

Учет этих поправок дает исправленные лучевые скорости звезд сгущения и звезд поля, значения которых даны в табл. 13.

Буквы, приписанные к лучевым скоростям, означают: а — очень хорошее, в — хорошее, с — среднее по надежности определения. Ошибка определения лучевых скоростей в среднем составила  $\pm 13,4$  км/сек.

Из табл. 13 можно получить, что разницы в групповых скоростях звезд сгущения и поля для сгущений в Лебедь и Ящерице, соответственно, составляют  $12,2 \pm 4,3$  км/сек и  $13,6 \pm 4,5$  км/сек.

Таблица 13

Сгущение в Лебедь				Сгущение в Ящерице			
Звезды сгущения		Звезды поля		Звезды сгущения		Звезды поля	
НД	Луч. ск. км/сек	НД	Луч. тк. км/сек	НД	Луч. ск. км/сек	НД	Луч. тк. км/сек
188 538	- 32 с	188 166	+ 3 а	214 020	+ 49 с	213 312	- 36 а
712	- 74 а	189 160	- 22 а	262	- 19 с	673	- 29 а
189 795	+ 1 в	298	- 41 в	312	+ 49 с	214 008	- 38 в
915	- 74 в	452	+ 21 а	819	+ 47 с	420	+ 7 а
190 253	- 43 а	727	- 29 а	859	- 24 в		+ 14 в
566	- 5 в	190 045	+ 61 в	918	- 43 в	695	+ 9 а
191 374	+ 24 а	165	+ 23 в	215 026	- 25 а	215 686	+ 39 а
422	- 21 а	837	+ 18 а	039	- 53 а	687	+ 1 в
565	- 3 а	191 175	+ 6 а	088	+ 4 с	791	+ 24 в
670	- 21 а	333	- 38 а	357	- 42 с	856	+ 25 а
872	+ 20 в	420	+ 55 а	486	- 44 с	926	+ 43 а
192 036	- 31 а	492	- 9 а	565	+ 1 а	216 003	+ 7 а
201	+ 6 а	528	+ 24 а	646	- 29 а	108	+ 31 а
259	- 33 а	588	- 6 а	954	- 17 а	158	+ 23 а
301	+ 8 а	192 496	- 60 а	988	- 17 в	256	+ 5 в
357	+ 36 с	729	- 40 а	216 002	+ 5 в	450	- 41 а
379	- 41 а	193 386	- 50 а	037	- 3 а		
599	- 51 а	387	+ 13 а	117	- 33 с		
933	+ 3 в			340	- 15 а		
986	+ 26 а						
193 140	- 30 а						

Оценка достоверности вычисленной разности в групповых лучевых скоростях. Для оценки достоверности полученного результата нами применен критерий Стьюдента [21] (оценка гипотезы двух средних). Пусть  $x_1, x_2, \dots, x_{n_1}$  и  $y_1, y_2, \dots, y_{n_2}$  есть соответственно изменение значения величины X и Y. Обозначим через  $\bar{x}, S_x^2$  соответственно среднее значение и дисперсию для величины X. Соответствующие значения для величины Y будут  $\bar{y}, S_y^2$ ; очевидно:

$$\bar{x} = \frac{1}{n_1} \sum_{i=1}^{n_1} x_i, \quad S_x^2 = \frac{1}{n_1} \sum_{i=1}^{n_1} (x_i - \bar{x})^2, \quad (10)$$

$$\bar{y} = \frac{1}{n_2} \sum_{i=1}^{n_2} y_i, \quad S_y^2 = \frac{1}{n_2} \sum_{i=1}^{n_2} (y_i - \bar{y})^2.$$

Тогда для критерия Стьюдента имеем [21]:

$$t = \frac{\bar{y} - \bar{x}}{\sqrt{\frac{n_1 S_x^2 + n_2 S_y^2}{n_1 + n_2}}} \sqrt{\frac{n_1 n_2 (n_1 + n_2 - 2)}{n_1 + n_2}}. \quad (11)$$

Обозначим через q (в процентах) вероятность того, что разность  $\bar{y} - \bar{x}$  является случайной, тогда:

$$q\% = 2B_k \int_{t_{q,k}} \left(1 + \frac{t^2}{k}\right)^{\frac{k+1}{2}} dt, \quad (12)$$

где  $B_k$  зависит только от степени свободы k (где  $k = n_1 + n_2 - 2$ ) и выражается с помощью Г-функции следующим образом:

$$B_k = \frac{\Gamma\left(\frac{k+1}{2}\right)}{\Gamma\left(\frac{k}{2}\right) \sqrt{\pi k}}. \quad (13)$$

Исходя из характера нашей задачи, мы выбираем такую гипотезу: если получаемый результат, т. е. разница в групповых лучевых скоростях звезд сгущения и поля оправдывается на 70% или больше, то мы эту разность считаем реальной. Теперь переходим к проверке этой гипотезы, насколько верно наше предположение. За предельное значение  $q\%$  принимаем — 70% или 80% для сгущений в Лебедь и Ящерице, соответственно. С помощью формулы (12) мы составили таблицу 14, аналогично приводимой в [21], устанавливающую связь между значениями логично приводимой в [21], устанавливающую связь между значениями процентных пределов  $t_{q,k}$  и вероятностью  $q\%$ . Из этой таблицы находим предельные значения  $|t| = 0.73$  для сгущения в Лебедь и  $|t| = 1.12$  в Ящерице.

В соответствии с формулой [21] имеем:

$$t = \frac{V_{gp}^* - V_{gp}^*}{\sqrt{\frac{n_1 \sigma_1^2 + n_2 \sigma_2^2}{n_1 + n_2}}} \sqrt{\frac{n_1 n_2 (n_1 + n_2 - 2)}{n_1 + n_2}}, \quad (14)$$

куда вносим для сгущения в Лебеде:

$$V'_{гр} - V''_{гр} = 12.2 \pm 4.0 \text{ км/сек} \cdot n_1 = 21, \quad n_2 = 18, \quad \sigma_1 = 30.8 \text{ км/сек}, \\ \sigma_2 = 34.0 \text{ км/сек},$$

для сгущения в Ящерице:

$$V'_{гр} - V''_{гр} = 13.6 \pm 4.5 \text{ км/сек}, \quad n_1 = 19, \quad n_2 = 16, \quad \sigma_1 = 30.3 \text{ км/сек}, \\ \sigma_2 = 26.9 \text{ км/сек}.$$

Таблица 14

q	2	5	10	15	20	25	30	35	40	45	50
t	2.58	1.96	1.64	1.38	1.12	0.91	0.73	0.60	0.48	0.38	0.30

По формуле (14) находим значения  $|t|=1.15$  для сгущения в Лебеде и  $|t|=1.36$  — в Ящерице.

Так как для обоих сгущений полученные значения  $t$  из этой таблицы меньше значений  $t$ , полученных из формулы (14), можно сказать, что наша гипотеза верна и вероятности случайности полученной разности в групповых лучевых скоростях звезд сгущения и поля равны 30% и 20% для сгущений в Лебеде и Ящерице, соответственно. Иными словами, вероятность того, что вышеупомянутые разности являются действительными, равна 70% и 80%, соответственно, для сгущений в Лебеде и Ящерице.

К вопросу о расширении А-сгущений. На основе изучения лучевых скоростей 25-ти О-ассоциаций из работы Б. Е. Маркаряна [22] и 27-ми — из работы В. Моргана, А. Уитфорда и А. Кода [23], Л. В. Мирзоян [24] вывел величину скорости расширения О-ассоциаций (по методу «синтетических ассоциаций»).

Следуя ему, мы попытались определить скорость расширения сгущений в Лебеде и Ящерице. Она получилась у нас равной  $16.1 \pm 5.7$  км/сек.

Используя критерии Стьюдента, мы вычислили достоверность этого результата и установили, что скорость расширения является действительной (вероятность оказалась равной 70%).

**Заключение.** Исследовано распределение по небу 55 тысяч звезд спектрального класса А по данным каталога НД. Оказалось, что в ряде случаев они образуют реальные сгущения. Этот вывод подкреплен применением метода случайных испытаний и формулы Пуассона. Сгущения преимущественно распределены вблизи галактической плоскости в зоне с галактическими широтами  $\pm 10^\circ$ . Угловые диаметры сгущений меняются от  $2^\circ$  до  $6^\circ$ . Средние размеры и плотности А-сгущений порядков средних размеров и плотностей О- и Т- ассоциаций. Из фиксированных нами 21 сгущения три выделяются плотностью и относительно резкими очертаниями. Средняя плотность для всех трех равна  $7 \times 10^2$  в

куб. пс; среднее расстояние 340—350 пс. Сгущения содержат преимущественно звезды А0-А2; звезды В8-В9 встречаются редко. Различий в распределении спектральной энергии для звезд сгущений и поля не обнаружено (из-за незначительности предполагаемого эффекта и искажающего влияния бальмерового континуума). Средние лучевые скорости звезд сгущений в Лебеде и Ящерице отличаются от средних лучевых скоростей поля на  $12.2 \pm 4.3$  км/сек и  $13.6 \pm 4.5$  км/сек. соответствующим образом различия лучевых скоростей являются действительными, равны 70% и 80%. Средняя скорость расширения двух сгущений получилась равной  $16.1 \pm 5.7$  км/сек; вероятность же того, что этот результат является действительным, равна 70%.

Следовательно, фиксированные нами сгущения звезд спектрального класса А в Лебеде и Ящерице можно рассматривать как реальные расширяющиеся сгущения.

Звезды, приведенные в табл. 11 и отнесенные нами к сгущениям в Персее, Лебеде и Ящерице, следует иметь в виду в качестве объектов для определения собственных движений. Целесообразно также более подробное исследование остальных сгущений списка табл. 3.

Тбилисский государственный университет

Кафедра астрономии

Декабрь, 1965.

А - სპექტრული კლასის ვარსკვლავთ შეჯგუფებადის საკითხის  
ბამოკვლევა შემთხვევითი ცდების მეთოდის (კონტა-პარალს  
მეთოდი) გამოყენებით

გ. კევანიშვილი

(რეზუმე)

ვარსკვლავთ ასტრონომიის მრავალი ამოცანის გადაწყვეტა მჭიდრო კავშირშია სხვადასხვა ტიპის ვარსკვლავთ, კერძოდ, О-В ვარსკვლავების განაწილების ცოდნასთან. როგორც ცნობილია, ამ ტიპის ვარსკვლავთ განაწილების შესწავლამათვის დროზე ასტრონომები მიიყვანა ჩვენი გალაქტიკის ერთ-ერთი შესანიშნავი ტიპის დაჯგუფებების — ასოციაციების აღმოჩენამდე.

მაშასადამე, ჩვენი გალაქტიკის სხვადასხვა უბნებში О-В ვარსკვლავები ქმნიან გარკვეულ დაჯგუფებებს. აქედან გამომდინარე, არ იქნებოდა საფუძველს მოკლებული საკითხის დასმა იმის შესახებ, თუ როგორია А კლასის ვარსკვლავების განაწილება და ქმნიან თუ არა ისინი შეჯგუფებებს, ანუ, სხვა სიტყვებით, ხომ არ არსებობს ჯგუფები, რომლებიც შეიცავენ В8-А კლასის ვარსკვლავებს?

1952 წელს ვ. ამბარცუმიანმა გამოთქვა აზრი А შეჯგუფებების, ანუ А-ასოციაციების არსებობის შესახებ. ასეთი სახის შეჯგუფების მაგალითად მან მიუთითა ვარსკვლავების შეჯგუფებას ფარის თანავარსკვლავებში ლია გროვის М 11 (NGC 6705) ირგვლივ.

A კლასის ვარსკვლავების განაწილების შესახებ ძალიან ცოტა შრომა მოაპოვება. 1956 წელს ვან-რაინმა მოგვცა A0-A5 კლასის ვარსკვლავების განაწილება კაპტეინის რჩეულ არეებში [3, 4]. იმავე წელს მაკ-კესკომ შეისწავლა A0-დან M-მდე ვარსკვლავების განაწილება მზის მახლობლობაში, მისგან 50—300 პარსეკის დაშორებით [6]. შემოხსენებული ავტორები სიმკვრივეებს აფასებდნენ გათვლით ფართო არეებზე, ვიდრე ეს შეეძლოთ დაეკავებიათ შეჯგუფებებს; გარდა ამისა, მათ მიზანს არ შეადგენდა ცალკეული შეჯგუფებების აღმოჩენა.

ჩვენ მიზნად დავისახეთ HD კატალოგის მასალაზე შეგვესწავლა A კლასის ვარსკვლავების განაწილება და ამ კლასის ვარსკვლავების შესაძლო შეჯგუფებების გამოკვლევა-შესწავლა. შესრულებული სამუშაო მოკლედ შემდეგნაირად ჩამოყალიბდა.

ა) HD კატალოგიდან, A კლასის 55 ათასი ვარსკვლავისათვის ამოვეყრიე სპექტრული ქვეკლასი, ფოტოვიზუალური სიდიდე, პირდაპირი აღვენა და დახრილობა; გამოვითვალეთ რა თითოეული ვარსკვლავისათვის მანძილის მონდული, დავსვით ისინი რუკაზე, გვეატორული კოორდინატებისა და მანძილის მიხედვით (მივმართავდით სხვადასხვა აღნიშვნებს სხვადასხვა სიღრმეზე მდებარე ვარსკვლავებისათვის ყოველი 50 პარსეკის შემდეგ). რუკა შედგება 24 ნაწილისაგან. თითოეული ნაწილი წარმოადგენს მერიდიანულ ორკუთხედს.

ბ) თითოეულ ორკუთხედზე გვატარეთ  $\pm 10^\circ$  გალაქტიკური განედის შესაბამისი პარალელები. ასე-გამოყოფილ თითოეულ არეს პირობითად ვუწოდებთ შესაბამისი ორკუთხედის გალაქტიკური არე, ხოლო მათ ერთობლიობას გალაქტიკური სარტყელი.

გ) თითოეული ორკუთხედისათვის გამოვითვალეთ ვარსკვლავთ ზედაპირულ სიმკვრივე. აღმოჩნდა, რომ ზედაპირული სიმკვრივე აღწევს მაქსიმალურ მნიშვნელობებს 6,7 და 18 საათის პირდაპირი აღვლენების შესაბამ ორკუთხედებში.

დ) გამოვითვალეთ თითოეული გალაქტიკური არესათვის ვარსკვლავთ რიცხვ ერთ კვადრატულ გრადუსზე (ვარსკვლავთ დათვლები ვაწარმოეთ თითოეულ არესათვის ნებისმიერად აღებულ 10 უბანზე).

ე) რუკაზე აღმოჩნდა 23 შეჯგუფება. თითოეულ შეჯგუფების ირგვლივ ავიღეთ რვა არე (თითოეულ არეს ფართობი უდრიდა შეჯგუფების ვარსკვლავების მიერ დაკავებულ ფართს) და ვარსკვლავთ დათვლებს საფუძველზე ვერ გამოვითვალეთ ვარსკვლავთ საშუალო სიმკვრივე შეჯგუფების ირგვლივ, შემდეგ კი — შეჯგუფების ვარსკვლავთ სიმკვრივე გამოვსახეთ შემოხსენებული საშუალო სიმკვრივის ერთეულებში.

ვ) გამოვითვალეთ მანძილები და ზომები თითოეული შეჯგუფებისათვის გალაქტიკური შთანთქმის გაუთვალისწინებლად.

ზ) შევასწორეთ რა გალაქტიკურ შთანთქმაზე თითოეული შეჯგუფების ახლო და შორეული კიდეების მანძილები, გამოვარკვიეთ, რომ 23 შეჯგუფებიდან ორი ცნობილ გროვებს დაემთხვა.

თ) დარჩენილი 21-დან შევარჩიეთ სამი შეჯგუფება პერსევსის, გედისა და ხვლეკის თანავარსკვლავებში და შევეუდექით მათ დეტალურ დამუშავებას. პირველ რიგში შევასწორეთ გალაქტიკურ შთანთქმაზე მანძილები შეჯგუფებამდე და აგრეთვე მის ირგვლივ შემოხსენებულ რვა უბანში მყოფ ვარსკვლავებამდე. ამის საფუძველზე თითოეულისათვის ამ სამი შეჯგუფებიდან მივიღებთ უფრო ზუსტი მანძილები, ზომები და ვარსკვლავთ ზედაპირული და სივრცული განაწილება.

ი) გამოვიყენეთ რა შემთხვევითი ცდების მეთოდი (მონტე-კარლოს მეთოდი), ვაჩვენეთ, რომ შემოხსენებული შეჯგუფებები რეალურია, გარდა ამისა, გამოვითვალეთ პუასონის ფორმულის საშუალებით ვარსკვლავთ შემთხვევითი შესაბამისად პერსევსის, გედისა და ხვლეკის შეჯგუფებისათვის.

კ) დასახელებული სამი შეჯგუფებისა და მათ ირგვლივ მყოფ ველის ვარსკვლავებისათვის განვსაზღვრეთ სხივური სიჩქარეები. შემდგომ, განაწილების სტიუდენტისეული კრიტერიუმის გამოყენებით, ვაჩვენეთ, რომ შეჯგუფებისა და ველის ვარსკვლავების საშუალო სხივურ სიჩქარეებს შორის მიღებულ სხვაობათა რეალობის ალბათობა 70 და 80%-ია, შესაბამისად, გედისა და ხვლეკის შეჯგუფებისათვის. დაბოლოს, გამოვითვალეთ შეჯგუფებების გაფართოების სიჩქარე:  $16.1 \pm 5.7$  კმ/წ. სტიუდენტის კრიტერიუმიდან გამომდინარე გაფართოების სიჩქარის მიღებული მნიშვნელობის რეალობა აღწევს 70%-ს.

ლ) ჩვენს მიერ ლოკალიზებული ორი შეჯგუფება გედისა და ხვლეკის თანავარსკვლავებში A სპექტრული კლასის ვარსკვლავთ რეალურ შეჯგუფებად ჩაითვლება.

ON THE QUESTION OF THE AGGREGATIONS OF THE A TYPE STARS INVESTIGATED BY THE MONTE-CARLO METHOD

G. Th. KEVANISHVILI

Summary

The distribution of about 55,000 A-stars of HD Catalogue has been investigated. In a number of cases they turned out to form real condensations. This conclusion is supported by application of the method of random tests (the Monte-Carlo method) and the Poisson's formula. The condensations are mostly distributed near the galactic plane. Their angular diameters vary from  $2^\circ$  to  $6^\circ$ ; mean dimensions and densities are of the order of those for O and T associations. Among 21 condensations fixed by us three are denser and have comparatively sharp outlines. The average density for the three equals to  $7 \times 10^2$  in cub. ps; mean distance is about 340—350 ps.

The condensations contain mainly A0-A2 stars. B8-B9 stars are found rarely. The mean values of radial velocities of stars in Cyg and Lac condensations differ from those of the background stars by  $12.2 \pm 4.0$  km in sec. and  $13.6 \pm 4.5$  km in sec, respectively, with the probabilities estimated according to the Stewdent's distribution equal to 70% and 80%. The average rate of expansion of the two condensations is obtained to be  $16.1 \pm 5.4$  km in sec. (with the probability equal to 70%).

Consequently, the condensations of the A-stars in Cyg and Lac, fixed by us may be considered as actually expanding ones.

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Труды Второго совещания по вопросам космогонии. Москва. 1953.  
 2. Чавчанидзе В. В. Метод случайных испытаний (Метод Монте-Карло). Труды Инст. физики АН ГССР. 1953, 3, 105.  
 3. Van-Rhijn P. Distribution in space of the stars of the H. Draper spectral classes A0 to 45 and A0 near the Sun. Publ. Kapteyn astron. lab. Groningen, 57.

4. Van Rhijn P. Distribution in space of the K-giants near the Sun. Relation of the space densities of the A-stars and the K-giants to the spiral arms. Publ. Kapteyn astr. lab. Groningen. 1955, № 7.
5. Харадзе Е. К. Каталог показателей цвета 14000 звезд и исследование поглощения света в Галактике на основе цветовых избытков звезд. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1952, 12.
6. Mc Cuskey. Aph. J. 1956, 123, № 3, 126.
7. Пареняго П. П. Курс звездной астрономии. 1954.
8. Пареняго П. П. О межзвездном поглощении света. Астрон. журн. 1945, 27, 3.
9. Uiam S. and Van Neumann J. Bull. Am. Math. Soc. 1947, 53, 1120.
10. Coldberger M. L. Phys. Rev. 1948, 74, 1269.
11. Bernardini G., Booth G. T. and Lindenbaum S. L. Phys. Rev. 1952, 88, 1017.
12. Blaauw A., Morgan W. W. Expanding motions in the Lacerta aggregata. Aph. J. 1953, 117, 2, 256—263.
13. Ross F. E., Calvert M. R. Atlas of the Milky Way. 1934.
14. Palomar observatory Sky Atlas. Pasadena. 1954.
15. Wilson R. E. General Catalogue of stellar Radial Velocities. Chicago 1953.
16. General Catalogue of trigonometric stellar parallaxes. New Haven. 1952.
17. Bergerdorfer Eigenbewegungs Lexikon (EBL). 1936.
18. Aitken R. G. New General Catalogue of double stars. 1932, I, II.
19. Кладзе Р. И. Опыт определения лучевых скоростей звезд с помощью объективной призмы, установленной перед 70-см менисковым телескопом. Бюлл. Абаст. астрофиз. обс. 1959, 24, 35.
20. Харадзе Е. К. и Бартая Р. А. К исследованию спектральных характеристик звезд в областях эмиссионных туманностей и звездных скоплений. Сообщ. АН Груз. ССР. 1958, 21, 1, 29.
21. Смирнов Н. В., Дунин-Барковский И. В. Краткий курс математической статистики для технических приложений. 1959.
22. Маркарян Б. Е. ДАН Арм. ССР. 1952, 15, II.
23. Morgan W. W., Whitford A. E. and Code A. D. Aph. J. 1953, 118, 318.
24. Мирзоян Л. В. Изв. Арм. ССР, серия физ.-мат. 1958, 9, № 5.
25. Бусленко Н. П., Голенко Д. И. и др. Метод статистических испытаний (метод Монте-Карло), М., 1962.
26. Горонджадзе А. Ф. О влиянии дискретной структуры поглощающего слоя на случайных ошибок изменений при исследовании космического поглощения по цветовым избыткам звезд. Сообщения АН Груз. ССР, 1958, 20, № 2, 161—166.

## К ВОПРОСУ О ПРИМЕНЕНИИ К ГАЛАКТИКАМ МОДЕЛИ НОРМАЛЬНОЙ ЛОГАРИФМИЧЕСКОЙ СПИРАЛИ

Р. М. ДЗИГВАШВИЛИ и Т. М. БОРЧХАДЗЕ

1. Спиральная структура, при всем ее разнообразии, является характерной особенностью галактик. Последние различаются внешней формой спиральных рукавов, их числом и характером строения. Встречаются спирали резко локализованные и, наряду с ними, с «размытой» структурой. Многообразие наблюдаемых спиральных структур, несомненно, является отображением различных фаз эволюции галактик и, поэтому, их изучение очень важно.

