

საქართველოს სსრ მეცნიერებათა აკადემია  
АКАДЕМИЯ НАУК ГРУЗИНСКОЙ ССР

აბასტუმანის ასტროფიზიკური ობსერვატორია  
ათა ყანონითი

## პულტეტები

АБАСТУМАНСКАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ  
ГОРА КАНОВИЛИ

## БЮЛЛЕТЕНЬ

ABASTUMANI ASTROPHYSICAL OBSERVATORY  
MOUNT KANOBILI

## BULLETIN

39

გამოვლინება „მეცნიერება“

თბილისი

1970

თბილისი

52(0)  
5-128

საქართველოს სსრ მინისტრის მიერ გვიათ  
АКАДЕМИЯ НАУК ГРУЗИНСКОЙ ССР

აბასთუმანის ასტროფიზიკური თანამდებობის  
მთა კანობილი

## გ ი რ ლ ი ტ ე ბ ი

აბასთუმანის ასტროფიზიკური თანამდებობის  
მთა კანობილი

## БЮЛЛЕТЕНЬ

ABASTUMANI ASTROPHYSICAL OBSERVATORY  
MOUNT KANOBILI  
BULLETIN

39

52(05) | აბასთუმანის ასტროფიზიკური  
5-128 | მთა კანობილის მიერ გვიათ  
ბულეტენი. 1970 გამე. 39.  
P-57196 1-285

57196  
Q

თბილისი

გვარა ვაშნარი მინისტრი

თბილისი

1970

«Бюллетень» содержит результаты наблюдений и исследований, выполненных за последние годы в Абастуманской астрофизической обсерватории в областях изучения переменных и нестационарных звезд, спектральной классификации звезд, космогонии планет, изучения верхних слоев атмосферы Земли, испытания приборов и методических разработок.

Отв. редактор Е. К. Харадзе

## НЕСТАЦИОНАРНАЯ ЗВЕЗДА РАННЕГО СПЕКТРАЛЬНОГО ТИПА АВ ВОЗНИЧЕГО

Н.Л. МАГАЛАШВИЛИ и Я.И. КУМСИШВИЛИ

Звезда АВ Возничего отнесена к неправильным переменным типа RW Возничего [1]. По более детальной классификации переменных звезд этого типа П.Н.Холоповым [2] она охарактеризована как *Эле А(В)*. Индекс *п* означает связь неправильной переменной звезды с диффузной туманностью, *е* - наличие в спектре эмиссионных линий, *к* - изменение блеска, характеризуемое, в основном, наличием алголеподобных ослаблений; в скобки заключен спектральный класс. Эта звезда является членом ассоциации *Лиг Г1*.

АВ Возничего наблюдалась рядом авторов с 1929 г. [3, 4, 5]. Все эти наблюдения выполнены визуально. Наибольшая амплитуда изменения блеска достигала 1.2 звездной величины. Точные фотоэлектрические и одновременные в нескольких участках спектра наблюдения до сих пор отсутствовали.

Мы предприняли наблюдения АВ Возничего на звездном электрофотометре Абастуманской обсерватории в системе близкой к У-Бэ-Вэ, считая, что такие наблюдения дадут возможность выявить различия в поведении блеска звезды в различных областях спектра. Наблюдения выполнены в период 1963-1968 гг. Звездой сравнения служила звезда HD31305(A0) =BD+30°742.

Индивидуальные наблюдения приведены в табл. I, где соответственно даны юлианские моменты наблюдений (I), разности блеска между переменной звездой и звездой сравнения в желтых(2), синих(3) и ультрафиолетовых(4) лучах.

За период наших наблюдений звезда показала изменение блеска с амплитудой около 0.40, 0.22 и 0.14 зв.вел. в ультрафиолетовых, синих и желтых лучах, соответственно. Обращает на себя внимание изменение блеска 14.IX.1967 г. (ю.д. 2439748). В течение приблизительно 1-1.5 часа блеск звезды уменьшился на 0.22 зв.вел. в ультрафиолетовых лучах, в то время как в желтых и синих он почти не менялся. Средние за ночь значения разностей блеска между переменной и звездой сравнения даны в табл. 2 и на рис. I.