Хорошо известны исследования Денвера [1] форм спиральных рукавов. Вычисляя характеристический угол  $\mu$  (угол между радиус-вектором и касательной в данной точке спирали) для, примерно, 100 систем, он определил его средние значения и дисперсии для различных типов галактик по Хаббловской классификации — Sa, Sb, Sc. За последние четверть века интерес к изучению формы и структуры галактик значительно повысился. Наблюдения выявляют все большее число внешних туманностей, не имеющих, ввиду сложной и разнообразной структуры (см. напр. [2]), в рамках классического Хаббловского определения спиральных галактик. Естественно, что в таких условиях понадобилось пересмотреть взгляды и на структурное строение нашей Галактики, в определении вида которой не последнюю роль играют сравнения и аналогии с внешними галактиками.

Ясно, что по-возможности детальное исследование различных характеристик спиральных рукавов галактик поможет исследователям разобраться в сложном вопросе структурных особенностей нашей Галактики.

2. Изучение спиральной структуры Галактики связано с определенными затруднениями. Оптические данные имеются только для объектов в окрестностях Солнца. Точность определения расстояний мала и, ввиду больших случайных ошибок, выделение спиральных рукавов затруднено. Кроме того, полученные данные неоднородны, расстояния определялись различными авторами и методами и отягощены систематическими ошибками.

В последние годы Бэкер [3], на основе трехцветной фотометрии, оценил расстояния до галактических скоплений. Его измерения сравнительно точны и, главное, однородны. По распределению молодых скоплений Бэкер смог достаточно надежно выявить в окрестностях Солнца три

спиральных рукава. Спиральную структуру выявляют также и эмиссионные В звезды и некоторые другие молодые объекты, хотя и менее точно. Значительные результаты получены радионаблюдениями на волне 21 см, позволяющими изучать распределение нейтрального водорода на больших расстояниях от Солнца.

В последнее время высказываются предположения в пользу много-рукавной модели Галактики ([4], [5], [6] и др.), причем авторы, опираясь на оптические и радионаблюдения, приходят к выводу о существовании 10—15 спиральных рукавов в Галактике. Хотя высказываемые сообщения и заслуживают внимания, тем не менее, вопрос о количестве и строении рукавов Галактики пока еще далеко не ясен. С уверенностью можно говорить пока только о трех рукавах в окрестностях Солнца и заключить, что Галактику характеризует спиральная структура. Что касается ширины рукавов или известного параметра — характеристического угла  $\mu$  для них, они недостаточно уверенно определены.

3. Нами были подобраны по каталогу Шепли-Эймс 6 многорукавных галактик (NGC 1232, 5247, 3938, 3184, 4303, 4321) с хорошо прослеживаемой спиральной структурой и осью вращения, совпадающей с лучом зрения, т. е. без искажения эффектом проекции на небесную сферу; критерием этого совпадения служила общая круговая форма галактики. (Фото 1). Приведенные фотографии галактик являются репродукциями с голубых карт Паломарского Атласа, полученными с различными выдержками и увеличениями. Снимок каждой галактики сопровождается вторым таким же снимком, на котором, однако, нами вычерчены рукава спирали. При этом римскими цифрами занумерованы рукава, а арабскими — их отдельные отрезки. Для каждого из этих отрезков определялся нами характеристический угол  $\mu$ . После этого вычислялось среднее  $\mu$  для каждого рукава. Исходя из допущения, что малый отрезок рукава хорошо представляется формулой логарифмической спирали, мы вели вычисления по формуле:

$$R = R_0 e^{k\varphi}, \quad (1)$$

где  $k = \text{ctg} \mu$ ,  $\varphi$  — полярный угол,  $R_0$  — расстояние начала отдельного отрезка от центра галактики.

Логарифмируя (1), получим:

$$\lg R = \lg R_0 + k\varphi \lg e.$$

Для любого отрезка рукава можем измерить соответствующее каждому  $\varphi$  расстояние  $R$  и по способу наименьших квадратов определить  $\mu$  с достаточной точностью ( $\pm 1.5^\circ$ ).

Измеренные нами таким образом характеристические углы представлены в табл. 1, анализ которой показывает заметное изменение характеристического угла вдоль спиральных рукавов в довольно большом диапазоне — средние квадратические отклонения от  $4^\circ$  до  $20^\circ$ . Что касается отклонения  $\mu$  для отдельных ветвей от среднего  $\mu$  всей галактики, то они характеризуются сравнительно меньшими величинами.

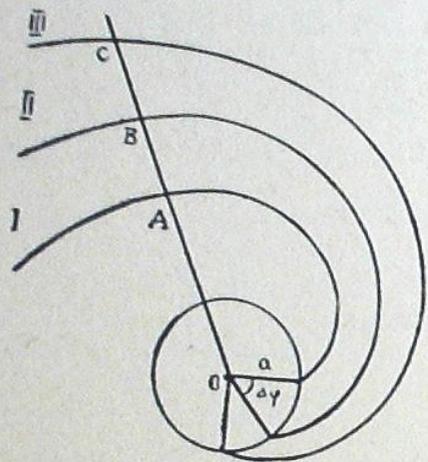


Рис. 1.

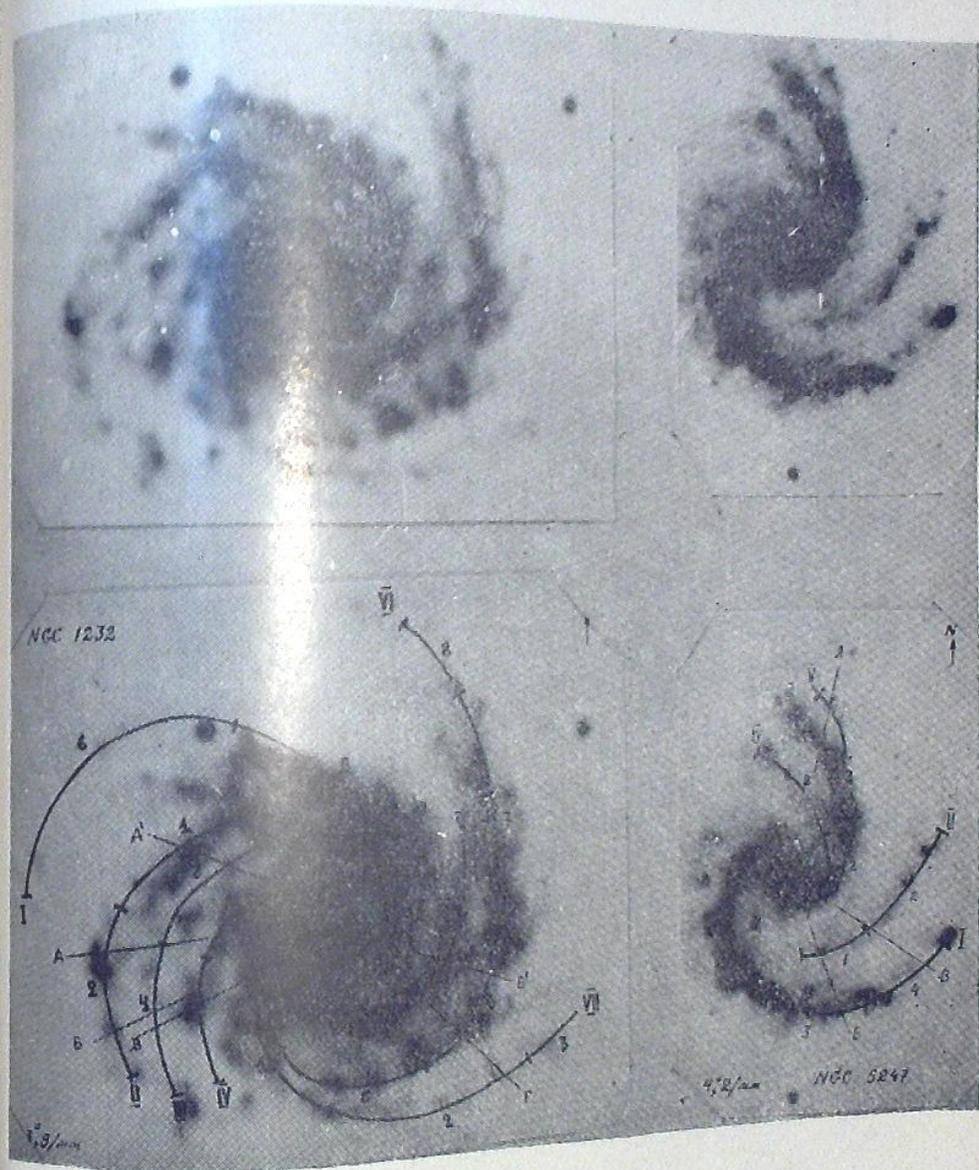


Фото 2

Заметные колебания характеристического угла вдоль спиральных рукавов, наряду с внешними неоднородностями строения рукавов, поставили перед нами вопрос о правомочности применения модели нормальной логарифмической спирали к определению числа рукавов нашей Галактики. С этой целью в рассматриваемых галактиках мы определили число спиральных рукавов на основе двух различных методов, применяемых обычно в таких случаях и исходящих из модели нормальной логарифмической спирали.

Первый метод. Допускаем, что имеется нормальная симметричная структура, т. е. галактика имеет  $n$  спиралей, описывающихся уравнением:

$$R = ce^{\mu ctg\mu} \quad (2)$$

где  $c$  — параметр, характеризующий масштаб и форму спиральных рукавов (рис. 1). Расстояние  $OB$  обозначим через  $R_0$ , а  $AB$  и  $BC$  соответственно —  $r-1$  и  $r+1$ . Тогда, исходя из формулы (2) для вышеприведенной модели получаем выражение:

$$\frac{ctg\mu}{n} = \frac{\lg(R_0+r_{+1}) - \lg(R_0-r_{-1})}{2\pi lge}$$

Таблица 1

1	2	3								4	5	6	7
		1	2	3	4	5	6	7	8				
1232	I	90	76	66	71	62	63			71	10	68	
	II	58	71							64			
	III	52	67	75	64					65			
	IV	67	59							63	9	68	6
	V	89	70	77	69					76	9		
	VI	55	83	76	61	80	89	68	89	75	13		
	VII	52	73	58						61	11		
5247	I	61	65	68	75					67	6		
	II	74	59						66				
	III	61	60	54					58	4	64	4	
	IV	78	48						63				
4321	I	86	78	64						76	11		
	II	61	75	74					70	8	74	2.9	
	III	77	76						76				
	IV	81	87	70	61				75	12			
4303	I	46	86	72	58					65	17	68	3.6
	II	52	84	79	64				70	14			
3938	I	49	71	90						70	20		
	II	53	69	75					66	12			
	III	74	90	75	75				78	8	70	9.5	
	IV	79	84	74					79	5			
	V	53	60						56				
3184	I	59	62	78	68					67	8		
	II	78	76	66	64				71	7	70	2.4	
	III	62	70	82	72				71	8			

1—номера по NGC; 2—номера рукавов; 3—номера отрезков; 4—среднее  $\mu$  для каждого рукава; 5—ср. квадр. отклонения по отдельным рукавам; 6—ср.  $\mu$  каждой галактики; 7—ср. квадратические отклонения отдельных рукавов от ср.  $\mu$  всей галактики.

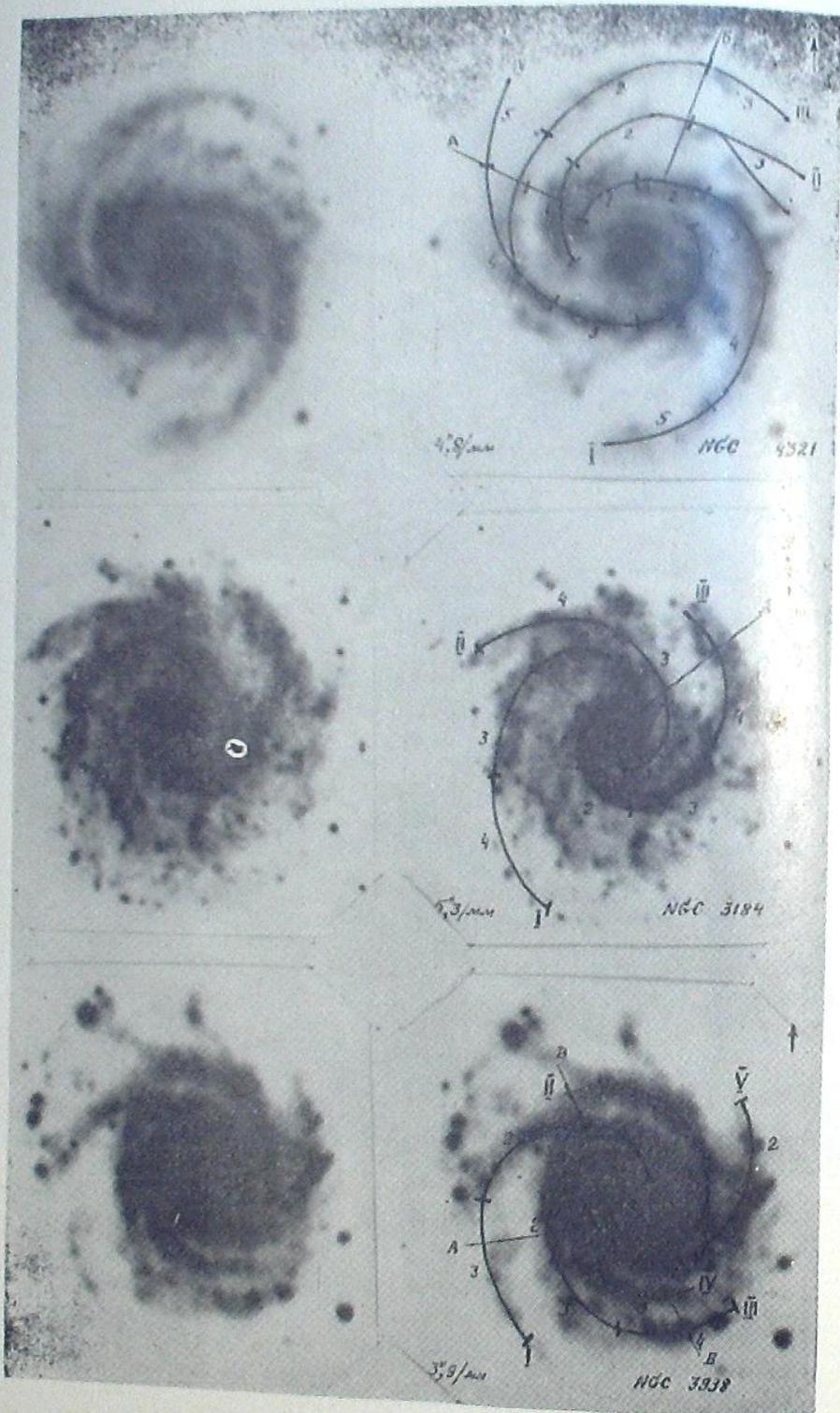


Фото I

По нему мы можем определить число рукавов  $n$ , если известны  $ctg\mu$  и соответствующие расстояния.

Второй метод. Модель галактики такова как и в случае применения первого метода. Отдельные спирали описываются уравнением.

$$R = ae^{ctg\mu (180 - \theta + p\Delta\varphi)},$$

где  $\theta$  — галактоцентрический угол, а  $p$  — номер рукава ( $p=0,1,\dots,n$ ). Логарифмируя, получаем:

$$\lg R = \lg a + x(180 - \theta) + py,$$

где  $x = ctg\mu \text{ mod}$ , и  $y = x\Delta\varphi$ .

Вычисление по способу наименьших квадратов даст значения  $a$ ,  $x$ ,  $y$ , и, следовательно,  $\Delta\varphi$ , затем по формуле  $n = \frac{2\pi}{\Delta\varphi}$  получаем число рукавов в галактике.

Мы старались приблизить условия определения числа рукавов во внешних галактиках к таковым в нашей, т. е. выбирали на трех последовательных спиралях участки, приблизительно равные по длине наблюдаемым в нашей Галактике отрезкам рукавов (в окрестностях Солнца). Затем определяли число рукавов первым методом для всех галактик и вторым — для NGC 1232. Значение  $\mu$  мы брали как среднее для трех промеряемых отрезков.

В табл. 2 сличаются результаты различных вычислений. В первом столбце даны номера NGC, во втором — направления, вдоль которых мы выбирали по три отрезка рукавов (указаны также на фотографиях галактик), в третьем — вычисленные по первому методу количества рукавов. В четвертом и пятом столбцах даны направления и количества рукавов, вычисленные по второму методу.

Таблица 2

NCC	Метод первый		Метод второй		NCC	Метод первый	
	напр.	кол. рук.	напр.	кол. рук.		напр.	кол. рук.
1232	A	4	A'	9	3938	A	0
	B	6	B'	3		B	2
	Г	4				B	4
5247	A	1			3184	A	2
	B	9				A	4
	B	2				B	2

Из таблицы видно, что в случае одной и той же галактики, в зависимости от местоположения наблюдателя, для вышеприведенной симметричной логарифмической модели получаем различные результаты. Так, для NGC 5247 по направлению A число рукавов равно 9, а по B — 2. То же самое и в других галактиках.

Вышесказанное позволяет заключить, что логарифмическую модель трудно считать пригодной для решения задач динамики и, в частности, для оценки количества спиральных рукавов. Возможно, что наша Галактика действительно является многорукавной, но совпадение вычисленного таким способом количества рукавов с вышеприведенной моделью случайно и не способно дать дополнительную информацию. Здесь необходимо отметить, что вышеуказанные методы довольно чувствительны к значению  $\mu$ . Если учесть, что направления на центр Галактики по данным различных авторов меняются от  $l=320^\circ$  до  $l=330^\circ$ , то и это обстоятельство в свою очередь может внести чувствительные ошибки при определении числа рукавов.

И, наконец, хотелось бы обратить внимание на следующее обстоятельство. Мы упоминали о наблюдаемых в окрестностях Солнца трех рукавах. Маловероятно, чтобы это было результатом трехкратного оборота вокруг центра Галактики одного и того же рукава. Это обстоятельство действительно может служить аргументом в пользу многорукавной Галактики, если только это не три конечных разветвления одного и того же рукава, с примером чего мы встречаемся, в частности, в случае NGC 5247, где рукав разветвлен.

Сентябрь, 1967.

ნორმალური ლოგარითმული სპირალის მოდელის  
გალაქტიკებისათვის გამოყენების საკითხისათვის

რ. ძიგვაშვილი და თ. ბორჩხაძე

(რეზიუმე)

განსაზღვრულია მახასიათებელი კუთხვები 6 მრავალშტოიანი სპირალური გალაქტიკებისათვის (NGC 1232, 5247, 3938, 3184, 4303, 4321). აღმოჩნდა, რომ  $\mu$ -ს მნიშვნელობა ცალკეული შტოს გასწვრივ იცვლება საკმაოდ დიდ ინტერვალში — საშუალო კვადრატული გადახრა აღწევს 4-დან  $20^\circ$ -მდე. ცალკეული შტოების საშუალო  $\mu$ -ს გადახრა მთელი გალაქტიკის საშუალო  $\mu$ -საგან შედარებით მცირეა და მათი მნიშვნელობები მოცემულია 1 ცხრილის მეშვეობით სვეტში.

განხილულია ნორმალური ლოგარითმული სპირალის გამოყენების საკითხი ჩვენი გალაქტიკის შტოების რიცხვის განსაზღვრავად. ამ მოდელის გამოყენების საფუძველზე, განსაზღვრული იქნა შტოების რიცხვი ზემოთ ჩამოთვლილი გალაქტიკებისათვის და შემდეგ — შედარებული მათში რეალურად არსებული შტოების რიცხვთან. აღმოჩნდა, რომ ხსენებული მოდელი უვარგისია ამ მიზნებისათვის და შტოების მისი გამოყენების საფუძველზე მიღებული რიცხვი არაა სარწმუნო.

## ON THE QUESTION OF APPLICATION TO THE GALAXIES OF THE NORMAL LOGARITHMIC SPIRAL MODEL

R. M. DZIGVASHVILI and T. M. BORCHKHADZE

(Summary)

The characteristic angles  $\mu$  for spirals of 6 multiarm galaxies (NGC 1232, 5247, 4303, 4321, 3938, 3184) were determined. They were found variable along spiral arms in rather large interval—the mean square deviations range from  $4^\circ$  to  $20^\circ$ . The deviations of the mean  $\mu$  of each arm from a mean  $\mu$  of the whole galaxy are comparatively small (their values are given in the 7-th column of Table 1).

The question of application of the normal logarithmic spiral model to the estimation of the number of arms in our Galaxy is considered. On the basis of this model the numbers of spiral arms for galaxies mentioned above were determined and compared with real numbers. It is shown that the normal logarithmic spiral model is undue for such purposes and the number of spiral arms thus obtained is not reliable.

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Danver C. Ann. obs. Lund. 1942, 10.
2. Воронцов-Вельяминов Б. А. и др. Морфологический каталог галактики, чч. I, II, III, IV.
3. Becker W. Z. Astrophys. 1963, 57, 117.
4. Richter G. M. Mitt. Hertz. Inst. Berlin, 1964.
5. Псковский Ю. П. Астрон. Ж. 1965, 42, 1184.
6. Павловская Е. Д., Шаров А. С. Астрон. Ж. 1966, 43, 40.

## О НАБЛЮДЕНИИ ПРОТОННОЙ ВСПЫШКИ 2 СЕНТЯБРЯ 1966 г. В АБАСТУМАНСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

Ц. С. ХЕЦУРИАНИ и А. С. ЦХОВРЕБАДЗЕ

По Международной программе изучения протонных вспышек в Абастуманской обсерватории с 1.VI. по 30.X. 1966 года велся расширенный патруль вспышек на хромосферном телескопе с помощью интерференционно-поляризационного фильтра и кинокамеры. 2-го сентября наблюдения начались в 4 ч. 04 м. (время здесь и везде в дальнейшем — всемирное). С начала наблюдений, на солнечном диске по яркости выделялся один флоккул, который имел форму  $\sim$  и пересекал большую группу пятен с координатами  $\varphi = +23^\circ$  и  $L = 183^\circ$ . На фото 1 представлен отпечаток активной области от кадра, снятого в линии  $H\alpha$  в 5 ч. 26 м., до начала вспышки.

В 4 ч. 30 м. начинается незначительное поярчение той части флоккула, которая располагалась на западе от группы пятен; другие изменения в активной области до 5 ч. 28 м. не наблюдались.