Так как, пока мало изучен вопрос о месте нестационарных звезд ранних спектральных типов на диаграмме Герцшпрунга-Рессела, мы попытались на основе наших наблюдений выяснить положение АВ Возничего на диаграмме  $M_B, B - V$ . Расстояние до ассоциации, к которой принад-

Таблица 1

(1)	(2)	(3)	(4)	(1)	(2)	(3)	(4)
243830I.504	-0.546	-0.530	-0.656	2439443.395	-0.595	-0.553	-0.619
512	516	472	568	403	588	490	575
519	580	532	600	410	554	505	700
526	535	510	620	418	513	470	524
320.378	550	509	570	748.478	535	523	628
386	764	648	572	485	572	526	541
394	691	614	667	492	594	539	555
404	621	520	297	501	520	484	585
369.222	598	584	739	511	520	487	544
227	652	610	866	520	531	502	425
233	595	588	721	529	526	509	403
239	599	585	727	537	559	518	493
246	611	583	726	768.428	540	520	632
252	612	587	816	437	551	501	575
258	584	572	699	444	565	527	539
377.271	522	362	571	451	526	552	661
278	574	393	304	459	521	523	623
282	750	448	766	467	474	471	600
700.340	633	572	890	769.405	586	555	632
346	633	613	920	415	527	489	594
354	628	581	879	426	532	510	619
362	639	654	949	438	539	495	537
370	614	611	868	449	572	551	510
378	635	618	947	460	536	527	631
702.335	679	616	845	772.419	578	537	610
343	655	557	994	426	510	518	580
349	647	591	-I.II0	433	559	509	573
357	674	556	-0.956	440	559	510	581
364	678	610	837	449	547	497	561
703.306	684	626	976	458	542	508	616
317	637	632	942	467	541	499	638
323	629	586	990	795.317	500	516	598
329	425	537	921	323	535	542	621
340	671	589	929	328	531	506	542
243873I.252	-0.670	-0.626	-0.876	2439800.374	-0.596	-0.633	-0.732
260	602	577	878	334	527	516	539
265	623	615	886	379	417	342	363
271	604	512	795	385	640	550	550
732.244	626	593	971	390	501	485	536
250	651	614	993	408	527	442	556
256	625	589	901	415	539	521	578
264	619	542	895	422	518	547	567
734.243	653	747	-I.028	428	558	588	567
249	617	591	-0.889	851.265	575	534	525
255	626	692	903	273	475	526	550
260	647	613	902	282	522	514	541
736.305	611	615	872	291	524	521	600
310	641	696	970	298	540	589	644
317	724	587	892	328	568	527	610
322	634	635	912	336	519	508	541
763.237	664	518	863	344	497	486	508
247	599	557	839	351	535	507	602
254	625	583	845	360	450	406	459
261	647	604	863	853.342	550	519	632
269	653	596	816	349	479	532	684
764.278	568	588	901	355	658	626	728
290	642	575	891	361	560	522	693
299	596	582	933	854.193	551	603	860
309	648	621	986	201	593	558	641
319	629	587	942	208	534	533	619
330	631	598	955	215	527	551	624
39390.492	555	555	720	222	475	525	579
500	557	547	727	231	516	499	506
508	553	527	697	252	519	482	532
516	557	529	648	911.283	519	543	753
524	580	542	684	292	520	570	843
528	547	549	653	301	534	558	829
443.388	552	510	533	310	648	605	724