Чтобы облегчить описание развития вспышки, активная область на рис. 1 представлена в виде эскиза, где заштрихованная площадь изображает флоккул, а зачерненная — вспышку. Точки вспышки, данные на эскизе, не соответствуют какому-нибудь одному кадру, а нанесены по многим кадрам, так как они не все светятся одновременно. Выбранные, более выделяющиеся части вспышки на эскизе перенумерованы, после чего эти точки измерены на пленке. Точки 1, 2 расположены на западе от группы пятен, 3—8 — располагаются над группой пятен, точки 9—14 соответствуют восточной части вспышки.

В 5 ч. 28 м. в западной части флоккула выделилась одна точка (1 на рис. 1), яркость которой еще в 5 ч. 40 м. была чуть больше, чем средняя яркость всего флоккула. В 5 ч. 46 м. начинается поярчение той части флоккула, которая расположена над пятнами, в 5 ч. 48 м. вспыхивает точка в северо-восточной части от группы пятен (10 на рис. 1), так что на волоконце флоккула светятся четыре яркие точки (1, 3, 9, 10). В 5 ч. 49 м. светятся уже 6 точек, среди них 10-ая точка самая яркая. В 5 ч. 53 м. начинают разгораться 2, 6, 11 и 12 точки, так что флоккул перекрыт уже светящимися точками, как видно на фото 2, которое представляет собой отпечаток от кадра, снятого в 5 ч. 53 м. В 5 ч. 55 м. вспыхивает много точек (4, 5, 7, 8, 13), растут площадь и интенсивность точек вспышки.

ки, расположенных в центральной части флоккула и они полностью закрывают пятна. Отдельные яркие точки соединены менее яркими волокнами вспышки, яркость которых гораздо больше, чем средняя яркость флоккула. В 5 ч. 56 м. 4 и 5 точки соединяются. Вид вспышки в 5 ч. 58 м. дан на фото 3. В 6 ч. 00 м. вспыхивает 14-ая точка (рис. 1). В 6 ч. 15 м. вспышка занимает наибольшую площадь (фото 4), здесь вспышка представляется в виде двух рядов светящихся точек. Такая точечная структура сохраняется до конца вспышки; структура внутри отдельных точек, естественно, не наблюдается из-за передержки. Время жизни каждой точки различно, но к 7 ч. 30 м. все они, кроме трех первых, гаснут или слабеют. 1, 2, 3-ая точки спустя некоторое время начинают разгораться. 1-ая точка в 8 ч. 23 м. начинает вспыхивать и достигает более высокого максимума яркости, чем она имела во время основной вспышки. В это же время начинает разгораться 2-ая точка. Позже она достигает максимума яркости, хотя этот максимум ниже, чем она имела во время основной вспышки. В 8 ч. 40 м. вспыхивает 3-ья точка; она тоже имеет в максимуме меньшую яркость, чем прежде.

Наиболее яркие точки вспышки были измерены на микрофотометре МФ-2. Измерены интенсивности указанных точек по отношению к соседнему невозмущенному фону на том же расстоянии от центра солнечного диска. Так как измеренные интенсивности в этих точках сильно отличались друг от друга, то кривые изменения яркости даны отдельно для всех измеренных 14 точек; они представлены на рисунках 2 и 3. Измерение изменения площади у этих точек отдельно нецелесообразно из-за того, что они объединены менее яркими волокнами вспышки, яркость которых не измерялась. На рис. 2 представлено изменение площади всей вспышки во времени. По оси абсцисс отложено время (У. Т.), общее для всех кривых; по левой оси ординат-интенсивности вспышки, выраженные в единицах интенсивности невозмущенной хромосферы ( $J_{всп.}/J_{\odot}$ ), в большинстве случаев отдельно для отдельных кривых; по правой — площади вспышки, выраженные в миллионных долях солнечного диска. На рис. 2 представлены изменения интенсивности первых трех точек вспышки и изменения площади всей вспышки во времени. На рис. 3 даны изменения интенсивностей всех остальных точек. Как видно из рис. 2, 3, различные точки вспышки достигали максимума яркости в разное время. Среди всех точек самыми яркими являются точки 4, 5, которые достигают максимума в 5 ч. 56 м. В максимуме интенсивность этих точек в 3.39 раза превышает интенсивность соседнего невозмущенного фона. Площадь вспышки достигает максимума своего развития в 6 ч. 15 м.; тогда она составляет  $1655 \cdot 10^{-6}$  площади солнечного диска. Вид вспышки в этих максимумах даны на фото 3 и 4. Вспышка оценена

Вспышка была получена на спектрогелиограмме в свете линии К ионизированного кальция в 5 ч. 50 м. и 6 ч. 15 м. Отпечатки от обеих спектрогелиограмм приведены на фото 5 и 6. В линии кальция вспышка также, как и в  $H_{\alpha}$ , состоит из нескольких точек (точечная структура

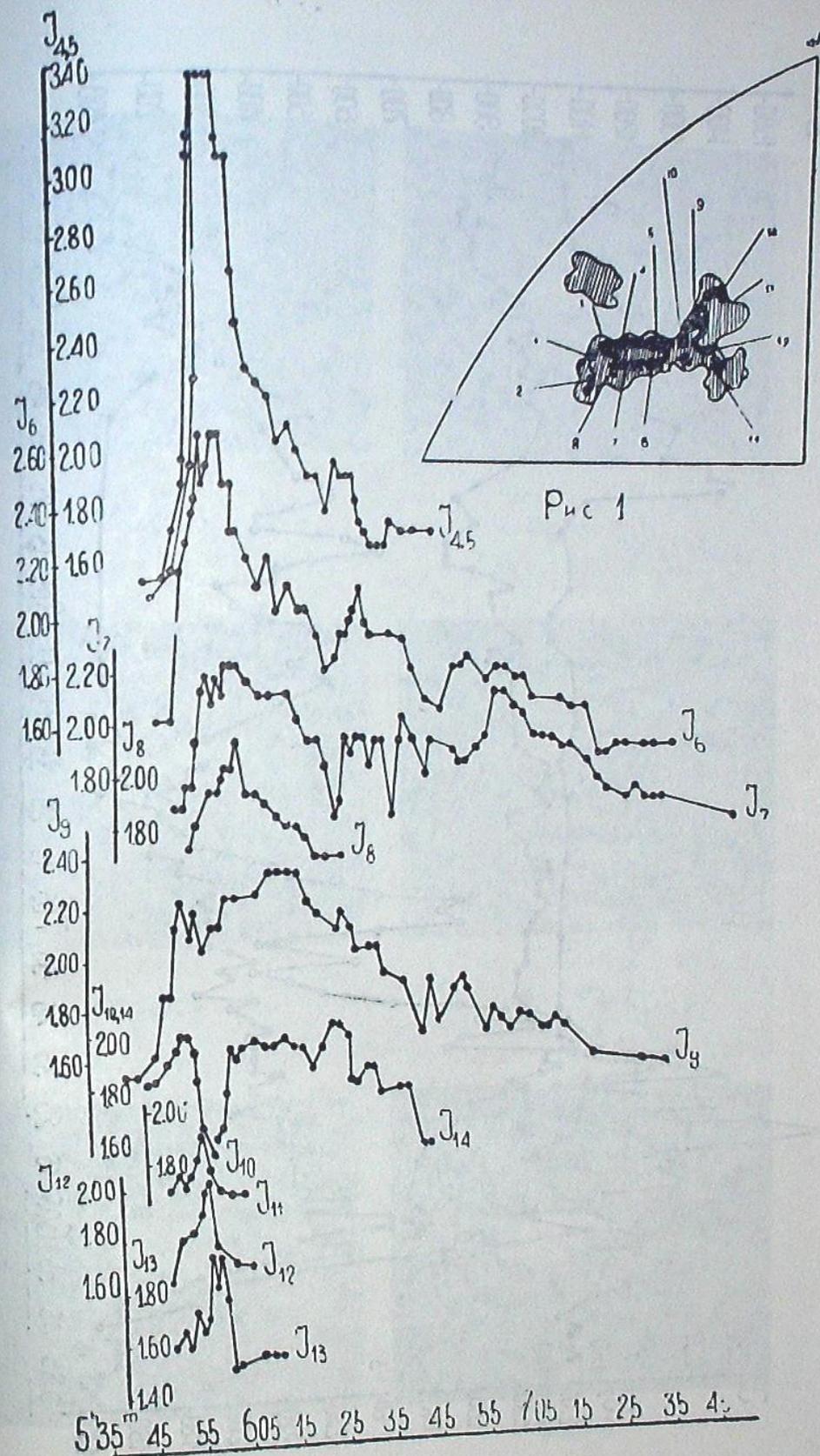


Рис 2

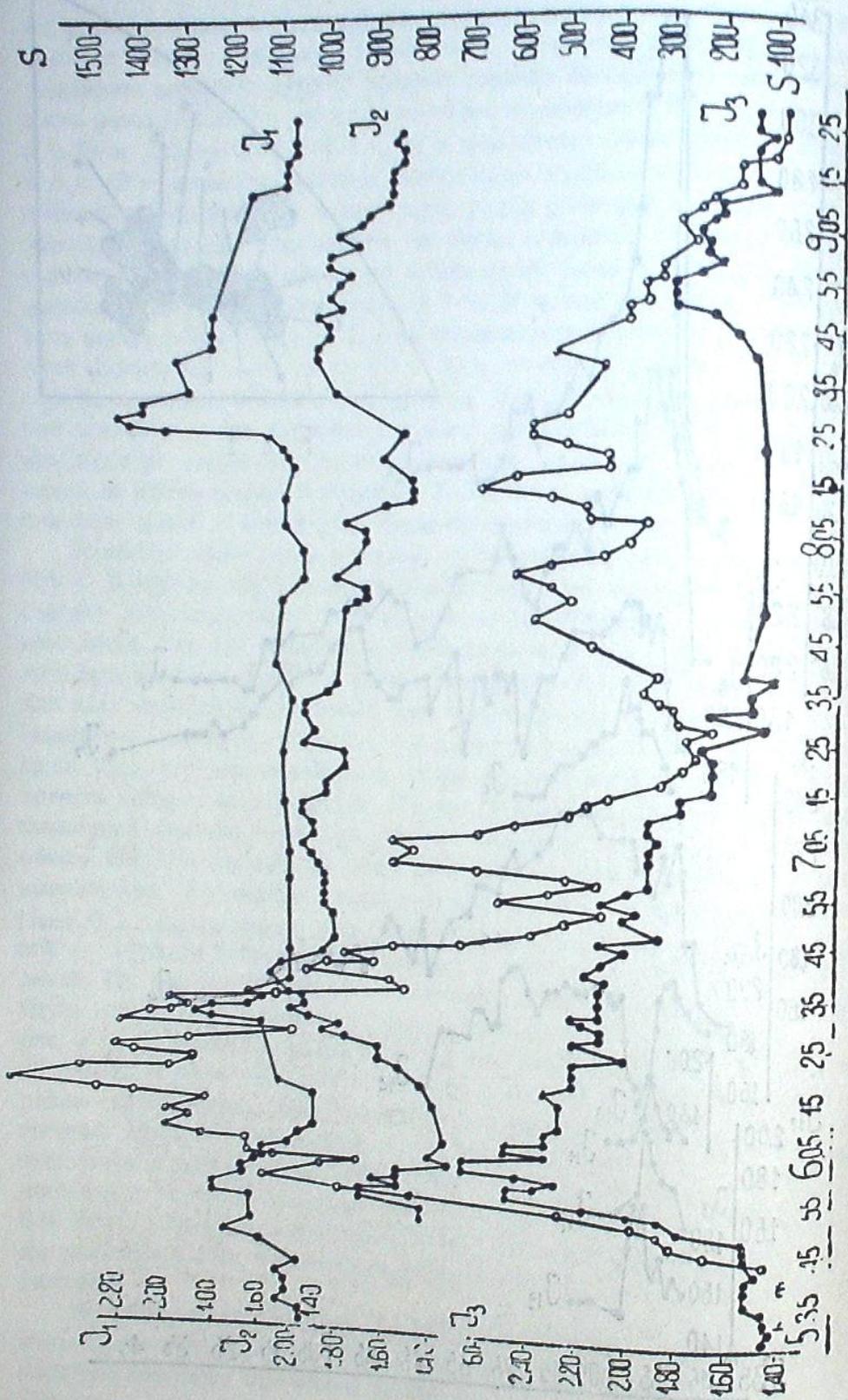


Рис. 3



Фото 1



Фото 2



Фото 3



Фото 4



Фото 5



Фото 6

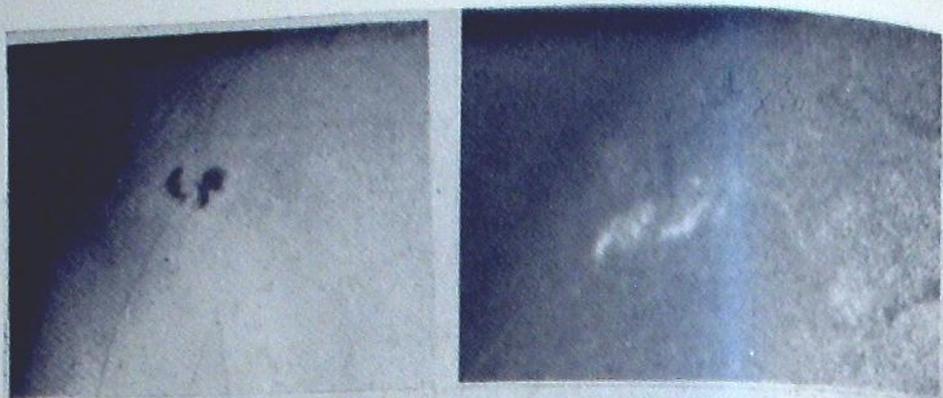


Фото 7

Фото II

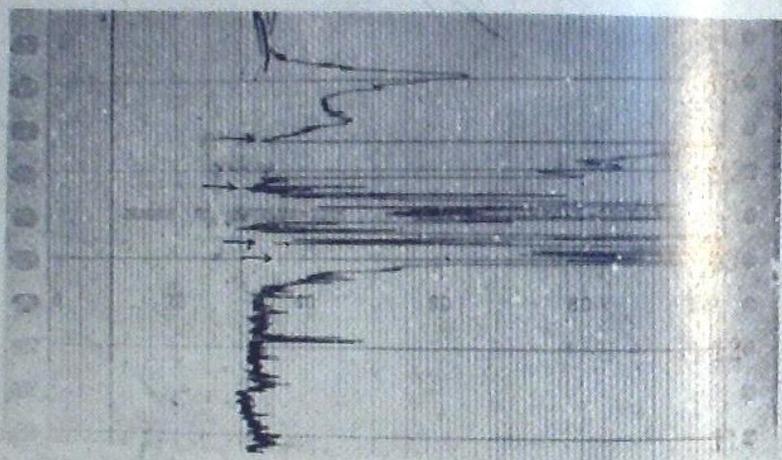


Фото 8

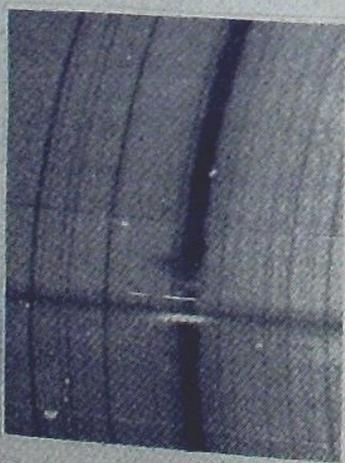


Фото 9

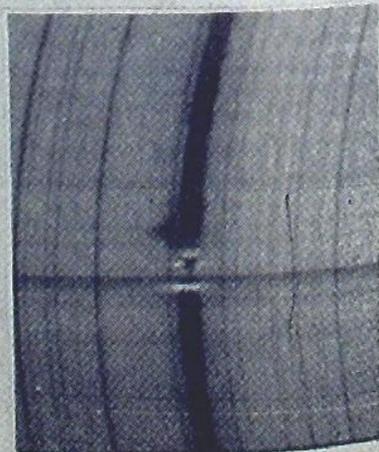


Фото 10

на отпечатке теряется). Точки вспышки в обеих линиях в основном совпадают, особенно в центральной части вспышки; на западном и восточном концах вспышки в кальции светятся и более южные места, чем в  $H_{\alpha}$ . Общая площадь вспышки в кальции больше.

Фотосфера в белом свете снята в этот день на многих пластинках. К сожалению, пластинки снятые до вспышки (3 ч. 21 м. и 3 ч. 29 м.) чуть недодержаны, остальные пластинки нормальные, сняты в 6 ч. 14 м., 6 ч. 16 м., 6 ч. 52 м., 7 ч. 09 м., 7 ч. 55 м., 9 ч. 02 м., 11 ч. 29 м., 11 ч. 31 м. Отпечаток активной области от пластинки, снятой в белом свете в 6 ч. 52 м., представлен на фото 7. Вспышка в белом свете нами не наблюдалась.

В 5 ч. 53 м. началось усиление интенсивности общего потока радиоионизации Солнца на 221 мгц. (интенсивность измерялась на радиотелескопе Абастуманской обсерватории наблюдателем Ш. С. Макандарашвили). Вид записи на диаграммной ленте представлен на фото 8, где стрелками отмечены места изменения чувствительности аппаратуры в 16 и 64 раза. Максимум интенсивности достигается около 6 ч. 00 м., когда интенсивность приблизительно в 440 раз превосходит интенсивность потока излучения от невозмущенного Солнца, а около 7 ч. 23 м. она превосходит только в 4 раза.

В 7 ч. 01 м. и 7 ч. 03 м. Э. И. Тетрашвили сняла спектры вспышки около  $H_{\alpha}$  на внеатомном коронографе типа Лио Абастуманской обсерватории. Отпечатки от этих кадров представлены на фото 9 и 10. Кривая щель коронографа, поставленная параллельно западному краю диска Солнца, пересекает предшествующую группу пятен в ее южной части. На отпечатке спектра ниже пятна видно свечение вспышки в  $H_{\alpha}$ , — это светится вспышка в точке 2 (см. эскиз активной области, рис. 1), которая была в это время самой яркой точкой вспышки. На отпечатке выше пятна видна область с большой лучевой скоростью, указывающей на опускание вещества. На кинокадрах, снятых на хромосферном телескопе в это же самое время, ничего не замечено; лишь спустя несколько минут (в 7 ч. 11 м.) появляется слабое, меняющееся волокно, которое видно до 8 ч. Позднее, в 9 ч. 28 м. на этом месте образовалось довольно большое, быстро меняющееся волокно, (типичный протуберанец — выброс, возникший в связи с появлением вспышки). Волокно хорошо видно на отпечатке от кадра, снятого на хромосферном телескопе в 9 ч. 32 м., приведенном на фото 11. В 9 ч. 36 м. волокно исчезло полностью. К концу наблюдений флоккул уже не похож по форме на то, что было вначале, и по площади он стал больше и ярче.

1966 წლის 2 სექტემბრის პროტონული ამოფრქვევის დაკვირვების  
შესახებ აბასთუმანის ობსერვატორიიდან

ც. ხეცურიანი და ა. ცხოვრებაძე

(რეზიუმე)

წაღწერილია პროტონული ამოფრქვევის აბასთუმანის ობსერვატორიის სა-  
მზო ტელესკოპზე დაკვირვების შედეგები. მოყვანილია ამოფრქვევის განვითარების  
კრებები. დახასიათებულია აქტიური არის ცვლილებანი.

### ON THE PROTON FLARE OBSERVATION OF SEPTEMBER 2, 1966 AT ABASTUMANI OBSERVATORY

Ts. S. KHETSURIANI and A. S. TSKHOVREBADZE

(Summary)

The results of proton flare observations of September 2, 1966 carried  
out by means of Abastumani Observatory solar telescopes are given. The  
curves of flare development are drawn. The variations of active regions are  
described.

### НАБЛЮДЕНИЯ КОЛЕЦ САТУРНА ПРИ ПРОХОЖДЕНИИ ЗЕМЛИ ЧЕРЕЗ ИХ ПЛОСКОСТЬ (1966 г.)

Р. И. КИЛАДZE

Введение. В 1966 году Земля трижды прошла через плоскость колец Сатурна. Наблюдения за Сатурном в эти моменты предоставляют нам возможность (пока единственную) измерения толщины колец, а также ряда других величин, трудноизмеряемых в другое время.

Особенно благоприятными в этом отношении были два последних прохождения, которые по предварительным данным, должны были произойти 29 октября, в 0.6 часа и 17 декабря, в 21.6 ч. по мировому времени. Незадолго перед этим было противостояние Сатурна и планета хорошо была видна. Вдобавок к этому, Земля оба раза пересекала плоскость колец под острым углом, чрезвычайно медленно двигаясь относительно нее и, следовательно, кольца можно было наблюдать с ребра в течение сравнительно длительного периода. Последнее обстоятельство имело немаловажное значение при измерении толщины колец.

Предварительные результаты этих наблюдений были нами опубликованы в [1]. Наблюдения заново обработаны после выхода в свет упомянутой работы; при этом строже было учтено влияние отклонения от закона взаимозаместимости, заново определены веса отдельных наблюдений и др., в результате чего удалось несколько повысить надежность наших данных.

Геометрическая сторона явления. В период наблюдений кольца были видны в виде чрезвычайно вытянутого эллипса, малая ось которого все время оставалась за пределами разрешающей силы телескопа; поэтому на фотографиях кольца получались в виде нити, яркость которой постепенно убывала к концам.

Обозначим через  $B$  планетоцентрическую широту Земли, отнесенную к плоскости колец, через  $\rho$  обозначим расстояние планеты от Земли, а видимое расстояние от центра Сатурна до измеряемой точки, выраженное в единицах большой полуоси, пусть будет  $R$ .

Тогда легко видеть, что для бесконечно тонких колец (при этом поверхностная яркость колец во всех точках считается одинаковой) видимая яркость в каждой точке (обозначим ее через  $J_R$ ) должна удовлетворять зависимости:

$$J_k = \frac{C \cdot |\sin B|}{\rho} \sqrt{1-R^2}. \quad (1)$$

При этом мы пренебрегаем изменением расстояния от Сатурна до Солнца в период наблюдений. Коэффициент пропорциональности  $C$  зависит от того, какую (дневную или ночную) сторону колец наблюдаем в данный момент; в принципе, его величина также должна зависеть от планетоцентрической широты Солнца, однако, как увидим ниже, этой последней зависимостью можно было пренебречь при наших наблюдениях.

Если кольца имеют заметную толщину, то учет света, отраженного ребром, добавит к правой части (1) член, не зависящий от величины  $R$ . В этом случае видимая яркость колец будет описываться формулой:

$$J_k = \frac{A \cos B}{\rho} + \frac{C |\sin B|}{\rho} \sqrt{1-R^2}. \quad (2)$$

Величина  $A$  связана с толщиной колец зависимостью:

$$\frac{A}{d} = \frac{C}{D}, \quad (3)$$

где через  $D$  обозначен диаметр колец, а через  $d$  — их толщина.

Заметим еще, что так как величина  $B$  в период наблюдений остается малой, то можно считать:

$$\cos B = 1. \quad (4)$$

Величина  $\rho$  дана в ежегодниках с весьма высокой точностью, величины  $J_k$  и  $R$  могут быть измерены непосредственно на негативах. Следовательно, если найти величину  $B$ , то мы будем иметь систему уравнений типа (2) относительно неизвестных  $A$  и  $C$ , которую можно решить по способу наименьших квадратов.

Величина  $B$  также дана в ежегодниках, однако, с недостаточной для нашей цели точностью. Поэтому, рассмотрим метод ее вычисления.

Для этого совместим центр небесной сферы с центром Сатурна, оставив при этом неизменными основные направления (т. е. производя отсчеты координат относительно земной экваториальной системы), при этом обозначим земной полюс через  $P$ .

Обозначим координаты полюса колец  $P'$  в этой системе через  $A'$  и  $D'$ , а планетоцентрические координаты Земли  $T$  пусть будут  $\alpha_0$  и  $\delta_0$ .

Очевидно, эти величины связаны с геоцентрическими координатами Сатурна  $\alpha$  и  $\delta$  соотношениями:

$$\alpha_0 = \alpha + 180^\circ, \quad (5)$$

$$\delta_0 = -\delta.$$

Рассматривая сферический треугольник  $PTP'$ , можно написать:

$$\cos TP' = \sin D' \sin \delta_0 - \cos D' \cos \delta_0 \cos (\alpha_0 - A'). \quad (6)$$

С другой стороны, планетоцентрическая широта Земли (относительно плоскости колец)  $B$ , связана с величиной  $TP'$  соотношением:

$$B = 90^\circ - TP'. \quad (7)$$

Учитывая (5) и (7), выражению (6) можно придать вид:

$$\sin B = -\sin D' \sin \delta - \cos D' \cos \delta \cos (\alpha - A'). \quad (8)$$

Для вычисления величин  $A'$  и  $D'$  можно воспользоваться координатами Сатурна в моменты двух прохождений Земли через плоскость колец. Обозначим эти координаты соответственно через  $\alpha_1, \delta_1$ , и  $\alpha_2, \delta_2$ ; соответствующие точки на небесной сфере обозначим через  $S_1$  и  $S_2$ .

Рассмотрим два сферических треугольника  $PS_1P'$  и  $PS_2P'$ . Для них можно написать равенства, аналогичные (8):

$$\begin{aligned} \cos P'S_1 &= -\sin D_1 \sin \delta_1 - \cos D_1 \cos \delta_1 \cos (\alpha_1 - A'), \\ \cos P'S_2 &= -\sin D_2 \sin \delta_2 - \cos D_2 \cos \delta_2 \cos (\alpha_2 - A'). \end{aligned} \quad (9)$$

С другой стороны, так как в рассматриваемые моменты Земля находится в плоскости колец, то имеют место равенства:

$$P'S_1 = P'S_2 = 90. \quad (10)$$

Следовательно, левые части (9) равны нулю.

Умножая первое из уравнений (9) на  $\sin \delta_2$ , второе на  $-\sin \delta_1$ , и складывая, получим:

$$\cos D' [\cos \delta_1 \cos \delta_2 \cos (\alpha_1 - A') - \cos \delta_2 \sin \delta_1 \cos (\alpha_2 - A')] = 0. \quad (11)$$

Так как  $\cos D' \neq 0$ , то разделив (11) на эту величину и раскрывая скобки, получим:

$$\cos \delta_1 \sin \delta_2 (\cos \alpha_1 \cos A' + \sin \alpha_1 \sin A') - \cos \delta_2 \sin \delta_1 (\cos \alpha_2 \cos A' + \sin \alpha_2 \sin A') = 0. \quad (12)$$

Из (12) после несложных преобразований имеем:

$$\operatorname{tg} A' = -\frac{\cos \delta_1 \sin \delta_2 \cos \alpha_1 - \cos \delta_2 \sin \delta_1 \cos \alpha_2}{\cos \delta_1 \sin \delta_2 \sin \alpha_1 - \cos \delta_2 \sin \delta_1 \sin \alpha_2}. \quad (13)$$

Величину  $D'$  после этого можно найти с помощью одного из уравнений (9), например:

$$\operatorname{tg} D' = -\operatorname{ctg} \delta_1 \cos (\alpha - A'). \quad (14)$$

К сожалению, точки  $S_1$  и  $S_2$  на небесной сфере оказываются довольно близко друг от друга: в нашем случае это расстояние составляло всего лишь около  $20'$ . По этой причине одна из величин  $A'$  и  $D'$  неизбежно окажется определенной неточно.

Наблюдательный материал. Наблюдения колец Сатурна велись в 10-метровом фокусе 70-см менискового телескопа Абастуман-

ской обсерватории с 23 октября по 24 декабря в синих и красных лучах. Предварительно тщательно была отъюстирована оптическая система телескопа (подробности этой процедуры описаны в [2]). Использовались фотопластинки Орво ZU-1 и ZU-2, Кодак ОаО, а также Кодак О-Ф в комбинации со светофильтром КС-10.

Масштаб телескопа в 10-м фокусе составляет  $19''.6$  на мм; следовательно, диск Сатурна имел диаметр около 1 мм, а диаметр колец составлял 2 мм. Разрешающая способность телескопа при полной апертуре составляла  $1''.5$ ; с применением диафрагмы диаметром 50 см разрешающую способность можно было увеличить вдвое. К сожалению, полностью использовать разрешающую способность телескопа удавалось в редких случаях из-за условий погоды.

Для устранения рассеяния света в эмульсии, перед фотопластинкой помещалась непрозрачная ширма. Она представляла зачерненную металлическую полоску шириной 1 мм, натянутую в направлении меридиана. На эту полоску был наклеен клин, вырезанный из черной бумаги. Ширина клина менялась от 1.0 до 1.8 мм.

При наблюдениях мы старались закрыть ширмой не только диск Сатурна, но также и наиболее яркую часть атмосферного ореола. Для этого перед каждым наблюдением мы двигали телескоп по склонению, последовательно закрывая Сатурн различными участками ширмы, при этом визуально оценивая яркость незакрытой части ореола. После этого телескоп фиксировался в положении, при котором, на наш взгляд, рассеянный свет мог только минимально исказить наблюдения.

Для стандартизации негативов равномерно движущимся телескопом фотографировалась площадка с координатами  $\alpha = 0^{\circ}00'$ ,  $\delta = -3^{\circ}10'$ , содержащая звезды BD—3°5749, BD—3°5750 и BD—3°5752. Скорость движения при этом контролировалась временем прохождения звезды между двумя нитями окуляра и оставалась практически неизменной от снимка к снимку.

Сразу же после экспозиции пластинки калибровались также трубчатым фотометром, освещенным источником постоянного света (эталонной лампой СИ-62 в комбинации с нейтральным фильтром). Выдержка при этом в точности соответствовала экспозиции на телескопе.

Всего было получено 43 негатива. Как правило, на них кольца получались в виде тонкой бледной нити, которая едва выделяется (а в некоторых случаях и вовсе незаметна) на интенсивном фоне рассеянного света. В конечном счете, удалось надежно установить наличие следа колец на 31 негативе.

Фотометрическая обработка материала. Негативный материал обрабатывался следующим образом. На каждом негативе острием иглы отмечалась опорная точка, по возможности ближе к центру диска Сатурна (при дальнейшей обработке оказалось, что ошибка в положении этих точек нигде не превосходила 0.1 мм).

Негативы обрабатывались на микрофотометре МФ-4 с добавочным приспособлением, позволяющим производить запись на бумажной ленте.

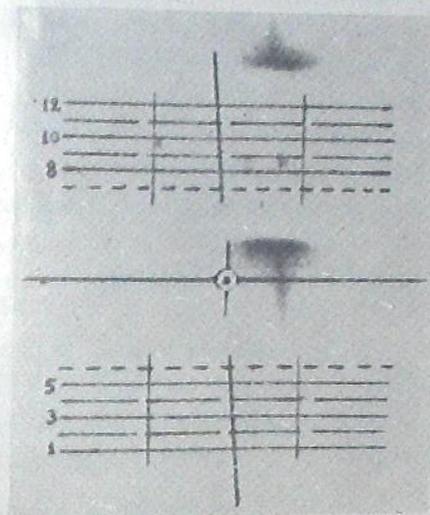


Фото I

те. Входная щель микрофотометра была осуществлена в виде белого экрана с отверстием посередине. Диаметр отверстия соответствовал  $1''$ . С двух сторон от центрального отверстия была нарисована система горизонтальных линий, отстоящих друг от друга на расстоянии, соответствующем  $2''$ . На экране имелась также наклонная линия, проходящая через центр и ряд вспомогательных линий. Общий вид экрана в работе показан на фото 1.

Негатив располагался в приборе таким образом, чтобы меридиан оказался направленным вдоль горизонтальных линий. В таком случае кольца оказывались расположенными параллельно наклонной линии.

Во время первой серии измерений изображение опорной (центральной) точки негатива мы последовательно водили вдоль горизонтальных линий экрана, сканируя таким образом изображение через  $2''$ . В момент прохождения изображения опорной точки через наклонную линию, на ленте записи делалась отметка, с помощью которой можно было впоследствии отличить слабые изображения колец от случайных флуктуаций. Другим критерием с этой точки зрения служила их сравнительно большая ширина, в 2—3 раза превосходящая ширину отдельных случайных отбросов.

Негативы, на которых таким способом удалось выявить след колец, повторно (а наиболее важные из них неоднократно) фотометрировались, причем сканирование велось уже через  $1''$ .

Измеренные таким путем интенсивности (получаемые в системе трубчатого фотометра)  $J'_R$  делением на величину  $\sqrt{1-R^2}$  приводились к центральной (наиболее широкой) части колец и усреднялись. Соответствующую величину в дальнейшем мы будем обозначать через  $J'_0$ . Следовательно.

$$J'_0 = \frac{\overline{J'_R}}{\sqrt{1-R^2}}. \quad (15)$$

В тех случаях, когда поставленная на негативе опорная точка не совпадала с центром диска Сатурна, приведенные таким образом интенсивности одной половины колец бывали систематически интенсивнее другой половины. В таких случаях мы передвигали опорную точку на  $1''$  (в единичных случаях на  $2''$ ) и вносили соответствующую поправку в величину  $R$ .

Для стандартизации негативов фотометрировались отпечатки трубчатого фотометра — следы звезд, полученные с помощью движущегося телескопа, а также спутники Сатурна. Таким образом, мы имели на негативе изображения источников света всевозможных форм: протяженных (поверхностных), линейных и точечных.

Характеристические кривые пластинок строились, в основном, по отпечаткам трубчатого фотометра, а изображения звезд и спутников Сатурна использовались для установления нуля фотометрической шкалы. На некоторых негативах, однако, трубчатый фотометр не

перекрывал всю характеристическую кривую. В таких случаях часть изображений звезд и спутников Сатурна использовалась для продолжения характеристической кривой (разумеется, это было сделано после определения относительных яркостей звезд-стандартов и спутников Сатурна).

Относительные яркости спутников, не показавших заметного изменения блеска, даны в таблице 1. За единицу здесь принят блеск Титана.

Таблица 1

Спутник	Блеск	
	в синих лучах	в красных лучах
Мимас	0.020	0.008
Тефия	0.24	0.090
Диона	0.21	0.059
Рея	0.38	0.16
Гиперион	0.007	—

При стандартизации пластинок мы пользовались также кривой блеска для Япета, взятой из [3], предварительно определив максимальную яркость в нашей системе. Она оказалась равной 0.24 и 0.090 в синих и красных лучах, соответственно.

Яркость Энцелада обнаруживала колебания, выходящие за пределы ошибок наблюдений. По этой причине Энцелад не был использован в качестве стандарта. В таблице 2 даны моменты наблюдений (в Юлианских днях) и относительные интенсивности Энцелада в синих лучах.

Таблица 2

JD	Блеск	ID	Блеск
2439 423.31	0.05	2439 438.24	0.07
427.18	.07	438.26	.08
428.20	.07	442.27	.07
431.24	.04	443.20	.06
434.30	.04	479.25	.10
436.35	.05		

Редукция измерений. Как было отмечено выше, в период наблюдений кольца имели вид нити, ширина которой определялась исключительно атмосферным дрожанием и инструментальными эффектами. Следовательно, световой поток, исходящий от части колец единичной длины, распределяется на площадь, пропорциональную ширине изображения колец. Аналогичное явление происходит при фотографировании звезд движущимся телескопом. Что касается изображений спутников, то в этом случае площадь, на которую распределяется свет, пропорциональна квадрату диаметра изображений (или произведению полуосей при эллиптических изображениях).

Так как на микрофотометре измеряется поверхностная яркость изображений, то для перехода к интегральной яркости (в случае спутников)

или к яркости на единицу длины (для колец и растянутых изображений звезд) требуется знание размеров изображений точечных объектов. Практически, на негативах измерялись размеры изображений слабых спутников, (а также звезд, случайно оказавшихся в поле) в направлении вдоль колец и перпендикулярно к этому направлению. Обозначим эти величины соответственно через  $\delta x$  и  $\delta y$ .

Измеренная поверхностная яркость каждого спутника делилась на его относительный блеск (см. табл. 1) и бралось среднее по всем спутникам, которые удавалось измерить на данном негативе. Обозначим эту величину через  $J_D$ . Она характеризует поверхностную яркость изображения Титана на данной пластинке в системе трубчатого фотометра. Измерения звезд BD—3<sup>o</sup>5749 и BD—3<sup>o</sup>5752 подобным же образом приводились к звезде BD—3<sup>o</sup>5750 и усреднялись. Эту величину обозначим через  $J_*$ .

Они должны удовлетворять равенствам:

$$J_D = \frac{\alpha H_D t_0^p}{\rho^2 \delta_x \delta_y}, \quad (16)$$

$$J_* = \frac{\alpha H_* t_*^p}{\delta_x}. \quad (17)$$

Величины  $H_D$  и  $H_*$  являются некоторыми константами,  $\alpha$  есть фактор зависящий от прозрачности атмосферы, через  $t_0$  обозначено время экспозиций,  $t_*$  является временем прохождения звезды между нитями окуляра;  $\rho$  — показатель Шварцшильда.

Измеренная поверхностная яркость колец  $J'_k$  также связана с видимой яркостью колец Сатурна  $J_k$  равенством:

$$J'_k = \frac{\alpha J_k t_0^p}{\delta_y}. \quad (18)$$

Аналогичная зависимость существует между величиной  $J'_0$  и видимой яркостью колец центральной части,  $J_0$ :

$$J'_0 = \frac{\alpha J_0 t_0^p}{\delta_y}. \quad (19)$$

Деление (19) на (16) дает видимую яркость колец Сатурна в единицах интегрального блеска Титана, деленную на единицу длины (такая единица составляет приблизительно  $10.5 \frac{m}{\mu}$  в синих лучах):

$$\frac{J_0}{H_D} = \frac{J'_0}{J_D \rho \delta^*}. \quad (20)$$

Величину  $J_0$  можно определить также путем сравнения со следом звезд. В этом случае деление (19) на (17) дает:

$$\frac{J_0}{H_D} = \frac{J'_0}{J_*} \cdot \frac{H_*}{H_D} \cdot \frac{\delta_y}{\delta_x} \cdot \left(\frac{t_*}{t_0}\right)^p \quad (21)$$

При этом  $J_*$  должна быть исправлена за дифференциальное поглощение в атмосфере.

Неизвестные величины  $\frac{H_*}{H_D}$  и  $p$ , входящие в (21), определялись из условия, чтобы величины  $J_0$ , определенные с помощью (20), в среднем совпадали с величинами, определенными по (21). Для этого была решена система условных уравнений типа:

$$\log \frac{H_D}{H_*} + p \cdot \log \frac{t_0}{t_*} = \log \frac{J_D}{J_*} + \log(\delta y) + 2 \log p \quad (22)$$

относительно неизвестных  $\log \frac{H_D}{H_*}$  и  $p$ .

Уравнение (22) легко получается делением (16) на (17) с последующим логарифмированием.

Величина показателя Шварцшильда  $p$ , определенная таким образом оказалась равной 0.77 для пластинок Кодак О-Ф и 0.93 для Кодак ОаО. Для пластинок Орво ZU-1 величину  $p$  нельзя было надежно определить из-за малости материала; в этом случае было принято  $p=0.93$ .

Подставляя в (2) значение  $J'_*$  полученное из (18) с использованием равенств (4), (15) и (19), и обозначая:

$$J = J_0 p, \quad (23)$$

$$a = \frac{A}{\sqrt{1-R^2}}, \quad (24)$$

получим систему условных уравнений типа:

$$J = a + C \cdot |\sin B|, \quad (25)$$

которую следует решить относительно неизвестных  $a$  и  $C$ .

Забегая вперед, отметим, что для снимков, полученных в период видимости ночной стороны колец, в среднем:

$$\sqrt{1-R^2} = 0.53. \quad (26)$$

В таблице 3 даны: номер пластинки, момент наблюдения (в Юлианских днях), длительность выдержки  $t_0$ , сорт эмульсии, интенсивность  $J_1$ , вычисленная по формулам (20) и (23), количество спутников, использованных при стандартизации  $n$ , интенсивность  $J_2$ , вычисленная по формулам (21) и (23), количество следов звезд, использованных для стандартизации  $m$  и средняя взвешенная величин  $J_1$  и  $J_2$ . Определению весов отдельных наблюдений посвящен следующий параграф.

Таблица 3

№№	JD	$t_0$	Эмульсия	$J_1$	$n$	$J_2$	$m$	$J_{cp}$
		<i>m s</i>						
5932	2439	422.30	0 12	ZU-2	1.61	—	—	—
33		23.31	30	ZU-2	1.04	—	—	1.61
34		23.32	1 00	0-F	0.69	—	—	1.04
35		24.43	35	ZU-2	89	—	—	0.69
36		24.44	1 58	0-F	31	—	—	89
38		25.28	30	ZU-2	72	—	—	31
39		25.29	2 00	0-F	31	—	—	72
41		25.39	1 00	0a0	—	—	—	31
42		25.39	3 00	0-F	—	—	—	—
43		26.27	1 04	0a0	29	—	—	—
44		26.28	3 00	0-F	168	0.24	1	26
45		27.18	1 00	0a0	051	116	1	136
46		27.25	3 00	0-F	031	060	1	053
47		28.18	4 30	0-F	—	029	1	030
48		28.20	2 47	0a0	—	—	—	—
49		28.29	2 04	0a0	—	—	—	—
50		28.32	14 43	0-F	—	—	—	—
51		29.24	15 17	0-F	009	010	2	009
52		29.30	2 09	0a0	020	020	2	020
53		30.22	4 48	0a0	020	024	2	022
54		30.24	23 17	0-F	009	011	2	010
55		31.15	13 37	0a0	025	017	2	020
56		31.24	5 11	0a0	035	027	2	030
57		31.26	19 45	0-F	019	018	2	018
58		34.26	17 48	0-F	025	019	2	022
59		34.30	9 42	0a0	058	040	2	046
61		35.23	13 02	0a0	—	—	—	—
62		35.27	24 54	0-F	035	034	1	035
65		36.26	9 44	0a0	057	043	1	049
67		36.35	11 19	0a0	—	—	—	—
70		38.24	12 25	0a0	—	—	—	—
71		38.26	12 25	0a0	041	057	2	047
72		42.27	5 15	0a0	075	064	2	071
73		42.29	10 02	0a0	058	067	2	063
74		43.20	5 13	0a0	058	076	2	065
6020		72.16	12 25	0a0	—	—	—	—
21		72.18	12 00	Zu-1	—	—	—	—
22		72.21	20 00	0a0	—	—	—	—
23		78.29	2 39	0a0	125	145	1	136
24		79.25	47	0a0	048	—	—	48
25		81.11	1 02	Zu-1	1.38	0.85	1	0.97
31		82.24	29	Zu-1	—	1.02	1	1.02
32		84.17	40	Zu-1	—	1.70	1	1.70

Вес наблюдений. При измерении интенсивности колец следует учитывать три источника случайных ошибок.

Ошибку, появляющуюся при измерении яркости фона  $\delta J_\phi$  (обусловленную главным образом зернистостью эмульсии), следует считать пропорциональной интенсивности фона  $J_\phi$ :

$$\delta J_\phi = K_1 J_\phi \quad (27)$$

Аналогично, ошибка, при измерении яркости колец, наложенных на фон, будет пропорциональна суммарной интенсивности фона и колец:

$$\delta J_k = K_1 (J_\phi + J_0), \quad (28)$$

где  $J_0$  обозначает интенсивность колец.

Третьим источником ошибок является измерение стандартов. Эта ошибка зависит от количества объектов, использованных для стандартизации данной пластинки (обозначим эту величину через  $N$ ), и выражается следующим образом:

$$\delta J_e = K_2 \frac{J_0}{\sqrt{N}}. \quad (29)$$

Суммарная ошибка, очевидно, будет равна:

$$\delta J_0 = \sqrt{\delta J_\phi^2 + \delta J_1^2 + \delta J_2^2} = \sqrt{K_1^2 (2J_\phi^2 + 2J_\phi J_0 + J_0^2) + \frac{K_2^2 J_0^2}{N}}. \quad (30)$$

Соответственно, вес каждого наблюдения будет равен:

$$p = \frac{1}{K_1^2 (2J_\phi^2 + 2J_\phi J_0 + J_0^2) + \frac{K_2^2}{N} J_0^2}. \quad (31)$$

В первом приближении принималось  $K_1 = 0$ . При этом предположении были вычислены относительные веса отдельных наблюдений и решена система условных уравнений (25) относительно величин  $a$  и  $C$ . Решение проводилось отдельно для  $J_1$  и  $J_2$ . Были получены три пары значений величин  $a$  и  $C$  в периоды до 29 октября (дневная сторона колец), с 29 октября до 17 декабря (ночная сторона колец) и после 17 декабря (дневная сторона колец). При этом значения величины  $B$  были взяты из ежегодника. Фотографии в синих лучах были обработаны независимо от негативов, полученных в красных лучах.