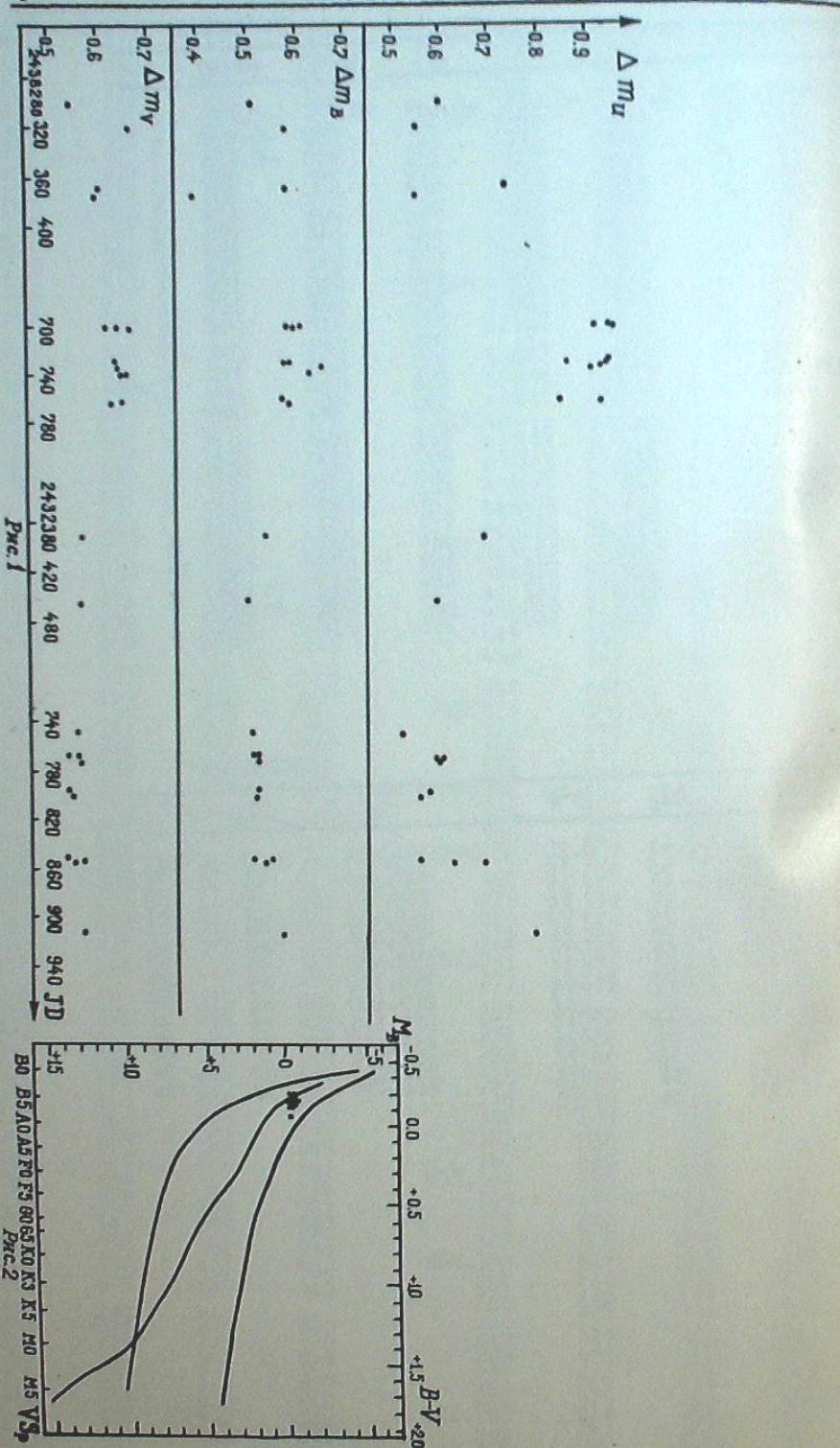
Нестационарная звезда раннего спектрального ... 5

Таблица 2

(1)	(2)	(3)	(4)	(B-V)	(U-B)	n
233830I.516	-0.538	-0.511	-0.604	+0.027	-0.093	4
320.390	663	581	554	082	+0.027	4
369.237	597	581	734	016	-0.153	7
377.278	592	390	550	202	160	3
700.358	630	608	909	022	301	6
702.350	667	586	948	081	262	5
703.323	609	594	952	015	358	5
731.262	625	582	854	043	272	4
732.254	630	584	940	046	356	4
743.252	635	662	929	026	267	4
736.314	652	633	911	019	278	4
763.254	638	571	845	067	274	5
764.304	619	592	935	027	343	6
2439390.511	558	542	688	016	146	6
443.403	554	504	590	050	086	5

Таблица 3

(1)	M <sub>a</sub>	B-V	(1)	M <sub>a</sub>	B-V
243830I.516	-0.44	-0.20	2439390.511	-0.49	-0.21
320.390	53	15	443.403	45	I8
369.237	53	21	748.507	44	20
377.278	35	03	768.448	43	21
700.358	56	21	769.432	43	20
702.350	54	15	772.442	43	21
703.323	54	21	795.326	43	23
731.262	53	19	800.400	44	21
732.254	53	18	851.313	44	22
734.252	61	26	853.352	40	22
736.314	58	21	854.217	49	24
763.254	52	16	911.296	52	24
764.304	54	20			



лежит звезда, равно 170 пс. Она, а также и названная звезда сравнения оказались в каталоге Н.Б.Каландадзе [6], данные из которого мы использовали для определения абсолютной звездной величины и нормального цвета исследуемой звезды.