Далее, остаточные разности левых частей (25)  $\Delta J$ , были подставлены в системы уравнений:

$$n \left( \frac{\Delta J_1}{J_1} \right)^2 = n K_1^2 \left[ 2 \left( \frac{J_\phi}{J_1} \right)^2 + 2 \frac{J_\phi}{J_1} + 1 \right] + K_2^2, \quad (32)$$

$$m \left( \frac{\Delta J_2}{J_2} \right)^2 = m K_1^2 \left[ 2 \left( \frac{J_\phi}{J_2} \right)^2 + 2 \frac{J_\phi}{J_2} + 1 \right] + K_3^2. \quad (33)$$

Система уравнений (32) и (33) была решена одновременно относительно неизвестных  $K_1$ ,  $K_2$  и  $K_3$ . При этом величина  $\frac{K_2^2}{K_3^2}$  равна отношению весов стандартов различного рода. Эта величина оказалась близкой к двум как для синих, так и для красных лучей. Поэтому, в дальнейших приближениях использовались средние величины интенсивности:

$$J = \frac{n J_1 + 2 m J_2}{N}, \quad (34)$$

где

$$N = n + 2m. \quad (35)$$

Процесс дальнейших приближений заключался в вычислении моментов прохождений Земли через плоскость колец. Соответствующая поправка, которую следует придать к эфемеридному моменту, с достаточно высокой точностью выражается приближенной формулой (не учитывающей вклад света, отраженного от ребра колец):

$$\delta T = \frac{a}{C} \frac{d|\sin B|}{dT}. \quad (36)$$

Формулу (36) легко получить, приравняв левую часть (25) к нулю.

Подставляя значения координат Сатурна для этих моментов в (13) и (14), получим уточненные значения  $A'$  и  $D'$ , с помощью которых вычисляются новые значения  $\sin B$  по формуле (8). После этого вновь решаем систему уравнений (25) с весами, полученными из (31) с новыми значениями  $K_1$ ,  $K_2$  и т. д. При дальнейших приближениях вычисление  $K_1$  и  $K_2$  ведется по формуле (32), предварительно заменив в ней  $n$  на  $N$ .

Следует отметить, что величины  $A'$  и  $D'$  (и, следовательно,  $\sin B$ ) в процессе приближений уточнялись только по результатам наблюдений в синих лучах и не при каждом приближении, так как соответствующие поправки были малы и практически не влияли на точность дальнейших вычислений.

Процесс приближений продолжался, пока результаты последнего приближения не совпадали с результатами предыдущего. Всего было сделано шесть приближений. Результаты последнего приближения (вместе со средними квадратичными ошибками) следующие: в синих лучах:

$$\begin{aligned} K_1^2 &= 0.000044 & K_2^2 &= 0.056, \\ a_1 &= -0.005 \pm 0.010, & C_1 &= 717 \pm 55, \\ a_2 &= +0.0079 \pm 0.007, & C_2 &= 14.4 \pm 1.3, \\ a_3 &= -0.002 \pm 0.035, & C_3 &= 657 \pm 66; \end{aligned} \quad (37)$$

в красных лучах

$$\begin{aligned} K_1^2 &= 0.000019, & K_2^2 &= 0.17, \\ a_1 &= +0.014 \pm 0.007, & C_1 &= 97 \pm 39, \\ a_2 &= +0.0011 \pm 0.0024, & C_3 &= 11.1 \pm \dots \end{aligned} \quad (38)$$

При этом были приняты исходные значения:  $A' = 5^{\text{h}} 40^{\text{s}}$ ,  $D = +8^{\circ} 53' 11''$ , что соответствовало прохождению Земли через плоскость колец в следующие моменты: октябрь, 28.90 и декабрь, 18.18.

Вычисление окончательных результатов. Из-за условий погоды наблюдать ночную сторону колец удалось только в период конец октября — первая половина ноября. В это время интенсивность колец J выражалась следующим образом:

$$J = a_1 - C_1 \sin B, \quad (39)$$

при наблюдении дневной стороны колец (знак минус появляется из-за того, что в это время  $\sin B$  был отрицательной величиной) и

$$J = a_2 + C_2 \sin B, \quad (40)$$

при наблюдении их ночной стороны.

Отношение яркости дневной стороны колец к яркости ночной (обозначим ее через  $\gamma$ ) дается выражением:

$$\gamma = \frac{C_1}{C_2}. \quad (41)$$

Приравнивая левые части (39) и (40), находим момент наименьшей видимой яркости колец, т. е. точный момент прохождения Земли через плоскость колец:

$$\sin B_0 = \frac{a_1 - a_2}{C_1 - C_2} \quad (42)$$

и

$$\delta T = \frac{\sin B_0}{d \sin B}. \quad (43)$$

В этот момент яркость колец  $J_{min}$  целиком обусловлена светом, отраженным от ребра. Подстановкой (42) в (40) имеем:

$$J_{min} = \frac{a_1 C_2 - a_2 C_1}{C_1 - C_2}. \quad (44)$$

Очевидно, эта величина идентична величине  $a$ , фигурирующей в (24). Подстановка (44) и (24) в (3) дает для толщины колец выражение:

$$d = \frac{D \sqrt{1 - R^2}}{C_2} \cdot \frac{a_2 C_1 - a_1 C_2}{C_2 - C_1}. \quad (45)$$

Применение формул (41), (42), (43) и (45) к (37) дает

$$\gamma = 48 \pm 5, \quad \delta T_1 = -0^m 05 \pm 0^m 04, \quad d = +1.56 \pm 0.54 \text{ км}. \quad (46)$$

С помощью (38) получим независимое определение тех же величин

$$\gamma = 26 \pm 6, \quad \delta T_1 = +0^m 12 \pm 0^m 07, \quad d = +0.80 \pm 1.14 \text{ км}. \quad (47)$$

Средние из этих двух определений будут:

$$\left. \begin{aligned} \delta T_1 &= -0^m 01 \pm 0^m 035, \\ d &= +1.42 \pm 0.49 \text{ км} \end{aligned} \right\} \quad (48)$$

Из (48) получается, что Земля прошла через плоскость колец в момент 28 октября  $1^h 3 \pm 0^m 8$  по мировому времени.

С помощью (37) аналогичным образом можно получить момент вторичного прохождения Земли через плоскость колец. Он приходится на 18 декабря  $5^h 3 \pm 3^m 3$ .

Из этих данных получаем координаты полюса плоскости колец в системе 1966.0:

$$\begin{aligned} A' &= 2^h 55^m, \\ D' &= 82^\circ 48' 19''. \end{aligned}$$

Март, 1968.

სატურნის რგოლებზე დაკვირვება მათი სიბრტყის  
დედამიწის მიერ გადაკვეთის დროს (1966 წ.)

რ. კილაძე

(რეზიუმე)

სატურნის რგოლების ფოტოგრაფიული ფოტომეტრია ორ ფერში შესრულდა აბასთუმნის ასტროფიზიკური ობსერვატორიის 70-სმ მენისკური ტელესკოპის 10-მეტრიანი ფოკუსის გამოყენებით დედამიწის მიერ სატურნის რგოლების სიბრტყის გადაკვეთის მომენტებში, 1966 წლის დამლევს. გამოთვლილია რგოლების სიბრტყეში დედამიწის გავლის მომენტები, რგოლების ჩრდილოვანი მხარის ზედაპირული სიკაშკაშე და განსაზღვრულია რგოლების სისქე (ტოლი  $1.42 \pm 0.49$  კმ-სა).

OBSERVATIONS OF SATURN'S RINGS AT THE MOMENTS  
OF THE EARTH'S TRANSITION THROUGH THEIR PLANE  
(1966)

R. I. KILADZE  
(Summary)

Photographic photometry of the rings of Saturn in the 10-m focus of the 70-cm meniscus telescope of Abastumani astrophysical observatory was fulfilled. The moments of the transition of the Earth through the plane of the rings, the surface brightness of their shadow side and the thickness of the rings (equal to  $1.42 \pm 0.49$  km) were determined.

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Киладзе Р. И. Фотографические наблюдения колец Сатурна при прохождении Земли через их плоскость, Астрон. Циркул. АН СССР, 1967, № 439
2. Киладзе Р. И. Майер А. К. Хатисов А. Ш. Опыт центрировки 70-см меннскового телескопа в двух оптических системах. Бюлл. Абастуман. астрофиз. обсерв., 1967, № 36, 119.

### ОПРЕДЕЛЕНИЕ ОРБИТ С ПРИМЕНЕНИЕМ ИНТЕГРАЛОВ ЗАДАЧИ ДВУХ ТЕЛ В СФЕРИЧЕСКИХ КООРДИНАТАХ

М. П. ИМНАДЗЕ

На основе работы автора «Интегралы задачи двух тел в сферических координатах и их применение для определения орбит» [1] сделана попытка разработать и практически испытать новый способ определения орбит, основанный на первых интегралах, выраженных в сферических координатах. В ходе исследования оказалось необходимым применить также и прямолинейные координаты. Для определения приращений отношений площадей треугольников ( $\Delta p_1$  и  $\Delta p_2$ ) применяются известные разложения в ряд для  $p_1$  и  $p_2$ . Параметр орбиты определяется посредством интерполяционной формулы четвертого порядка для аргумента широты. Кроме формул, изложенных в работе [1], оказалось необходимым применение и других, что и рассматривается здесь в первую очередь. В качестве основной плоскости берется плоскость экватора, а обозначения  $b$ ,  $l$ , встречаемые в работе [1], заменены через  $\delta$ ,  $\alpha$ .

#### § 1. Некоторые дополнительные формулы.

Отношения  $\frac{\tau_1}{\tau}$ ,  $\frac{\tau_2}{\tau}$  из работы [1] заменяем соответственно через  $n_1^0$  и  $n_2^0$ . Тогда для  $c_2$  получаем выражение:

$$c_2 = \frac{2[(\varphi - \varphi_1)(1 + n_1^0)n_1^{03} + (\varphi_2 - \varphi)(1 + n_2^0)n_2^{03}]}{\tau n_1^0 n_2^0 \left[ \frac{1}{\tau^2} + \frac{n_1^{03}}{\tau_1^2} + \frac{n_2^{03}}{\tau_2^2} \right]}, \quad (1)$$

где  $\tau = k(t_2 - t_1)$ ,  $k$  — постоянная Гаусса.

Аналогичное выражение получается для  $c_1$ :

$$c_1 = \frac{2[(\lambda - \lambda_1)(1 + n_1^0)n_1^{03} + (\lambda_2 - \lambda)(1 + n_2^0)n_2^{03}]}{\tau n_1^0 n_2^0 \left[ \frac{1}{r^2 \cos^2 \beta} + \frac{n_1^{03}}{r_1^2 \cos^2 \beta_1} + \frac{n_2^{03}}{r_2^2 \cos^2 \beta_2} \right]}, \quad (2)$$

где  $r^2 \cos^2 \beta = x^2 + y^2$ .

Желательно получить  $c_2$  по-возможности с большей точностью, но применение с этой целью полиномов пятого и шестого порядка не оказалось целесообразным.

Из формулы отношения площадей треугольников, обозначая  $u = r^{-3}$ , для приращения  $\Delta p_1 = p_1 - p_1^0$  получаем:

$$\Delta n_1 = n_1^0 \frac{(\tau_2 + 2\tau_1)\tau_2 u}{6} \left\{ 1 - \frac{(\tau_1\tau_2 + \tau_2^2 - \tau_1^2)}{2(\tau_2 + 2\tau_1)} \frac{\dot{u}}{u} + \frac{2\tau_1(\tau_1^2 + \tau_2^2 - \tau_1\tau_2) + 3\tau_1^2}{20(\tau_2 + 2\tau_1)} \frac{\ddot{u}}{u} + \frac{7\tau_2^2 - 3\tau_1^2}{60} \frac{\ddot{u}}{u} \right\}.$$

Вместо  $\dot{u}$  и  $\ddot{u}$  подставляем их значения по формуле численной производной [1] из полинома второго порядка:

$$\dot{u} = \frac{(u-u_1)\tau_1^2 + (u_2-u)\tau_2^2}{\tau_1\tau_2\tau}, \quad \ddot{u} = 2 \frac{[-(u-u_1)\tau_1 + (u_2-u)\tau_2]}{\tau_1\tau_2\tau}. \quad (3)$$

После преобразования получаем:

$$\Delta n_1 = n_1^0 n_2^0 (1+n_1^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \frac{n_1^{02}(3n_1^{02} - n_2^{02}) - 3n_1^0 n_2^0}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_1^0)} \left(1 - \frac{u_1}{u}\right) + \frac{(n_2^{02} - n_1^0 n_2^0)(2+n_1^0 n_2^0)}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_1^0)} \left(1 - \frac{u_2}{u}\right) + \frac{7-3n_1^{02}}{10} \frac{\tau^2 u}{6} \right]. \quad (4)$$

Аналогично:

$$\Delta n_2 = n_1^0 n_2^0 (1+n_2^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \frac{(n_1^{02} - n_1^0 n_2^0)(2+n_1^0 n_2^0)}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_2^0)} \left(1 - \frac{u_1}{u}\right) + \frac{n_2^{02}(3n_2^{02} - n_1^0) - 3n_1^0 n_2^0}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_2^0)} \left(1 - \frac{u_2}{u}\right) + \frac{7-3n_2^{02}}{10} \frac{\tau^2 u}{6} \right]. \quad (5)$$

Для  $\Delta m$ , на основе работы [1], получаем:

$$\Delta m = \frac{\tau^2 u}{60(1+n_1^0)} \left[ \left(1 - \frac{u_1}{u}\right)(1-n_2^{04}) - \left(1 - \frac{u_2}{u}\right)(1-n_1^{04}) - n_1^0 n_2^0 (1-n_1^0 n_2^0 + n_2^{02}) \tau^2 u \right]. \quad (6)$$

Обозначим коэффициенты при  $1 - \frac{u_1}{u}$  и  $1 - \frac{u_2}{u}$  в формулах (4) и (5) через  $\alpha_1, \beta_1, \alpha_2, \beta_2$ :

$$\left. \begin{aligned} \alpha_1 &= \frac{n_1^{02}(3n_1^{02} - n_2^{02}) - 3n_1^0 n_2^0}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_1^0)}, & \beta_1 &= \frac{(n_2^{02} - n_1^0 n_2^0)(2+n_1^0 n_2^0)}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_1^0)}, \\ \alpha_2 &= \frac{(n_1^{02} - n_1^0 n_2^0)(2+n_1^0 n_2^0)}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_2^0)}, & \beta_2 &= \frac{n_2^{02}(3n_2^{02} - n_1^0) - 3n_1^0 n_2^0}{10n_1^0 n_2^0 (1+n_2^0)}. \end{aligned} \right\} \quad (7)$$

Для  $\alpha_1$  и  $\beta_1$  составлена табличка с аргументом  $n_1^0$  от 0.20 до 0.80 с шагом 0.01 (см. ниже). Точность значений  $\alpha_1$  и  $\beta_1$ , которую дает эта таблица, в некоторых случаях может быть достаточна для определения  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$ ,  $\alpha_2$  и  $\beta_2$  можно получить из этой же таблицы, имея в виду, что  $\alpha_2(n_1^0) = \beta_1(n_2^0)$  и  $\beta_2(n_1^0) = \alpha_1(n_2^0)$  (т. е. чтобы получить коэффициент  $\alpha_2$  для аргумента  $n_1^0$ , нужно выписать из таблицы коэффициент  $\beta_1$  и для аргумента  $n_2^0 = 1 - n_1^0$ ; аналогично — для  $\beta_2$ ).

## § 2. Определение геоцентрических расстояний.

Определение орбит обычно разделяется на две части: 1) определение расстояний и 2) определение элементов. В настоящее время имеется возможность определить геоцентрические расстояния посредством радиолокационных наблюдений. В этом случае большая часть §2 оказывается лишней и можно прямо приступить к определению орбиты по § 3.

Вычисление можно вести в следующей последовательности.

### 1. Исходные величины

Исходными данными считаются: 1) три момента наблюдений  $t_1, t, t_2$ ; 2) наблюдаемые экваториальные координаты светила для этих моментов  $\alpha_1, \delta_1; \alpha, \delta; \alpha_2, \delta_2$  и 3) топоцентрические координаты Солнца для тех же моментов  $X_1, Y_1, Z_1; X, Y, Z; X_2, Y_2, Z_2$ . Последние выписываются из «Астрономического ежегодника» по известному правилу.

### 2. Вычисление основных коэффициентов

Сперва вычисляются направляющие коэффициенты:

$$\lambda_i = \cos \delta_i \cos \alpha_i, \quad \mu_i = \cos \delta_i \sin \alpha_i, \quad \nu_i = \sin \delta_i, \quad (i=1, 0, 2). \quad (8)$$

«Знаменатель»  $D$  вычисляется по формуле:

$$D = \nu_1(\lambda_{1\mu_2} - \mu_1\lambda_2) - \nu_2(\lambda_{1\mu_2} - \mu_1\lambda_2) + \nu_2(\lambda_1\mu - \mu_1\lambda), \quad (9)$$

после чего определяются  $a_1, b_1, c_1, a, b, c, a_2, b_2, c_2$ :

$$\left. \begin{aligned} a_1 &= \frac{1}{D}(\nu_2\mu - \mu_2\nu), & b_1 &= \frac{1}{D}(\nu\lambda_2 - \nu_2\lambda), & c_1 &= \frac{1}{D}(\lambda_{1\mu_2} - \mu_1\lambda_2), \\ a &= \frac{1}{D}(\nu_2\mu_1 - \nu_1\mu_2), & b &= \frac{1}{D}(\nu_1\lambda_2 - \nu_2\lambda_1), & c &= \frac{1}{D}(\lambda_{1\mu_2} - \mu_1\lambda_2), \\ a_2 &= \frac{1}{D}(\nu\mu_1 - \nu_1\mu), & b_2 &= \frac{1}{D}(\nu_1\mu - \nu_1\mu_1), & c_2 &= \frac{1}{D}(\lambda_{1\mu} - \mu_1\lambda). \end{aligned} \right\} \quad (10)$$

Для контроля можно применить формулы:

$$a_1\lambda_1 - a\lambda + a_2\lambda_2 = 1, \quad b_1\mu_1 - b\mu + b_2\mu_2 = 1, \quad c_1\nu_1 - c\nu + c_2\nu_2 = 1.$$

### 3. Нулевое приближение для расстояний $r$ и $g$

Сперва вычисляются  $n_1^0, n_2^0$  и  $\tau$ :

$$n_1^0 = \frac{t_2 - t}{t_2 - t_1}, \quad n_2^0 = \frac{t - t_1}{t_2 - t_1}, \quad \tau = k(t_2 - t_1), \quad (11)$$

где  $k$  постоянная Гаусса,  $k = 0.017202099$ .  
Потом найдутся выражения  $f_0(X), f_0(Y), f_0(Z)$ :

$$f_0(X) = n_1^0 X_1 - X + n_2^0 X_2, \quad f_0(Y) = n_1^0 Y_1 - Y + n_2^0 Y_2, \quad f_0(Z) = n_1^0 Z_1 - Z + n_2^0 Z_2. \quad (12)$$

что дает возможность определить  $\rho_0$  и  $r_0^2$ :

$$\rho_0 = f_0(X) a + f_0(Y) b + f_0(Z) c; \quad r_0^2 = \rho_0^2 + 2\rho_0 R \cos\psi + R^2, \quad (13)$$

где

$$R \cos\psi = -(X\lambda + Y\mu + Z\nu), \quad R^2 = X^2 + Y^2 + Z^2. \quad (14)$$

#### 4. Первое приближение для $n_1$ и $n_2$

Для первого приближения можно применить упрощенные формулы (4) и (5) § 1:

$$\Delta n_1 = n_1^0 n_2^0 (1 + n_1^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \gamma_1 \frac{\tau^2 u}{6} \right], \quad \Delta n_2 = n_1^0 n_2^0 (1 + n_2^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \gamma_2 \frac{\tau^2 u}{6} \right], \quad (15)$$

где

$$\gamma_1 = \frac{7 - 3n_1^{02}}{10}, \quad \gamma_2 = \frac{7 - 3n_2^{02}}{10}. \quad (151)$$

Для начала можно положить  $u = \frac{6}{5} u_0$ . Посредством приближенных значений  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  определяются поправки  $\Delta f(X)$ ,  $\Delta f(Y)$ ,  $\Delta f(Z)$ :

$$\Delta f(X) = \Delta n_1 X_1 + \Delta n_2 X_2, \quad \Delta f(Y) = \Delta n_1 Y_1 + \Delta n_2 Y_2, \\ \Delta f(Z) = \Delta n_1 Z_1 + \Delta n_2 Z_2, \quad (16)$$

которые прибавляются к нулевым значениям (12). Подставляя новые значения  $f(X)$ ,  $f(Y)$ ,  $f(Z)$  в первую формулу (13), получим  $\rho$ , а затем  $r^2$  — из второй формулы (13). Затем найдем  $r^{-3}$  по  $r^2$ . Из (15) снова определим  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  и т. д., пока последние значения  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  не совпадут с их предыдущими значениями. Эти поправки прибавляются к нулевым значениям.

$$n_1^0 \text{ и } n_2^0: \quad n_1 = n_1^0 + \Delta n_1, \quad n_2 = n_2^0 + \Delta n_2.$$

Первое приближение можно вести также следующим образом. Вычисляем приближенно:

$$\Delta n_1 = \frac{1}{6} n_1^0 n_2^0 (1 + n_1^0) \tau^2 u. \quad (17)$$

Решаем систему уравнений

$$\rho = \rho_0 + Q(n_1^0 + \Delta n_1) = \rho_0 + Q\Delta n_1, \quad r^2 = \rho^2 + 2\rho R \cos\psi + R^2, \quad (18)$$

последовательными приближениями; т. е. посредством  $r_0^2$  определим  $r_0^{-3}$ , подставляя (17) получим  $\Delta n_1$  и потом, решая систему (18), получим более точные значения  $\rho$  и  $r^2$  и т. д.  $P$  и  $Q$  вычисляются по формулам:

$$\left. \begin{aligned} P &= (-X + mX_2) a + (-Y + mY_2) b + (Z - mZ_2) c, \\ Q &= (X_1 + hX_2) a + (Y_1 + hY_2) b + (Z_1 + hZ_2) c, \end{aligned} \right\} \quad (19)$$

где для первого приближения:

$$m_0 = \frac{n_1^0 - n_2^0}{1 + n_1^0}, \quad h = \frac{1 + n_2^0}{1 + n_1^0} \quad (20)$$

После определения  $\Delta n_1$  получим  $n_1$  и  $n_2$ :

$$n_1 = n_1^0 + \Delta n_1, \quad n_2 = n_2^0 + h\Delta n_1.$$

#### 5. Первое приближение для расстояний

Посредством последних значений  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  определяются поправки  $\Delta f(X)$ ,  $\Delta f(Y)$ ,  $\Delta f(Z)$  по формуле (16); прибавляя их к нулевым значениям, получим  $f(X)$ ,  $f(Y)$ ,  $f(Z)$ , после чего геоцентрические расстояния определяются по формулам:

$$\left. \begin{aligned} n_1 \rho_1 &= f(X) a_1 + f(Y) b_1 + f(Z) c_1, \\ \rho &= f(X) a + f(Y) b + f(Z) c, \\ n_2 \rho_2 &= f(X) a_2 + f(Y) b_2 + f(Z) c_2 \end{aligned} \right\} \quad (21)$$

Затем вычисляются гелиоцентрические координаты:

$$x_i = \rho_i \lambda_i - X_i, \quad y_i = \rho_i \nu_i - Y_i, \quad z_i = \rho_i \gamma_i - Z_i, \quad (i=1, 0, 2) \quad (22)$$

и определяются гелиоцентрические расстояния:

$$r_i^2 = x_i^2 + y_i^2 + z_i^2, \quad (i=1, 0, 2). \quad (23)$$

Наконец, учитывается планетная абберация для моментов наблюдения:

$$t'_i = t_i - A \rho_i, \quad (i=1, 0, 2), \quad (24)$$

где  $A = 0.0057788$ .

#### 6. Второе приближение для $n_1$ и $n_2$

После перевычисления  $\tau$ ,  $n_1^0$  и  $n_2^0$  (пункт 3),  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  определяются по формулам (4) и (5):

$$\Delta n_1 = n_1^0 n_2^0 (1 + n_1^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \alpha_1 \left( 1 - \frac{u_1}{u} \right) + \beta_1 \left( 1 - \frac{u_2}{u} \right) + \gamma_1 \frac{\tau^2 u}{6} \right] \quad (4)$$

$$\Delta n_2 = n_1^0 n_2^0 (1 + n_2^0) \frac{\tau^2 u}{6} \left[ 1 + \alpha_2 \left( 1 - \frac{u_1}{u} \right) + \beta_2 \left( 1 - \frac{u_2}{u} \right) + \gamma_2 \frac{\tau^2 u}{6} \right] \quad (5)$$

Значения коэффициентов  $\alpha_1$ ,  $\alpha_2$ ,  $\beta_1$ ,  $\beta_2$ ,  $\gamma_1$ ,  $\gamma_2$  даются формулами (7) и (15').

Эти коэффициенты вычисляются один раз, после чего последовательным приближением, как в пункте 4, посредством формул (4), (5) и (13) определяются окончательные значения  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$ .

Можно также определить  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$  по формулам (4) и (6) § 1 и завершить приближение, как в пункте 4. В этом случае заново вычисляется  $P$  по формуле (19), где вместо  $m_0$  нужно подставить  $m = m_0 + \Delta m$ .

Можно также применить формулы Гибса:

$$n_1 = n_1^0 \frac{1 + B_1 r_1^{-3}}{1 - B_1 r_1^{-3}}, \quad n_2 = n_2^0 \frac{1 + B_2 r_2^{-3}}{1 - B_2 r_2^{-3}}, \quad (25)$$

где

$$B_1 = \frac{1}{1} (n_2^0 - n_1^{02}) \tau^2, \quad B = \frac{1}{12} (1 + n_1^0 n_2^0) \tau^2, \quad B_2 = \frac{1}{12} (n_1^0 - n_2^{02}). \quad (26)$$

### 7. Второе приближение для расстояний

Второе приближение для расстояний и гелиоцентрические координаты определяются совершенно аналогично первому приближению, посредством новых значений  $n_1$  и  $n_2$ .

Если первое приближение проведено посредством  $\Delta n_1$  и  $\Delta n_2$ , то величины  $P_1, Q_1, P_2, Q_2$  вычисляются как  $P, Q$  по аналогичным (19)-ой формулам.

### § 3. Определение элементов.

#### 8. Определение $c_4$ и $\frac{c_2}{c_1}$

$c_4$  и  $\varepsilon$  определяются по формулам:

$$\varepsilon \sin c_4 = \frac{z_1 y_2 - y_1 z_2}{x_1 y_2 - y_1 x_2}, \quad \varepsilon \cos c_4 = \frac{x_1 z_2 - z_1 x_2}{x_1 y_2 - y_1 x_2}. \quad (27)$$

Делением получается  $\operatorname{tg} c_4$ , а возвышением в квадрат и сложением  $-\varepsilon^2$ . Посредством  $\varepsilon$  получаются  $\frac{c_2}{c_1}$  и  $i$ .

$$\frac{c_2}{c_1} = \sqrt{1 + \varepsilon^2}, \quad \operatorname{tg} i = \varepsilon. \quad (28)$$

#### 9. Определение гелиоцентрического прямого восхождения и аргумента широты

Гелиоцентрическая «долгота»  $\lambda$ , что в нашем случае (когда применяются экваториальные координаты) представляет гелиоцентрическое прямое восхождение, вычисляется по формуле

$$\operatorname{tg} \lambda = \frac{y}{x}, \quad (29)$$

после чего находится аргумент широты:

$$\operatorname{tg} \varphi = \frac{c_2}{c_1} \operatorname{tg} (\lambda + c_4). \quad (30)$$

Вычисление нужно вести для всех трех моментов наблюдения.

### 10. Определение параметров орбиты

$c_2$  вычисляется по формуле (1) §1:

$$c_2 = \frac{2[(\varphi - \varphi_1)(1 + n_2^0) n_1^{03} + (\varphi_2 - \varphi)(1 + n_1^0) n_2^{03}]}{\tau n_1^0 n_2^0 \left[ \frac{1}{r^2} + \frac{n_1^{02}}{r_1^2} + \frac{n_2^{02}}{r_2^2} \right]}. \quad (1)$$

Для контроля можно вычислить  $c_1$ :

$$c_1 = \frac{2[(\lambda - \lambda_1)(1 + n_2^0) n_1^{03} + (\lambda_2 - \lambda)(1 + n_1^0) n_2^{03}]}{\tau n_1^0 n_2^0 \left[ \frac{1}{r^2 \cos^2 \beta} + \frac{n_1^{02}}{r_1^2 \cos^2 \beta_1} + \frac{n_2^{02}}{r_2^2 \cos^2 \beta_2} \right]}. \quad (2)$$

Отношение  $\frac{c_2}{c_1}$  должно быть равным его значению, полученному по формуле (28). Посредством  $c_2$  определяется  $p$ :

$$p = c_2^2.$$

#### 11. Вычисление эксцентриситета и расстояния перигелия от узла

Обозначая  $q_1 = \frac{p}{r_1} - 1$ ,  $q_2 = \frac{p}{r_2} - 1$ , по формуле для радиус-вектора

$$r = \frac{p}{1 + e \cos v} \text{ получим:}$$

$$e \cos v_1 = q_1, \quad e \sin v_1 = \frac{q_1 \cos(\varphi_2 - \varphi_1) - q_2}{\sin(\varphi_2 - \varphi_1)}. \quad (31)$$

Отсюда определяются  $v_1$  и  $e$ . Из равенства  $v_1 = \varphi_1 + c_5$  найдется  $c_5 = -\omega$ .

#### 12. Определение средней аномалии и среднего движения

Средняя аномалия и среднее движение определяются обычным путем

$$\operatorname{tg} \frac{E_i}{2} = \sqrt{\frac{1-e}{1+e}} \operatorname{tg} \frac{v_i}{2}, \quad (i=1, 2), \quad (32)$$

$$M_i = E_i - e \sin E_i \quad (i=1, 2). \quad (33)$$

Контроль:

$$n = \frac{k}{a^{3/2}}, \quad \text{где } a = p : (1 - e^2). \quad (34)$$

Момент прохождения через перигелий:

$$T = t_1 - \frac{M_1}{n} = t_2 - \frac{M_2}{n}. \quad (35)$$

## 13. Представление наблюдений

Вычисляя средние аномалии  $M_i = M_1 + n(t_i - t_1)$  из уравнения Кеплера (33) и (32), определим эксцентрические аномалии и истинные аномалии для моментов наблюдения  $t_i$ , после чего определяются  $r_i$  и  $\varphi_i$ :

$$r_i = \frac{p}{1 + e \cos \varphi_i}, \quad \varphi_i = v_i - c_3. \quad (36)$$

Затем определяются гелиоцентрические прямое восхождение  $\lambda_i$  и склонение  $\beta_i$ :

$$\operatorname{tg}(\lambda_i + c_4) = \frac{c_1}{c_2} \operatorname{tg} \varphi_i, \quad \operatorname{tg} \beta_i = \varepsilon \sin(\lambda_i + c_4). \quad (37)$$

Наконец, из зависимости между координатами:

$$\begin{aligned} r_i \cos \beta_i \cos \lambda_i + X_i &= \rho_i \cos \delta_i \cos \alpha_i, & r_i \cos \beta_i \sin \lambda_i + Y_i &= \rho_i \sin \delta_i \sin \alpha_i, \\ r_i \sin \beta_i + Z_i &= \rho_i \sin \delta_i. \end{aligned} \quad (38)$$

вычисляются  $\alpha_i$ ,  $\delta_i$  и сравниваются с наблюдаемыми значениями.

## 14. Переход от экваториальных элементов к эклиптическим

От экваториальных элементов можно перейти к эклиптическим элементам, применяя формулы [2, 3]:

$$\begin{aligned} \cos i' &= \cos \varepsilon \cos i + \sin \varepsilon \sin i \cos \Omega, \\ \sin i' &= \frac{\sin \Omega}{\sin i'} \sin \varepsilon, & \omega' &= \omega - d, \\ \cos \Omega' &= \cos \Omega \cos d - \sin \Omega \sin d \cos i. \end{aligned} \quad (39)$$

§ 4. Пример определения орбиты. Данные взяты из руководства М. Ф. Субботина [3, § 64].

## 1) Исходные величины

$t_1 = 17^{\text{h}} 83368,$	$t = 7^{\text{d}} 88882,$	$t_2 = 48^{\text{d}} 83590,$
$\alpha \quad 348^{\circ} 35' 34''$	$346^{\circ} 51' 37''$	$345^{\circ} 10' 7''$
$\delta \quad 7^{\circ} 26' 74''$	$6^{\circ} 40' 39''$	$5^{\circ} 3' 32''$
$X = 0.999660$	$-0.999535$	$-0.904813$
$Y = 093389$	$-064631$	$-382039$
$Z = 040472$	$-028066$	$-165734$

## 2) Вычисление основных коэффициентов.

$\lambda \quad 0.9720070$	$0.967219$	$0.9629188$
$\mu \quad 1961176$	$-57834$	$-1549743$
$\nu \quad 1293840$	$116281$	$0881806$

$D = 0.0004553$		
$a_1 \quad 1.375101$	$a \quad 34.45618$	$a_2 \quad 14.067130$
$b_1 \quad 58.569139$	$b \quad 85.338397$	$b_2 \quad 6.596931$
$c_1 \quad 64.108840$	$c \quad 19.501460$	$c_2 \quad 65.364959$

3) Нулевое приближение  $\rho$  и  $r$ .

$t - t_1 \quad 10.05514$	$t_2 - t \quad 0.94708$	$t_2 - t_1 \quad 31.002$
$\tau \quad 0.5333032$	$m_0 \quad 0.2096648$	$h \quad 0.790335$
$n_1^0 \quad 6756639$	$n_2^0 \quad 343361$	
$f_0(X) \quad 0306380$	$f_0(Y) \quad 0038204$	$f_0(Z) \quad 0016573$
$\rho_0 \quad 1.167051$	$r_0^2 \quad 4.59615$	$R \cos \psi \quad 955434$

4) Первое приближение для  $n_1$  и  $n_2$ .

$\frac{1}{6} n_1^0 n_2^0 (1 + n_1^0) \tau^2 \quad 0.0174065$	$Q - 65.15993$	
$(\Delta n_1)_0 \quad 0.00176654$	$Q \Delta n_1 \quad 0.115104$	$u \quad 0.1197003$
$\Delta n_1 \quad 0020836$	$Q \Delta n_1 \quad 135767$	$u \quad 1232266$
.....		
$\Delta n_1 \quad 0021611$	$h \quad 7903352$	$\Delta n_2 \quad 0017079$
$n_1 \quad 6778250$	$n_2 \quad 3260440$	

## 5) Первое приближение для расстояний.

$f(X) \quad 0.0269317$	$f(Y) \quad 0.0033707$	$f(Z) \quad 0.001465$
$\rho_1 \quad 1.002690$	$\rho \quad 1.026216$	$\rho_2 \quad 1.143729$
$x_1 \quad 9739901$	$y_1 - 0.2899749$	$z_1 \quad 0.08921$
$x \quad 9921044$	$y - 1670713$	$z \quad 1473958$
$x_1 \quad .006131$	$y_2 \quad 0904178$	$z_2 \quad 2665889$
$r_1^2 \quad 3.9886828$	$r_2 \quad 4.0181183$	$r_2^2 \quad 4.1038074$
$r_1 \quad 1.9971687$	$r \quad .0045245$	$r_2 \quad .0257856$
$A \rho_1 \quad 0.00578$	$A \rho \quad 0.00592$	$A \rho_2 \quad 0.00660$
$t_1' \quad 17.82790$	$t' \quad 7.88290$	$t_2' \quad 48.82930$

6) Второе приближение для  $n_1$  и  $n_2$ .

Вычисление проведено по формуле Гибса (25).

$t - t_1 \quad 10.05500$	$t_2 - t \quad 0.94640$	$t_2 - t_1 \quad 31.00140$
$\tau \quad 0.53389$	$n_1^0 \quad 0.6756598$	$n_2^0 \quad 0.3243402$
$B_1 \quad 003136$	$B_2 \quad 013501$	$B \quad 0288934$
$n_1 \quad 677857$	$n_2 \quad 3260372$	

## 7) Второе приближение для расстояний.

$f(X) \quad 0.0269371$	$f(Y) \quad 0.0033734$	$f(Z) \quad 0.0014637$
$\rho_1 \quad 1.0026816$	$\rho \quad 1.0264768$	$\rho_2 \quad 1.1439604$
$x_1 \quad 9742735$	$y_1 - 0.2900321$	$z_1 \quad 0.089590$
$x \quad 9923566$	$y - 1671302$	$z \quad 1474264$
$x_2 \quad 2.0063540$	$y_2 \quad 0903588$	$z_2 \quad 666093$

$$\begin{array}{lll} r_1^2 & 3.9898416 & r_2 & 4.0191518 & r_3^2 & 4.1047016 \\ r_1 & 1.9974588 & r & 2.0047822 & r_2 & 2.0260063 \end{array}$$

8) Вычисление  $c_4$  и  $\frac{c_2}{c_1}$ .

$$\begin{array}{lll} x_1 y_2 - y_1 x_2 & 0.7603000 & z_1 y_2 - y_1 z_2 & 0.0853906 & x_1 z_2 - z_1 x_2 & 0.347245 \\ \text{csinc}_4 & 1123117 & \text{scosc}_4 & 4567598 & \text{tgc}_4 & 2458879 \\ c_4 & 13^\circ 48' 51.4 & \frac{c_2}{c_1} & 1.1050987 & i & 25^\circ 11' 26.4 \end{array}$$

9) Определение гелиоцентрического прямого восхождения и аргумента широты.

$$\begin{array}{lll} \text{tg}\lambda & -0.1469057 & -0.0838857 & -0.0450363 \\ \lambda & 351^\circ 38' 33.7 & 355^\circ 12' 17.8 & 2^\circ 34' 43.1 \\ \lambda + c_4 & 5^\circ 27' 25.1 & 9^\circ 1' 9.2 & 16^\circ 23' 34.5 \\ \varphi & 6^\circ 1' 35.1 & 95656.6 & 18^\circ 0' 33.6 \end{array}$$

10) Определение параметра орбиты.

$$\begin{array}{lll} \varphi - \varphi_1 & 0.0684620 \text{ рад.} & \varphi_2 - \varphi & 0.0146784 \text{ рад.} \\ (1+n_2^2)n_1^{n_3} & 4084922 & (1+n_1^2)n_2^{n_3} & 0.0571727 \text{ числ.} & 0.07201946 \\ \frac{n_1^{n_2}}{r_1^2} & 1144196 & \frac{n_2^{n_1}}{r_2^2} & 0256283 & \frac{1}{r^2} & 2488087 \\ \text{Знам.} & 045444465 & c_2 & 1.5847542 & p & 2.5114459 \end{array}$$

11) Вычисление эксцентриситета и расстояния перигелия от узла.

$$\begin{array}{lll} \varphi_2 - \varphi_1 & 11^\circ 58' 58.3 & \sin(\varphi_2 - \varphi_1) & 0.207619 & \cos(\varphi_2 - \varphi_1) & 0.978210 \\ q_1 & 0.2573205 & q_2 & 2396041 & \text{esinv}_1 & 0583251 \\ \text{tg}v_1 & 2266632 & v_1 & 12^\circ 46' 15.7 & c_5 & 6^\circ 44' 40.6 \\ e^2 & 06961570 & e & 0.2638479 & a_2 & 2.6993640 \end{array}$$

12) Вычисление средней аномалии и среднего движения.

$$\begin{array}{lll} \frac{v_1}{2} & 6^\circ 23' 7.8 & \frac{v_2}{2} & 12^\circ 22' 37.1 & \sqrt{\frac{1-e}{1+e}} & 0.7631965 \\ E_1 & 9^\circ 45' 49.4 & E_2 & 19^\circ 0' 54.4 & a^{3/2} & 4.4349854 \\ M_1 & 7^\circ 2000123 & M_2 & 14^\circ 0896146 & t_2 - t_1 & 31.00140 \\ n & 0^\circ 2222352 & \text{контроль} & n & 0^\circ 2222347 \end{array}$$

13) Представление наблюдений.

$$\begin{array}{lll} \text{Эпоха } t_1 = & 17.82790 & \text{сент. 1930 г.} & M_1 & 7^\circ 2000140 \\ n & 0^\circ 2222352 & M & 9^\circ 343589 & M_2 & 14^\circ 089616 \\ E_1 & 9^\circ 45' 49.4 & E & 12^\circ 46' 41.5 & E_2 & 19^\circ 0' 54.4 \\ v & 124615.6 & & 164137.6 & & 24^\circ 45' 15.0 \\ \text{ecos}v & 0.2573206 & & 0.2527275 & & 0.2396042 \end{array}$$

$$\begin{array}{lll} r & 1.997459 & 2.004782 & -2.026006 \\ \varphi & 6^\circ 1' 35.0 & 9^\circ 56' 57.0 & 18^\circ 0' 33.4 \\ \lambda + c_4 & 5^\circ 27' 24.9 & 9^\circ 1' 9.5 & 16^\circ 23' 34.3 \\ \lambda & 351^\circ 38' 34.5 & 355^\circ 12' 18.1 & 2^\circ 34' 24.9 \\ \beta & 33^\circ 40' 2 & 4^\circ 13' 2.1 & 7^\circ 33' 41.9 \\ \rho \cos \delta \cos \alpha & 0.9746113 & 0.9928206 & 1.1015405 \\ \rho \cos \delta \sin \alpha & 1966460 & -2317571 & -0.2916819 \\ \rho \sin \delta & 1297304 & 1193615 & 1008740 \\ \alpha & 348^\circ 35' 33.6 & 346^\circ 51' 38.0 & 345^\circ 10' 7.6 \\ \delta & 7^\circ 26' 2.3 & 6^\circ 40' 39.4 & 5^\circ 3' 31.9 \\ \alpha_n - \alpha_n & 0^\circ 04 & -0^\circ 05 & 0^\circ 01 \\ \delta_n - \delta_n & 0^\circ 1 & -0^\circ 3 & 0^\circ 3 \end{array}$$

Представление наблюдений можно считать удовлетворительным.

Таблица коэффициентов  $\tau_1$  и  $\beta_1$

$n_1^0$	$\alpha_1$	$\beta_1$	$n_1^0$	$\alpha_1$	$\beta_1$
0.20	-0.26083	0.54000	0.51	-0.16144	0.00584
21	-25874	49438	52	-15597	-01138
22	-25661	45304	53	-1526	-01664
23	-25445	41557	54	-14425	-02163
24	-25225	38153	55	-13796	-02636
25	-25000	35000	56	-13135	-03086
26	-24771	32123	57	-12443	-03512
27	-24537	29474	58	-11759	-03917
28	-24298	27229	59	-11028	-04302
29	-24053	24766	6	-10125	-04667
30	-23802	22667	61	-9266	-05013
31	-23545	20716	62	-8358	-05342
32	-23280	18900	63	-7397	-05654
33	-23009	1726	64	-6377	-05950
34	-22730	15623	65	-5294	-06231
35	-22442	14143	66	-4143	-06497
36	-22145	12756	67	-2915	-06749
37	-21839	11454	68	-166	-06988
38	-21522	1022	69	0.66	-07215
39	-21195	8982	7	0.26	-07429
40	-20857	7800	71	0.1296	-07631
41	-20507	6980	72	0.294	-07822
42	-20144	6319	73	0.466	-08003
43	-19767	5812	74	0.655	-08173
44	-19375	54255	75	0.8525	-08333
45	-18969	50444	76	1.0714	-08484
46	-18546	46778	77	1.3096	-08626
47	-18105	43253	78	1.5693	-08759
48	-17646	39867	79	1.8537	-08884
49	-17167	36616	8	2.1662	-09000
50	-16667	33500		25111	

Вычислительный центр АН Грузинской ССР  
Сентябрь, 1963 г.

ორბიტის განსაზღვრა ორი სხეულის ამოცანის ინტეგრალების  
გამოყენებით სფერულ კოორდინატებში

ა. იმნაძე

THE ORBIT DETERMINATION ON THE BASIS OF TWO-BODY  
PROBLEM INTEGRALS IN SPHERICAL COORDINATES

M. P. IMNADZE

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Имнадзе М. П. Интегралы задачи двух тел в сферических координатах и применение их для определения орбит. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1958, 22.
2. Дубяго А. Д. Определение орбит. 1949.
3. Субботин М. Ф. Небесная механика. 1941, 1.

ПСЕВДОАНОМАЛИЯ И ЕЕ ПРИМЕНЕНИЕ ДЛЯ ВЫЧИСЛЕНИЯ  
ЭФЕМЕРИД

М. П. ИМНАДЗЕ

Помимо известных аномалий — средней, истинной и эксцентрической, в небесной механике встречаются и другие углы, которые также можно назвать аномалиями. В общем виде вопрос о различных аномалиях рассмотрел М. Ф. Субботин [1], однако он не выделяет какое-нибудь конкретное ее выражение. Аномалию, которая рассматривается здесь, применял также Штумпф, для вычисления эфемерид [2], но он подходил к вопросу с иной точки зрения, чем автор данной статьи.