Для исправления за межзвездное поглощение мы воспользовались работой Н.Б.Каландадзе [7], в которой для детального изучения структуры межзвездной поглощающей материи исследуемая область созвездия Тельца разбита на несколько зон. АВ Возничего находится в первой зоне области В, где среднее визуальное поглощение на расстоянии 170 пс равно 1.1 зв.величины. Исправленные значения  $M_b$  и  $B-V$  представлены в табл. 3.

Оказалось, что для всех значений блеска, полученных за весь период наблюдений, звезда АВ Возничего расположена, как это видно на рис. 2, в пределах Т-полосы по П.Н.Холопову 8.

Февраль, 1970.

არჩევის სავარაულო ჯიში კანტაციაზე გამავალი  
მიმღების  $AB$

ნ. მარაბეგი და ი. ჯამიათევი  
(რებიუტე)

აპარატის ასტროფიზიკური ობსერვატორის საკარსკის ელექტრო-  
ფოტომეტრე 1963-1968 წწ. მიმღების  $AB$ -ს სიკარგაშის კაბინეტადა საფუძ-  
ვის შესწავლისა ამ ვარსკვლავის სიკარგაშის ფარებამობა სამ დერში.  
რაკვირვების შედეგები მოცემულია ქხრილები 1 და 2. შენიშვნულია სიკარ-  
გაშის ფარებამობა ამპროტებით 0.40, 0.22 და 0.14 ვარსკვლავიერი სი-  
რიჩისა უცრაიისფერ, ლურჯ და ყვითელ სხივები, შესაბამისად.

მიმღების  $AB$ -სათვის გამოვლილია ვარსკვლავში შეანარება დესტრინებული ვიბულური სიმიზნი და ფერის მაჩვენებელი ( $B-V$ ). აგებულია  
ძრაფიცი ( $B-V, M_V$ ). აღმოჩნდა, რომ რაკვირვების მფერ პერიოდის განმავ-  
ლობაში პერიოდური რესერივის გადაწყვეტილების ვარსკვლავი მოთავსებულია  $T = 80$   
ში, 3.6 ლოპოვის მიხევვით.

AN EARLY TYPE NON-STABLE STAR AB AURIGAE

N. L. MAGALASHVILI and I. I. KUMSISHVILI

(Summary)

Light variations of AB Aur in three colours have been studied on the basis of photoelectric observations made in 1963-1968 (tables 1 and 2). Variations with amplitudes of 0.40, 0.22 and 0.14 mg have been observed in violet, blue and yellow.

Visual absolute magnitude free of interstellar absorption and B-V have been estimated and the diagram (B-V,  $M_B$ ) - plotted. During the whole observational period the star turned out to be within the T-band of the H-R diagram.

Цитированная литература

1. Кукаркин Б.В., Паренаго П.П., Ефремов Д.И., Холопов П.Н. Общий каталог переменных звезд. 1958.
2. Холопов П.Н. Пересмотренный список Т-ассоциаций и их членов. Астрон. журн. 1959, 36, 2, 295-304.
3. Lause Fr. Mitteilungen über Veränderliche. N.NVS. 1929-1930, 2, 13-14, 5-6.
4. Beyer M. Beobachtungen und Untersuchungen des Lichtwechsels von 48 Veränderlichen Sternen. Astron. Abhandl. Ergänzungshefte zu den Astron. Nachr. 1931, 8, c73.
5. Захаров Г.П. Визуальные наблюдения переменных звезд. Перем. зв. 1952, 8, 5, 369-376.
6. Каландадзе Н.Б. Каталог звездных величин и показателей цвета в системе U-B-V, спектральных классов и светимостей звезд в Млечном Пути в созвездии Тельца /область III плана П.П.Паренаго/. Часть I. Бюлл. Абастуман. астрофиз. обс. 1966, 35, 71-98.
7. Каландадзе Н.Б. Исследование структуры Галактики в трех участках Млечного Пути в направлении на созвездие Тельца 3 / антицентр Галактики/. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1969, 38, 3-17.
8. Холопов П.Н. Диаграммы светимость-спектр для Т-ассоциаций. Астрон. журн. 1958, 35, 3, 434-447.

ФОТОЭЛЕКТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ АЕ ВОЗНИЧЕГО

О.П. АБУЛАДЗЕ

Звезда АЕ Возничего, переменность которой была открыта Моргасом [1] в 1923 г., представляет особый интерес своей возможной связью с туманностью IC405 и пока еще необъясненной переменностью. Лучевые скорости звезды и туманности изучали Мейер [2] и Куртес [3]. Лучевая скорость по HII здесь равна +19 км/сек, а у возбуждающей звезды АЕ Возничего она составляет +59 км/сек. Кроме того, можно заметить, что одна из составляющих линий межзвездного кальция в спектре АЕ Возничего имеет лучевую скорость +15 км/сек, близкую к скорости водорода в эмиссии. Данные о лучевых скоростях звезды и туманности приводят к выводу, что АЕ Возничего не связана с туманностью.

Массивные переменные О и ранних В-классов имеют, в основном, медленные изменения блеска, что позволяет присоединить к ним группу так называемых неправильных переменных ранних спектральных классов (например, АЕ Возничего). В то же время причины изменения блеска этих объектов окончательно не установлены. В последние годы интерес к переменным этого типа возрос.

Звезда АЕ Возничего наблюдалась визуально, фотографически и фотоэлектрически многими исследователями. Наиболее полное и подробное изучение переменности блеска АЕ Возничего проведено Б.В. Кукаркиным [4], наблюдавшим её с 23 ноября 1925 по 24 марта 1928 г. За 146 ночей им получено 353 наблюдения. За это время амплитуда изменения блеска достигала 0.7 зв. вел. Надо отметить наблюдение одной ночи Ю.Д. 2424527, когда блеск звезды всего за 3 часа 20 минут ослаб на 0.4.

П.П. Паренаго [5], наблюдавший эту звезду визуально в течение 19 ночей в 1928-29 гг., показал, что амплитуда изменения блеска не превышала 0.7 зв. вел. Известны кроме того наблюдения М.С. Зверева [6] (1928-31 гг., визуально, 73 ночи, амплитуда 0.4); В. Нильсена [7] (1931-33 гг., 135 визуальных наблюдений, амплитуда - всего лишь 0.1); В. Тейлора [8] (1934-36 гг., 180 фотографических наблюдений, амплитуда 0.3); Груневелда [9] (1943 г., фотоэлектрические наблюдения с желтым и синим фильтрами, в течение всего лишь 4-х ночей, в желтом 0.07, в синем - 0.1).

Фотоэлектрически звезду наблюдал также А.В. Харитонов [10] (декабрь 1956-март 1957 г., 50-см рефлектор, в двух фильтрах ЖС-17 и СС-5, всего 14 ночей, амплитуды изменения блеска в желтом фильтре

0.07, в синем 0.08 зв.вел.).

Как видим, фотозелектрических наблюдений звезды AE Возничего очень мало и продолжительные трехцветные фотозелектрические наблюдения до сих пор не осуществлялись. Сомнений же в их необходимости нет.

Мы предприняли фотозелектрические наблюдения AE Возничего на 330-мм рефлекторе Абастуманской астрофизической обсерватории в системе, близкой к  $UVB$ . Применяемые фильтры: ультрафиолетовый -  $UG2$ , синий -  $BG\ 12+GG\ 13$  и желтый -  $GG\ II$ . К наблюдениям мы приступили в ноябре 1963 и продолжали их до февраля 1968 г. Наблюдения распределяются следующим образом: на 1963 приходится 5 ночей наблюдений в каждом фильтре, на последующие 26, 7, 5, 6 и 3 соответственно.