Псевдоаномалией мы называем угол при втором фокусе, составленный из большой оси и второго радиус-вектора, отсчитанный против часовой стрелки от направления на перигелий. Обозначим его через  $u$  (рис. 1). Известны следующие зависимости [3]:

$$\operatorname{tg} \frac{E}{2} = \sqrt{\frac{1-e}{1+e}} \operatorname{tg} \frac{v}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{u}{2}, \quad (1)$$

$$r' = \frac{p}{1-e \cos u}, \quad r = 2a - r'. \quad (2)$$

Уравнение Кеплера можно переписать так:

$$M = 2 \left[ \operatorname{arctg} \eta - \frac{e\eta}{1+\eta^2} \right], \quad (3)$$

где

$$\eta = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{u}{2}. \quad (4)$$

Посредством (3) и (4) составлена таблица для  $M$ -и по аргументам  $u$  и  $e$ ; при этом  $u$  изменяется через  $3^\circ$  от  $0^\circ$  до  $180^\circ$ , а  $e$  через 0.05 от 0 до 0.95 (хотя здесь мы приводим их для краткости до 0.50) (табл. 5). Из этой таблицы, при помощи двойной интерполяции, определяется  $u$  для данного  $M$ , когда  $M < 180^\circ$  (для случая, когда  $M > 180^\circ$  см. дальше). В двух последовательных столбцах  $e_1$  и  $e_2$  в строке  $u_1$  найдутся поправки  $\Delta_{11}$  и  $\Delta_{12}$ . Соответствующая поправка  $\Delta_1$  для  $e$  ( $e_1 < e < e_2$ ) в строке  $u_1$  определяется из равенства:

$$\Delta_1 = \frac{e - e_1}{e_2 - e_1} (\Delta_{12} - \Delta_{11}) + \Delta_{11}. \quad (5)$$

Аналогично, в строке  $u_2$  поправка для  $e$  будет:

$$\Delta_{II} = \frac{e-e_1}{e_2-e_1} (\Delta_{22} - \Delta_{21}) + \Delta_{21}. \quad (6)$$

Если в таблице была бы строка и ( $u_1 < u < u_2$ ) соответствующая данному  $M$ , поправка  $\Delta$  для эксцентриситета удовлетворяла бы равенству  $(\Delta - \Delta_I) : (\Delta_{II} - \Delta_I) = (u - u_1) : (u_2 - u_1)$ , где  $u = M - \Delta$ . Отсюда:

$$\Delta = \frac{(M - u_1) (\Delta_{II} - \Delta_I) + \Delta_I (u_2 - u_1)}{u_2 - u_1 + \Delta_{II} - \Delta_I}. \quad (7)$$

Так как табличная разность выражена в радианах, то знаменатель можно выразить в радианах, а в числителе  $M - u_1$  и  $u_2 - u_1$  в градусах; тогда  $\Delta$  получается в градусах и

$$u = M - \Delta. \quad (8)$$

В нашем случае  $u_2 - u_1 = 3^\circ = 0.052360$  рад.,  $e_2 - e_1 = 0.05$ , и для вычисления  $\Delta$  имеем:

$$\Delta_I = 20(e - e_1) (\Delta_{12} - \Delta_{11}) + \Delta_{11}, \quad (5')$$

$$\Delta_{II} = 20(e - e_1) (\Delta_{22} - \Delta_{21}) + \Delta_{21}, \quad (6')$$

$$\Delta = \frac{\Delta_I + (M - u) \frac{1}{3} (\Delta_{II} - \Delta_I)}{0,01745 + \frac{1}{3} (\Delta_{II} - \Delta_I)} \quad (7')$$

и по формуле (8) получается  $u$ . Приблизительно  $\Delta = \frac{\Delta_{11} + \Delta_{22}}{2} \cdot 57,3$ .

Поправка  $\Delta = M - u$ , как функция от  $u$ , имеет вид

$$\Delta = f(u) = 2 \left[ \arctg \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{u}{2} - \frac{e \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{u}{2}}{1 + \frac{1+e}{1-e} \operatorname{tg}^2 \frac{u}{2}} \right] - u. \quad (9)$$

В пределах от  $0^\circ$  до  $180^\circ$  эта функция, для данной  $e$ , имеет один минимум и один максимум. Значение аргумента  $u$ , при котором  $\Delta$  принимает минимальное и максимальное значения, получается приравнением нулю первой производной от  $f(u)$ , что дает:

$$\cos u = \frac{1}{e} \left[ 1 - \sqrt{1-e^2} \pm \sqrt{1-e^2} \sqrt{1 - \sqrt{1-e^2}} \right]. \quad (10)$$

При  $e=0$  получается неопределенность, которую можно раскрыть по правилу Лопиталю. Значения аргументов, при которых поправка  $\Delta$  принимает минимальное или максимальное значения (в пределах  $0 < e < 0.60$ ), даются в табл. 1. Там же помещены значения нулей кроме очевидных  $u=0$  и  $u=180^\circ$ .

Для интерполирования поправки при данном  $e$  можно составить квадратичный полином в двух промежутках: 1) от нуля до  $M_0$  возьмем  $a(M - M_1)^2 + b(M - M_1) + c = \Delta$  и 2) от  $M_0$  до  $180^\circ - a(M_2 - M)^2 + b(M_2 - M) + c = \Delta$ , где  $M_0, M_1, M_2$ , соответственно, обозначают значения средней аномалии,

Таблица 1

$e$	Минимум при $M_1 =$	Максимум при $M_2 =$	Нуль при $M_0 =$	Минимум $\Delta_1$	Максимум $\Delta_2$
0.00	45° . 00000	135° . 00000	90° . 00000	0.00000	0.00000
05	42 . 95660	132 . 99315	86 . 17889	-0.00060	0.00066
10	40 . 88173	131 . 02595	82 . 35306	00228	00276
15	38 . 77733	129 . 47572	78 . 52167	-0.00488	0.00650
20	37 . 64672	127 . 23147	74 . 67667	00827	01214
25	34 . 89156	125 . 41478	70 . 81000	01232	01993
30	32 . 31456	123 . 66470	66 . 92750	01689	03025
35	30 . 12067	121 . 98934	63 . 02444	02180	04347
40	27 . 99285	119 . 39966	59 . 08222	02550	06008
45	25 . 67193	118 . 89499	55 . 08028	03241	08038
50	23 . 42494	117 . 54234	51 . 06750	03762	10596
55	21 . 14818	116 . 31794	46 . 95694	04290	13698
60	18 . 89453	115 . 27198	42 . 79583	04765	17500

при которых поправка равна нулю, принимает минимальное значение  $\Delta_1$  и максимальное значение  $\Delta_2$ .

Для первого промежутка после упрощения получаем

$$\Delta = \delta_1 (M_0 - M) M, \quad (11)$$

где

$$\delta_1 = \Delta_1 : (M_0 - M_1) M_1. \quad (12)$$

Аналогично, для второго промежутка получается

$$\Delta = \delta_2 (180^\circ - M) (M - M_0), \quad (13)$$

где

$$\delta_2 = \Delta_2 : (180^\circ - M_2) (M_2 - M_0). \quad (14)$$

Более точная интерполяционная формула дает тригонометрический полином  $\Delta = a \sin M + b \cos M + c$ . Принимая во внимание, что  $\Delta = 0$  при  $M = 0$  и  $M = 180^\circ$  и достигает минимума  $\Delta_1$ , при  $M = M_1$  получаем:

$$\Delta = \delta_1 \sin (M_0 - M) \sin M, \quad (11')$$

$$\delta_1 = \Delta_1 : \sin (M_0 - M_1) \sin M_1. \quad (12')$$

Аналогично, для второго промежутка:

$$\Delta = \delta_2 \sin (M - M_0) \sin M, \quad (13')$$

$$\delta_2 = \Delta_2 : \sin (M_2 - M_0) \sin M_2. \quad (14')$$

Поправка  $\Delta = M - u$  симметрична относительно линий аспид. Поэтому, когда  $M > 180^\circ$ , нужно искать поправку для угла  $M' = 360^\circ - M$  и соответствующее  $u'$  вычитаем из  $360^\circ$ , т. е.  $u = 360^\circ - u'$ .

Для данной  $e$ , величины  $M_1, M_2, M_0, \Delta_1, \Delta_2$ , можно приблизительно определить (один раз) из табл. 1 посредством линейной интерполяции, а по формулам (11), (13) или (11'), (13') вычисляются поправки  $\Delta$  (не применяя табл. 5).

После определения  $u$  можно вычислить  $v$  и  $E$  по формуле (1), но это не обязательно. Для определения экваториальных гелиоцентрических координат принимается формула:

$$x = aP_x (\cos E - e) + a \cos \varphi Q_x \sin E \quad (15)$$

и аналогично для  $y$  и  $z$  (рис. 1).

Из чертежа видно, что  $a \cos E - ae = F_1 N$  и  $r' \cos u - 2ae = F_1 N$ , т. е.

$$a (\cos E - e) = r' \cos u - 2ae = \frac{r \cos u}{1 - e \cos u} - 2ae.$$

Ясно также, что

$$a \cos \varphi \sin E = PN = r' \sin u = \frac{r \sin u}{1 - e \cos u}.$$

Подставляя это в формулу (15), получим:

$$x = \frac{r P_x \cos u + r Q_x \sin u}{1 - e \cos u} - 2ae P_x, \quad (16)$$

или

$$x = \frac{a_x \cos u + b_x \sin u}{1 - e \cos u} + c_x, \quad (16')$$

где

$$a_x = r P_x, \quad b_x = r Q_x, \quad c_x = -2ae P_x$$

и аналогично для  $y$  и  $z$ .

Формулы (16) и (16') сложнее, чем формула (15), но если вычисление ведется не с большой точностью, табличное значение  $u$  или вычисленное посредством формул (11'), (13') и (8) будет достаточным и решения уравнения Кеплера не понадобится. Для больших планет, эксцентриситет которых мал, определение координат этим способом будет достаточно точно для вычисления возмущений.

Известные выражения векторных элементов можно переписать так:

$$\left. \begin{aligned} P_x &= \cos \omega \cos \Omega - \sin \omega \sin \Omega \cos i, & P_y &= A \cos \varepsilon - B \sin \varepsilon, & P_z &= A \sin \varepsilon + B \cos \varepsilon, \\ Q_x &= -\sin \omega \cos \Omega - \cos \omega \sin \Omega \cos i, & Q_y &= C \cos \varepsilon - D \sin \varepsilon, & Q_z &= C \sin \varepsilon + D \cos \varepsilon, \end{aligned} \right\} (17)$$

где

$$\left. \begin{aligned} A &= \cos \omega \sin \Omega + \sin \omega \cos \Omega \cos i, & B &= \sin \omega \sin i, \\ C &= -\sin \omega \sin \Omega + \cos \omega \cos \Omega \cos i, & D &= \cos \omega \sin i \end{aligned} \right\} (18)$$

Введем еще обозначения:

$$E = \sin \Omega \sin i, \quad F = \cos \Omega \sin i \cos \varepsilon + \cos i \sin \varepsilon, \quad G = \cos \Omega \sin i \sin \varepsilon - \cos i \cos \varepsilon. \quad (19)$$

Тогда изменение векторных элементов выразится формулами:

$$\left. \begin{aligned} \Delta P_x &= Q_x \Delta \omega - A \Delta Q + E \sin \omega \Delta i, & \Delta P_y &= Q_y \Delta \omega + P_x \cos \varepsilon \Delta \Omega - F \sin \omega \Delta i - P_z \Delta \varepsilon \\ & \Delta P_z = Q_z \Delta \omega + P_x \sin \varepsilon \Delta \Omega - G \sin \omega \Delta i + P_y \Delta \varepsilon, \\ \Delta Q_x &= -P_x \Delta \omega - B \Delta \Omega + E \cos \omega \Delta i, & \Delta Q_y &= -P_y \Delta \omega + Q_x \cos \varepsilon \Delta \Omega - F \cos \omega \Delta i - \\ & - Q_z \Delta \varepsilon, & \Delta Q_z &= -P_z \Delta \omega + Q_x \sin \varepsilon \Delta \Omega - G \cos \omega \Delta i + Q_y \Delta \varepsilon, \end{aligned} \right\} (20)$$

где третьим и четвертым членами обычно можно пренебрегать из-за малости  $\Delta i$  и  $\Delta \varepsilon$ .

Для контроля вычислений, помимо известных формул, можно воспользоваться равенствами:

$$A^2 + B^2 + C^2 + D^2 - E^2 = 1, \quad E^2 + F^2 + G^2 = 1. \quad (21)$$

Вычисляя векторные элементы  $P_x, P_y, \dots, Q_z$  для какой-нибудь эпохи, для другого момента времени достаточно вычислять приращения по формулам (20) и прибавлять их к начальным значениям, т. е.  $P_x = P_{x0} + \Delta P_x$  и т. д., при этом  $P_{x0}, P_{y0}, \dots, Q_{z0}$  и  $A_{01}, B_{01}, \dots, G_{01}$  можно считать постоянными, вследствие малости  $\Delta \omega, \Delta \Omega, \Delta i$  и  $\Delta \varepsilon$ . Для эпохи 30.VI.1961 по отношению к эклиптике 1950.0 получаются значения, помещенные в таблице 2.

Таблица 2

Планта	$a_x$	$a_y$	$a_z$	$b_x$	$b_y$	$b_z$	$c_x$	$c_y$	$c_z$
Меркурий	0.0862	0.3215	0.1633	-0.3590	0.0607	0.0694	-0.0365	-0.1361	-0.0692
Венера	-0.4732	0.4876	0.2495	-0.5462	0.4442	-0.1654	+0.0064	-0.0066	-0.0034
Земля	-0.2100	0.8971	0.3890	-0.9777	-0.1927	-0.0836	+0.0070	+0.0300	-0.0130
Марс	1.3699	-0.5627	-0.2951	0.6343	1.2531	0.5551	-0.2580	+0.1060	-0.0556
Юпитер	5.0556	1.1246	0.3589	-1.1747	4.6369	2.0178	-0.4919	-0.1094	-0.0349
Сатурн	0.0084	8.8304	3.6507	7.9138	0.9460	0.5624	-0.0008	-0.9102	-0.3763

Для больших планет эксцентриситет небольшой и в некоторых случаях можно пренебречь поправкой  $\Delta$ , т. е. принять  $u = M$ . При этом допущении вычислено несколько значений координат по формуле (16). Они сравниваются с таблицами Комри в смысле «Вычисленное» минус «Табличное»:  $x_B - x_T$  (табл. 3), в третьем знаке после запятой.

Из таблицы видно, что разница между вычисленными (посредством величин табл. 2) и табличными значениями координат обычно не превосходит нескольких единиц третьего знака после запятой. Исключение

Таблица 3

Планеты	J. D. 2437480 (30/VI. 1961)			J. D. 2437640 (7/XII, 1961)			J. D. 2441080 (8/V, 1971)		
	$x_B - x_M$	$y_B - y_M$	$z_B - z_M$	$x_B - x_M$	$y_B - y_M$	$z_B - z_M$	$x_B - x_M$	$y_B - y_M$	$z_B - z_M$
Меркурий	-14	-02	00	-07	+06	+05	-12	+02	+03
Венера	-01	+01	-01	+02	+05	+01	-02	-02	-01
Земля	00	-01	00	-01	00	00	00	00	00
Марс	+01	+02	+03	+02	-02	+01	+03	00	+03
Юпитер	+03	+04	+01	+01	-03	-02	-15	-05	+04
Сатурн	-02	-02	+01	+11	-10	+01	-28	+83	+35

представляют, с одной стороны, Меркурий, с другой — для больших промежутков времени, Юпитер и Сатурн. Первая разница не будет отражаться на вычислениях возмущения, а для избежания второй ошибки можно исправлять векторные элементы Юпитера и Сатурна (влияние

Сатурна будет мало) через три или пять лет по формуле (20).  
Для этого можно, помимо табл. 2, пользоваться величинами табл. 4.

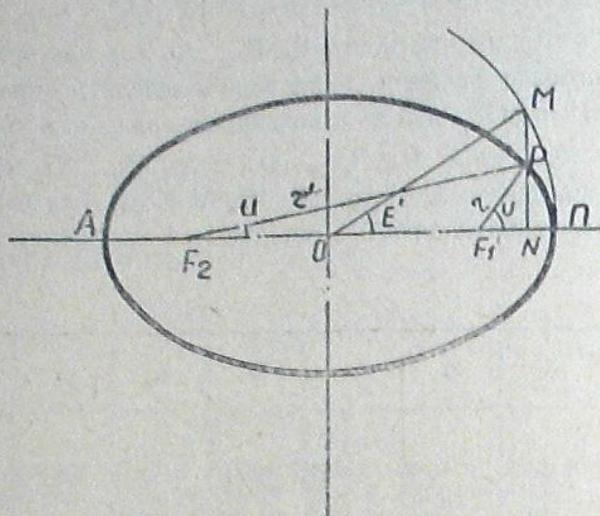


Рис. 1

Таблица 4

Планеты	A	B	C	Д	Е	F	G
Юпитер . . . . .	0.2262	-0.0228	0.9741	0.012	0.0225	0.3941	-0.9188
Сатурн . . . . .	0.9999	-0.0171	0.0015	0.0399	0.0399	0.8818	-0.9234

(M-u) · 10<sup>6</sup>

Таблица 5

u \ l	0.05	0.10	0.15	0.20	0.25	0.30	0.35	0.40	0.45	0.50
3°	-65	-262	-591	-1055	-1658	-2403	-3299	-4352	-5572	-6974
6°	-130	-520	-1173	-2092	-3284	-4757	-6520	-8588	-10975	-13701
9°	-193	-772	-1738	-3095	-4850	-7011	-9589	-12595	-16044	-19948
12°	-254	-1013	-2277	-4047	-6327	-9121	-12434	-16270	-20628	-25498
15°	-311	-1240	-2782	-4932	-7687	-11043	-14991	-19517	-24593	-30166
18°	-365	-1451	-3246	-5730	-8907	-12739	-17203	-22259	-27827	-33803
21°	-414	-1643	-3662	-6446	-9964	-14175	-19222	-24420	-30243	-36295
24°	-459	-1812	-4024	-7051	-10842	-15326	-20411	-25961	-31781	-37575
27°	-498	-1958	-4328	-7542	-11524	-16171	-21342	-26846	-32405	-37612
30°	-531	-2078	-4568	-7912	-12002	-16694	-21801	-27060	-32108	-36415
33°	-557	-2170	-4742	-8156	-12267	-16890	-21780	-26605	-30905	-34030
36°	-577	-2234	-4848	-8270	-12317	-16757	-21285	-25496	-28834	-33527
39°	-590	-2269	-4884	-8264	-12153	-16300	-20330	-23763	-25950	-26005
42°	-596	-2274	-4851	-8108	-11778	-15530	-18938	-21448	-22325	-20579
45°	-595	-2250	-4748	-7835	-11201	-14463	-17137	-18601	-18042	-14374
48°	-586	-2196	-4579	-7442	-10432	-13119	-14964	-15282	-13190	-7527
51°	-571	-2114	-4344	-6932	-9484	-11523	-12458	-11553	-7865	-173
54°	-549	-2004	-4049	-6316	-8373	-9701	-9665	-7483	-2164	+7552
57°	-521	-1870	-3697	-5602	-7116	-7683	-6631	-3139	+3814	+15518
60°	-486	-1710	-3293	-4800	-5732	-5500	-3403	+1408	+9975	+23599
63°	-445	-1529	-2842	-3921	-4240	-3184	-29	+6092	+16230	+31681

Продолжение таблицы 5

u \ l	0.05	0.10	0.15	0.20	0.25	0.30	0.35	0.40	0.45	0.50
66	-400	-1328	-2350	-2978	-2662	-768	+3443	10846	22491	39658
69	-349	-1110	-1824	-1983	-1019	+1716	6967	15609	28682	47437
72	-295	-877	-1269	-948	+669	4236	10498	20323	34729	54933
75	-236	-632	-694	+115	2381	6761	13955	24934	4068	62073
78	-175	-379	-104	1191	4096	9263	17419	29393	46143	68794
81	-112	-119	+494	2270	5670	11713	23733	33657	51403	75044
84	-48	+144	1092	3338	7461	14087	23915	37686	56306	80782
87	+18	408	1685	4385	9074	16360	26936	41447	60815	85971
90	83	669	2267	5399	10619	18511	29709	44911	64902	90586
93	148	924	2828	6370	12081	20521	32292	48053	68544	94608
96	212	1171	3376	7288	13446	22372	34636	50855	71722	98025
99	273	1408	3875	8146	14705	24053	36725	53300	74424	100830
102	332	1631	4349	8935	15844	25548	38546	55378	76642	103021
105	387	1839	4784	9648	16856	26848	40089	57079	78372	104601
108	438	2029	5177	10279	17732	27945	41347	58400	79615	105578
111	485	2200	5523	10823	18468	28834	42315	59338	80364	105961
114	527	2350	5820	11276	19058	29509	42992	59896	80655	105764
117	534	2478	6064	11636	19499	29970	43377	60078	80468	105003
120	594	2582	6256	11898	19790	30215	43473	59888	79823	103696
123	619	2661	6391	12063	19929	30246	43282	59336	78735	101863
126	638	2716	6471	12130	19918	30065	42814	58432	77219	99525
129	650	2744	6494	12397	19758	29676	42072	57186	75291	96705
132	655	2748	6461	11970	19451	29086	41068	55613	72969	93426
135	654	2725	6372	11747	19002	28299	39809	53726	70273	89713
138	646	2677	6229	11430	18416	27324	38309	51542	67223	85593
141	632	2605	6032	11025	17697	26170	36578	49075	63840	81089
144	611	2608	5784	10534	16852	24846	34631	46344	60145	72229
147	584	2388	5488	9961	15889	23362	32481	43367	56162	71039
150	552	2247	5146	9312	14815	21728	30143	40162	51912	65546
153	513	2084	4761	8593	13637	19958	27630	36749	47419	59778
156	470	1903	4336	7808	12366	18363	24964	33147	42706	53762
159	422	1705	3875	6964	11010	16055	22155	29376	37798	47525
162	370	1491	3383	6069	9579	13949	19223	25456	32718	41095
165	314	1264	2862	5128	8083	11756	16183	21410	27411	34500
168	255	1025	2318	4149	6532	9492	13055	17256	22141	27765
171	194	777	1756	3139	4938	7170	9854	13017	16692	20924
174	130	522	1178	2105	3310	8404	6600	8714	11169	13995
177	65	262	592	1057	1661	2409	3309	4368	5597	7010

Вычислительный центр АН Грузинской ССР  
Сентябрь, 1964.