За 52 ночи получено 297 индивидуальных наблюдений в желтом и синем фильтрах, а в ультрафиолетовом - 295. Звездой сравнения служила HD35239. Методика наблюдений и обработка были такими же, какие приняты в Абастуманской астрофизической обсерватории при фотозелектрических наблюдениях переменных звезд [II].

Индивидуальные наблюдения приведены в табл. I, где в первом столбце даны моменты наблюдений в юлианских днях, во втором, третьем и четвертом - внеатмосферные разности звездных величин переменной и звезды сравнения с желтым, синим и ультрафиолетовым фильтрами, соответственно, наконец, - показатели цвета ( $\Delta m_B - \Delta m_V$ ) и ( $\Delta m_u - \Delta m_v$ ).

Кривые изменения блеска для отдельных ночей приведены на рис. I, на котором отчетливо видно, что блеск звезды меняется неправильным образом. В некоторых случаях в течение нескольких минут происходит уменьшение (или увеличение) блеска на 0.1 зв.вел. Особенно интересны наблюдения за 26-27.XI.1964 г.: изменение блеска звезды происходит четко волнисто и с некоторым периодом (это особенно заметно в желтом фильтре).

Как показывают наши наблюдения, амплитуда изменения блеска AE Возничего в отдельные ночи не остается постоянной. Это хорошо видно из табл. 2, где даны амплитуды изменения блеска и цвета, а также число наблюдений.

Средние кривые блеска и цвета для всех годов наблюдений приведены в табл. 3 (где в седьмом столбце дано количество наблюдений, образующих средние точки) и на рис. 2. Наши наблюдения показывают, что амплитуды изменения блеска составляют 0.16, 0.16 и 0.25 зв.вел. в желтых, синих и ультрафиолетовых лучах, соответственно: цвета ( $\Delta m_B - \Delta m_V$ ) и ( $\Delta m_u - \Delta m_v$ ) меняются в пределах 0.16 и 0.19.

Как видно из рисунка, до Ю.Д. 2438439 звезда продолжала оставаться спокойной. Начиная с этого момента блеск звезды, испытывая мелкие флуктуации, начал падать и в момент Ю.Д. 2439039 достиг минимального значения, на котором удерживался около 870 суток.

Таблица I

11

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2438345.35I	0.028	0.203	-0.47I	0.175	-0.674
357	022	I84	522	I62	706
366	024	I89	507	I65	696
372	048	I85	477	I37	662
379	032	200	470	I68	670
385	055	I87	524	I32	7II
392	038	I96	504	I58	700
397	028	I84	525	I56	709
447	025	I86	504	I6I	690
454	024	I87	512	I63	699
460	016	I80	508	I64	688
466	03I	I95	524	I64	7I9
475	042	I97	499	I55	696
482	0I2	I7I	538	I59	709
488	030	I85	533	I55	7I8
2438347.4II	096	I60	573	064	733
43I	I44	230	45I	086	68I
436	072	209	662	I37	87I
442	-0.010	I54	648	I64	802
445	-0.060	I34	519	I94	653
243835I.337	0.012	I86	49I	I74	677
342	0I4	I82	5I7	I68	699
349	0I7	I83	499	I66	682
354	007	I69	5I3	I62	682
360	007	I8I	504	I74	685
367	022	I77	5I9	I55	696
374	020	I86	504	I66	690
379	0I7	I5I	5I9	I34	670
385	02I	I56	5I7	I35	673
390	025	I78	508	I53	686
438352.3I7	022	I80	458	I58	638
324	0I7	I69	509	I52	678
33I	029	I80	503	I5I	683
343	035	I62	480	I27	642
354	030	I85	496	I55	68I
360	025	I78	499	I53	677
367	002	I79	503	I77	682
374	059	I7I	497	I12	668
38I	059	208	483	I49	69I
387	-0.002	I55	498	I57	653
392	0.000	I54	507	I54	66I
40I	047	I68	490	I2I	658
38353.327	-0.006	205	500	2II	705

Таблица I (продолжение)