ფსევდოანომალია და მისი გამოყენება  
ეფემერიდების გამოსათვლელად  
ა. იმნაძე

THE PSEUDOANOMALY AND ITS APPLICATION TO THE  
CALCULATIONS OF EPHEMERIS

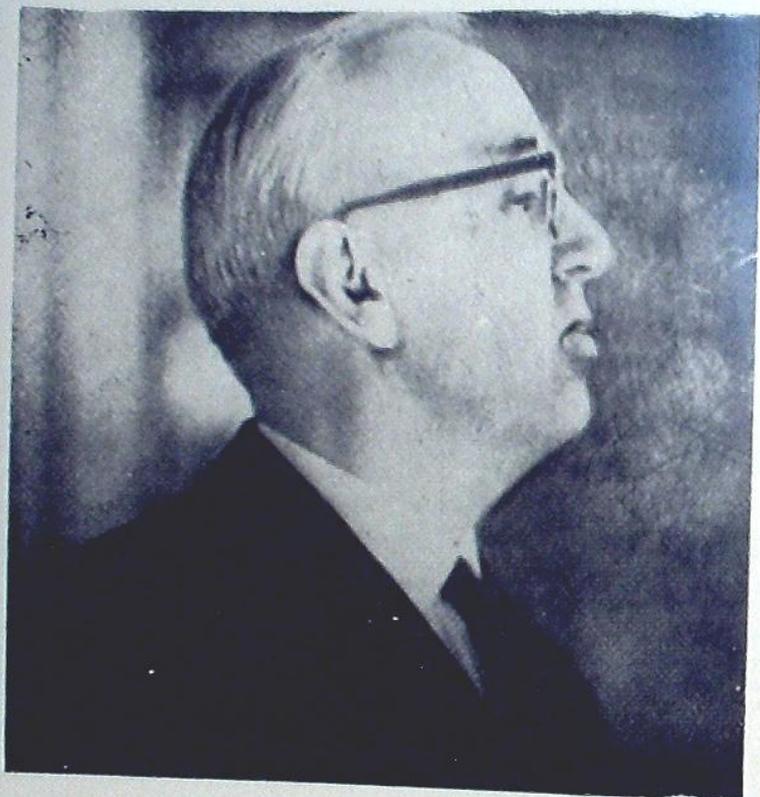
M. P. IMNADZE

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Субботин М. Ф. О новой аномалии, по отношению к которой употребляемые в небесной механике аномалии являются частными случаями. Вестн. Ленингр. гос. унив. 1937.

2. S t u m p f f К. Ueber eine Eigenschaft des zweiten Brennpunkt. Abhandl. d. Akad. d. Wissensch. 1943.
  3. И м н а д з е М. П. Интегралы задачи двух тел в сферических координатах и применение их для определения орбит. Бюлл. Абастум. астрофиз. obs. 1958, 22.
- 

განმარტებულია და დამატებულია  
საბჭოთაო კავშირების დროს



ივანე ანდრეას ძე ხვოსტიკოვი  
Иван Андреевич Хвостиков

## ИВАН АНДРЕЕВИЧ ХВОСТИКОВ

(1910 — 1969)

7-го августа 1969 г. после непродолжительной, но тяжелой болезни, на 60-м году жизни скончался доктор физико-математических наук, профессор Иван Андреевич Хвостиков, крупный специалист в области атмосферной оптики и физики верхней атмосферы Земли.

И. А. Хвостиков родился в 1910 г. в Ташкенте в семье рабочего. В 1932 г. он окончил физический факультет Ленинградского гос. университета, но уже в 1930 г. поступил на работу в Государственный оптический институт. Там же он прошел аспирантуру. Кандидатскую диссертацию защитил в 1936 г., докторскую — в 1939 г.

В 1938 г. И. А. Хвостикову было поручено организовать Лабораторию атмосферной оптики при Геофизическом институте АН СССР, которой он руководил до 1950 г., когда был назначен заведующим Отделом стратосферы того же института.

В 1954—1967 гг. Иван Андреевич работал во Всесоюзном институте научной и технической информации АН СССР в качестве заведующего Отделом геофизики и главного редактора реферативного журнала «Геофизика».

С 1957 г. Иван Андреевич заведовал Отделом стратосферных исследований Центральной аэрологической обсерватории.

С апреля 1964 г. и до конца своей жизни И. А. Хвостиков работал в штате Абастуманской астрофизической обсерватории АН Грузинской ССР, где в качестве одного из заместителей директора осуществлял руководство комплексными наблюдениями и исследованиями верхней атмосферы Земли, но с Абастуманской обсерваторией он был тесно связан уже с 1943 года, постоянно консультируя в постановке наблюдений над верхней атмосферой и участвуя в исследованиях.

И. А. Хвостиков много внимания уделял подготовке научных кадров. Большое количество его учеников, ныне докторов и кандидатов наук, работает в ряде геофизических и других учреждениях СССР.

Особо следует отметить вклад, который Иван Андреевич внес в подготовку кадров исследователей верхней атмосферы в Грузии, где в Тбилисском университете периодически читал специальные и факуль-

тативные курсы. Иван Андреевич вел педагогическую работу в Ленинградском гос. университете (до 1938 г.), в Московском геодезическом институте, в качестве профессора физики (1944—1948 гг.), в Военно-воздушной инженерной академии имени Н. Е. Жуковского, в качестве начальника кафедры физики (1948—1953 гг.).

И. А. Хвостиков вполне оправедливо считается одним из зачатей и основоположников исследований физики верхних слоев атмосферы. Участие в полетах самых первых советских стратостатов, неоднократные подъемы на Эльбрус в научных экспедициях, разработка метода прожекторного зондирования атмосферы, пропаганда наблюдений над мезосферными облаками отражают страстный интерес И. А. Хвостикова к изучению верхней атмосферы Земли — к главному предмету его научно-исследовательской деятельности. И. А. Хвостиков является автором более 70 научных работ, нескольких крупных монографий. Его капитальная монография «Физика озоносферы и ионосферы», вышедшая в свет в 1963 г. (объемом в 55 печ. листов) является результатом огромного труда и представляет собой исключительные по полноте и свежести материала энциклопедию знаний и обзор проблем в области физики верхней атмосферы.

И. А. Хвостиков внес большой вклад в развитие советской геофизической науки. Его научная деятельность охватывала широкий и разносторонний круг вопросов: исследование структуры линий в спектре рассеянного света в зависимости от частоты первичного излучения, вариации интенсивности зеленой линии собственного свечения атмосферы, свойства рассеянного света дневного неба, поляриметрический метод изучения структуры высоких слоев атмосферы, неустойчивость озонного слоя и его высота и др. С пятидесятих годов научная деятельность Ивана Андреевича тесно связана, с одной стороны, с исследованиями верхних слоев атмосферы сумеречным методом и, с другой, — с вопросами происхождения мезосферных облаков. И. А. Хвостиков вскрыл связь последней проблемы с такими фундаментальными вопросами геофизики, как тепловой режим мезосферы, нижней термосферы и, особенно, — пограничного слоя между ними — мезопаузы, а также и динамики атмосферы. Иваном Андреевичем была решена задача о вертикальном распределении водяного пара в зоне мезопаузы с учетом турбулентности атмосферы, описывающая процессы разрушения и образования молекул  $H_2O$ . И. А. Хвостикову принадлежит важный вывод относительно значительного накопления в верхней атмосфере Земли солнечного водорода. В последнее время И. А. Хвостиков занимался разработкой теории теплового состояния верхних слоев атмосферы и выявлением роли атомарного кислорода. Он получил существенный результат, заключающийся в том, что инфракрасное излучение атомарного кислорода играет важную роль в тепловом балансе атмосферы не только на высоте более 100 км, но и на меньших высотах в области мезопаузы.

И. А. Хвостиков с 1944 г. — член КПСС. Он вел активную научно-общественную работу в качестве действительного члена Общества «Знание», члена Президиума Центрального совета Всесоюзного астрономо-геодезического общества, заместителя главного редактора научно-популярного журнала АН СССР «Земля и Вселенная». Иван Андреевич являлся членом Бюро секции Междугосударственного геофизического комитета при Президиуме АН СССР, членом Рабочей группы по мезосферным облакам Международного геодезического и геофизического союза. Его деятельность получила признание: он награжден орденом Красной Звезды, орденом Знак Почета и медалями.

И. А. Хвостиков ушел из жизни полный энергии, оптимизма и жизнелюбивости. Он постоянно находился в научном поиске и был полон научных планов. Тяжело больной, прикованный к постели, в последние недели жизни Иван Андреевич энергично руководил всей подготовкой к им же задуманному международному симпозиуму, посвященному проблемам изучения верхней атмосферы Земли и околоземного космического пространства. Из больницы в обсерваторию он писал: «...а обеспечить подготовку по симпозиуму — я обеспечу в любом случае, если хоть одной рукой смогу шевелить (желательно правой!)».

И. А. Хвостиков был прекрасным организатором и умел заражать энтузиазмом учеников и коллег, проявляя при этом чуткость к молодым научным работникам и оказывая им помощь; вместе с тем он был непреклонно требователен, что всегда и безусловно идет на пользу вступающей в науку молодежи.

Со смертью Ивана Андреевича Хвостикова советскую геофизическую науку постигла большая утрата, коллектив Астрофизической обсерватории в Абастумани лишился одного из своих ведущих членов. Все, с кем вместе работал И. А. Хвостиков, навсегда сохранят в памяти его облик ученого, педагога и товарища.

## ХРОНИКА

\* 19—21 февраля 1968 г. в Тбилиси состоялась отчетно-научная сессия Абастуманской астрофизической обсерватории, совместно с Кафедрой астрономии Тбилисского гос. университета, посвященная результатам работ по научно-исследовательскому плану на 1967 г.

\* 3—5 сентября 1968 г. в Тбилиси, в Городской лаборатории обсерватории было проведено 11-ое совещание-семинар Рабочей группы по звездной динамике Комиссии звездной астрономии АС АН СССР. На совещании с докладами выступили сотрудники обсерватории Р. М. Дзигвашвили и Г. А. Маласидзе.

\* В течение 1968 г. сотрудники Абастуманской астрофизической обсерватории участвовали в работах ряда симпозиумов, конференций, совещаний, семинаров. (Отчетный пленум Комиссии звездной астрономии АС АН СССР, г. Рига, Е. К. Харадзе; Международный симпозиум, посвященный изучению физики Луны и планет, г. Киев, В. П. Джаниашвили, А. Н. Король, Р. И. Кяладзе; Всесоюзное совещание по изучению магнитных звезд, г. Москва, В. А. Ощепков; Совещание Рабочей группы по нестационарным звездам и туманностям, г. Ленинград, М. В. Долидзе; Совещание, посвященное изучению вспыхивающих звезд, г. Ленинград, Р. А. Бартая; Симпозиум по изучению проблемы «Земля-Солнце», Крымская астрофизическая обсерватория АН СССР, Ц. С. Хецуриани; Совещание Рабочей группы АС АН СССР, посвященное изучению нестационарности земной атмосферы, г. Ужгород, проф. И. А. Хвостиков. Т. Г. Мегрелишвили, Ю. Д. Матешвили и др.).

\* В 1968 г. Р. А. Бартая и М. В. Долидзе принимали участие в работе коллоквиума Международного Астрономического Союза (Будапешт).

В научной командировке в Германской Демократической Республике находился проф. И. А. Хвостиков.

\* В 1968 г. обсерваторию посетили и выступили с докладами: докт. физ.-мат. наук А. А. Боярчук (Крымская астрофизическая обсерватория), докт. физ.-мат. наук, Г. М. Никольский (ИЗМИР АН СССР), чл. корр. АН Армянской ССР проф. Г. А. Гурзядян (Бюраканская астрофизическая обсерватория), профессор Горьковского гос. университета С. А. Каплан.

\* В течение 1968 г. обсерваторию посетили и выступили с докладами проф. Е. В. Рыбка (Краковская астрономическая обсерватория, Польша); Р. Вест (обсерватория Брорфельде, Дания). Стажировку проходила научная сотрудница Потсдамского института физики звезд Э. Желванова-Шённайх (ГДР). Профессор Лондонского университета В. Мак-Кри посетил Городскую лабораторию обсерватории в г. Тбилиси и Кафедру астрономии Тбилисского гос. университета и выступил с докладом — «Проблема квазаров». В Тбилиси в городской лаборатории был принят астроном С. Квици из Чехословакии.

\* В связи с пятидесятилетием со дня основания Тбилисского гос. университета в обсерватории 6 июля 1968 г. состоялось собрание с участием группы преподавателей университета: член-корр. АН Грузинской ССР проф. М. М. Мирнанашвили, член-корр. АН Грузинской ССР проф. С. Г. Каухчишвили, проф. Э. С. Цитладзе, проф. А. С. Махарадзе и др.; 10 августа состоялось заседание Ученого совета, на котором профессор Тбилисского гос. университета А. К. Харадзе прочитал доклад «Первые годы деятельности физико-математического факультета в Тбилиском гос. университете».

\* В течение 1968 г. сотрудники обсерватории участвовали в Летних и Осенних школах, организованных Комиссиями АС АН СССР, (Летняя школа, посвященная проблеме, «Магнитные явления на Солнце», май 1968 г., г. Душанбе, Ц. С. Хецуриани и М. М. Гиглашвили; Летняя школа, посвященная проблемам переменных звезд и звездной астрономии, май 1968 г., пос. Тракай, Литовской ССР, Р. А. Бартая (лектор школы), О. П. Абуладзе, А. Д. Чуадзе, Я. Н. Чхиквадзе и Г. Н. Джимшелейшвили; Осенняя школа, посвященная изучению природы комет, октябрь 1968 г., Крымская астрофизическая обсерватория, В. П. Джапнашвили (доклад) и И. Р. Бейтришвили).

\* В обсерватории работали в связи с накоплением наблюдательного материала, стажированием и в других целях аспирант Киевского гос. университета А. Шапопалова, старшая преподавательница Педагогического института в г. Череповец Л. Е. Зайцева, мл. науч. сотруд. Ростовского гос. университета А. Лебедева, научные сотрудники Одесской астрономической обсерватории В. А. Мискин и М. С. Казанасмас, ст. преподаватель Кутаисского гос. педагогического института Г. Чурадзе. Производственную практику проходили студенты Московского, Тбилинского, Одесского гос. университетов, Грозненского педагогического института (около 15 человек).

\* Экспедиция обсерватории в составе кандидатов наук: Ц. С. Хецуриани, Г. Н. Салуквадзе, Р. И. Киладзе и А. Ш. Хатисова наблюдала полное солнечное затмение 22 сентября 1968 г. в Западной Сибири, в пос. Юргамыш, Курганской области. Участниками экспедиции получены фотографии солнечной короны в прямых и поляризованных лучах. Ведется обработка материала.

\* В течение 1968 года кандидатскую диссертацию защитили: А. Ш. Хатисов, («Астрометрическое исследование 70-см менискового телескопа Абастуманской обсерватории и точные положения 38-ми Новых звезд», февраль 1968 г.) и Л. Н. Мосидзе («Трехцветная фотографическая фотометрия одиннадцати звезд типа RW Возничего», октябрь 1968 г.).

\* В октябре 1968 г. в обсерватории был установлен телескоп АЗТ-14 (рефлектор с зеркалом 48см) для работы со звездным электрофотометром.

\* В течение 1968 г. сотрудниками обсерватории принято 160 экскурсий (более 3300 человек). Для экскурсантов проведено более 150 лекций и бесед. Вне обсерватории прочитаны лекции для студентов и преподавателей высших учебных заведений г. г. Тбилиси и Кутаиси, для учащихся школ и др.

\* В 1968 году на горе Канобили имелось 111 ночей звездных и 73 ночи лунных наблюдений; 188 дней хромосферных и 302 дня фотосферных наблюдений Солнца; 111 раз наблюдались вечерние и утренние сумерки; 60 ночей велись наблюдения над свечением ночного неба; 53 дня — наблюдения над содержанием озона.

შინაარსი—СОДЕРЖАНИЕ—CONTENTS

Н. Л. Магалашвили и Я. И. Кумсишвили, О переменности блеска двойной системы AX Единорога . . . . .	3
ნ. მაგალაშვილი და ი. კუმსიშვილი, სპექტრულად ორჯერადი ვარსკვლავის მარტორქის AX-ის სიაშეიშის ცვალებადობის შესახებ (რეზუმე)	7
N: L. Magalashvili and I. I. Kumsishvili, On light variations of spectrally binary system AX MON (Summary) . . . . .	8
А. Д. Чуадзе и Т. И. Барблишвили, Сверхновая в NGC 3389 . . . . .	9
ა. ქუაძე და თ. ბარბლიშვილი, ზეახალი ვარსკვლავი გალაქტიკაში NGC 3389 (რეზუმე) . . . . .	11
A. D. Chuadze and T. I. Barblishvili, The Supernova in NGC 3389 (Summary) . . . . .	11
Л. Н. Мосидзе, Трехцветная фотографическая фотометрия одиннадцати звезд типа RW Возничего . . . . .	13
ლ. მოსიძე, მეეტლის RW-ს ტიპის თერთმეტი ვარსკვლავის სამფეროვანი ფოტოგრაფიული ფოტომეტრია (რეზუმე) . . . . .	31
L. N. Mosidze, The Three-color photographic photometry of eleven RW Aur type stars (Summary) . . . . .	32
М. В. Дolidze и Г. Н. Джимшелейшвили, Спектральные изменения CH Лебеда при вспышке . . . . .	35
მ. დოლიძე და გ. ჯიმშელეიშვილი, ვარსკვლავის—ვედის CH სპექტრული ცვლილებები ანთებისას (რეზუმე) . . . . .	37
M. V. Dolidze and G. N. Jimshelishvili, Spectral changes of CH Cygni at its outburst (Summary) . . . . .	37
И. Ф. Алания, Спектральная классификация нескольких звезд типа RR Лиры . . . . .	39
ი. ფ. ალანია, ლირის RR-ის ტიპის რამდენიმე ვარსკვლავის სპექტრული კლასიფიკაცია (რეზუმე) . . . . .	41
I. F. Alania, Spectral classification of some RR Lyrae type stars (Summary) . . . . .	41
М. А. Шiuкашвили, Двумерная количественная спектральная классификация звезд F0-G5 по спектрам, полученным с предобъективной призмой . . . . .	43
მ. შიუკაშვილი, F0-G5 სპექტრული ტიპის ვარსკვლავთ ორგანომილებიანი რაოდენობრივი სპექტრული კლასიფიკაცია ობიექტივინა პრიზმით მიღებული სპექტრების საშუალებით (რეზუმე) . . . . .	64
M. A. Shukashvili, Two-dimensional quantitative spectral classification of F0-G5 Stars by means of objective prism spectra. (Summary) . . . . .	66
М. В. Дolidze и Г. Н. Джимшелейшвили, Классификация звезд в близких ультрафиолетовых лучах по умеренно-и низкодисперсным спектрам . . . . .	68
მ. დოლიძე და გ. ჯიმშელეიშვილი, ვარსკვლავთ სპექტრული კლასიფიკაცია ახლოულტრაიისფერ სხივებში და მცირედისპერსიანი სპექტრებით (რეზუმე) . . . . .	86
M. V. Dolidze and G. N. Jimshelishvili, Spectral classification of stars in the near ultraviolet with moderate and low-dispersion spectra (Summary) . . . . .	86
Г. Н. Джимшелейшвили, Некоторые вопросы спектральной классификации и спектрофотометрии звезд поздних спектральных классов . . . . .	89

გ. ჯიმშელიშვილი, გვიანდელი სპექტრული კლასის ვარსკვლავების სპექტრული კლასიფიკაციისა და სპექტროლოგეტრიის ზოგიერთი საკითხი (რეზიუმე)	114
G. N. Jimsheleishvili, Some problems of spectral classification and spectrophotometry of late-stars (Summary)	114
Г. Т. Кеванишвили, Исследование вопроса о сгущениях звезд спектрального класса А с применением метода случайных испытаний (метод Монте-Карло)	117
გ. ქვეციანიშვილი, А სპექტრული კლასის ვარსკვლავთ შეჯგუფებების საკითხის გამოკვლევა შემთხვევითი ცდების მეთოდის (მონტე-კარლოს მეთოდი) გამოყენებით (რეზიუმე)	137
G. Th. Kevanishvili, On the question of the aggregations of the A type stars investigated by the Monte-Carlo method (Summary)	139
Р. М. Дзигвашвили и Т. М. Борчхадзе, К вопросу о применении к галактикам модели нормальной логарифмической спирали	141
რ. ძიგვაშვილი და თ. ბორჩხაძე, ნორმალური ლოგარითმული სპირალის მოდელის გალაქტიკებისათვის გამოყენების საკითხისათვის (რეზიუმე)	145
R. M. Dzigvashvili and T. M. Borchkhadze, On the question of application to the galaxies of the normal logarithmic spiral model (Summary)	146
Ц. С. Хедурцანი и А. С. Цховребадзе, О наблюдении протонной вспышки 2 сентября 1966 г. в Абастуманской обсерватории	147
ც. ხედურციანი და ა. ცხოვრებაძე, 1966 წლის 2 სექტემბრის პროტონული ამოფრქვევის დაკვირვების შესახებ აბასთუმნის ობსერვატორიიდან (რეზიუმე)	150
Ts. S. Khetsuriani and A. S. Tskhovrebadze, On the proton flare observation of September 2, 1966 in Abastumani observatory (Summary)	150
Р. И. Киладзе, Наблюдения колец Сатурна при прохождении Земли через их плоскость	151
რ. კილაძე, სატურნის რგოლებზე დაკვირვება მათი სიბრტყის დედამიწის მიერ გადაკვეთის დროს (1966 წ.) (რეზიუმე)	163
R. I. Kiladze, Observations of Saturn's rings at the moments of the Earth's transition through their plane (1966) (Summary)	163
М. П. Имнадзе, Определение орбит с применением интегралов задачи двух тел в сферических координатах	165
მ. იმნაძე, ორბიტის განსაზღვრა ორი სხეულის ამოცანის ინტეგრალების გამოყენებით სფერულ კოორდინატებში	176
M. P. Imnadze, The orbit determination on the basis of two-body problem integrals in spherical coordinates	176
М. П. Имнадзе, Псевдоаномалия и ее применение для вычисления эфемерид	177
მ. იმნაძე, ფსევდოანომალია და მისი გამოყენება ეფემერიდების გამოსათვლელად	183
M. P. Imnadze, The pseudoanomaly and its application to the calculations of ephemeris	183
Иван Андреевич Хвостиков. Некролог	185
Х р о н и к а	189

დაიბეჭდა საქართველოს სსრ მეცნიერებათა აკადემიის  
სარედაქციო-საგამომცემლო საბჭოს დადგენილებით

\*

პ/მგ. რედაქტორი ე. ხარაძე  
გამომცემლობის რედაქტორი დ. ბაქრაძე  
ტექნიკური რედაქტორი ნ. ბოკერია  
კორექტორი ნ. კოკონაშვილი

გადაეცა წარმოებას 9.12.1968; ხელმოწერილია დასაბეჭდად 26.X.69 წ.;  
ქალაქის ზომა 70×108<sup>1</sup>/<sub>16</sub>; ნაბეჭდი თაბახი 27.83; სააღრიცხვო-  
საგამომცემლო თაბახი 23.26; უე 01346; ტირაჟი 600; შეკვეთა № 2904.  
ფასი 1 მან. 86 კაბ.

გამომცემლობა „მეცნიერება“, თბილისი, 60, კუტუზოვის ქ., 15  
Издательство «Мецниереба», Тбилиси, 60, ул. Кутузова, 15

გამომცემლობა „მეცნიერების“ სტამბა, თბილისი, 60, კუტუზოვის ქ., 15  
Типография Издательства «Мецниереба», Тбилиси, 60, ул. Кутузова, 15

Бюллетень Абастуманской астрофизической обсерваторий, № 37

2020/24