(I)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2438353.335	0.060	0.190	-0.503	0.130	-0.693
340	013	181	505	168	686
346	012	197	519	185	716
352	023	221	518	198	739
358	025	200	575	175	775
364	020	186	555	166	741
369	015	191	523	176	714
375	019	213	524	194	737
380	015	196	523	181	719
385	021	188	521	167	709
390	021	191	498	170	689
2438408.197	013	149	562	136	711
207	036	213	351	177	564
217	019	173	361	154	534
222	016	177	558	161	735
231	015	175	548	160	723
2438435.271	018	187	530	169	717
281	-0.003	162	545	165	707
288	0.011	174	526	163	700
2438439.262	031	196	522	165	718
270	017	171	566	154	737
274	034	174	553	140	727
2438648.490	001	159	558	158	718
496	-0.018	148	602	166	750
502	-0.010	163	592	173	755
508	-0.008	170	586	178	756
514	-0.003	159	586	162	745
519	-0.001	149	597	148	746
2438654.467	-0.064	097	698	161	795
474	-0.023	149	600	172	749
480	-0.004	146	605	150	751
483	-0.015	109	641	124	750
503	-0.015	159	606	174	765
2438655.452	-0.078	152	553	230	705
456	0.015	161	577	146	738
465	001	174	539	173	713
471	-0.003	148	597	151	745
478	-0.021	195	580	216	775
483	0.044	123	618	079	741
2438656.458	-0.009	172	594	181	766
465	0.014	151	611	137	762
472	008	144	623	136	767
477	-0.009	175	618	184	793

Таблица I (продолжение)

(I)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2438656.484	-0.005	0.187	-0.593	0.192	-0.780
490	-0.019	187	580	206	767
496	-0.045	168	604	213	772
504	-0.010	150	575	160	725
2438669.365	0.017	141	536	127	677
388	019	226	518	207	744
394	-0.063	184	646	247	830
401	-0.058	142	578	200	720
408	0.034	145	569	111	714
415	027	157	558	130	715
420	-0.020	116	613	136	729
2438676.407	-0.008	153	577	161	730
415	0.077	231	511	154	742
425	-0.076	116	678	192	794
438	0.027	186	595	159	781
441	-0.074	060	576	134	636
452	-0.053	071	592	124	663
460	0.003	119	646	116	765
499	-0.016	152	623	168	775
505	0.014	178	622	164	800
512	006	162	628	156	790
519	-0.031	132	636	163	768
528	0.025	194	586	169	780
535	006	113	662	107	775
2438678.440	-0.009	162	623	171	785
446	-0.026	164	634	190	798
454	-0.032	188	626	220	814
461	0.002	169	618	167	787
470	-0.013	152	643	165	795
477	0.005	168	615	163	783
483	-0.003	167	632	170	799
490	-0.014	166	604	180	770
2438680.367	0.038	158	537	120	695
374	-0.008	166	509	174	675
2438683.365	0.047	205	688	158	893
372	080	185	590	105	775
378	-0.006	144	638	150	782
385	-0.029	118	643	147	761
391	-0.018	140	609	158	749
397	-0.003	158	616	161	774
404	-0.014	166	635	180	801
400	0.008	168	616	175	784
2438684.393	-0.007	168	588	219	815
400	0.008	227	588		

Таблица I (продолжение)

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2438684.410	-0.001	0.229	-0.570	0.230	-0.799
416	-0.004	I63	623	I67	786
423	0.003	I59	627	I56	786
2438695.313	-0.042	085	649	I27	734
319	0.046	062	636	016	698
327	005	076	625	071	701
2438696.339	023	I38	625	I15	763
360	-0.013	I33	575	I46	708
367	0.124	I15	444	-0.009	559
372	036	I17	681	0.081	798
2438699.366	-0.077	031	639	I08	670
372	0.014	I79	666	I65	845
380	-0.032	I12	590	I44	702
386	-0.127	050	683	I77	733
392	-0.071	I26	596	I97	722
398	-0.051	082	562	I33	644
2438701.396	-0.039	I31	612	I70	743
402	0.016	I32	599	I16	731
410	-0.020	I36	619	I56	755
436	-0.017	I85	648	202	833
444	0.013	I46	676	I33	822
456	-0.053	I60	684	I23	844
469	-0.060	III	640	I80	751
478	0.009	II9	711	I10	830
487	-0.058	I72	592	230	764
496	-0.049	I85	693	234	878
503	-0.016	I23	712	I39	835
2438703.356	-0.011	I85	588	I96	773
362	0.025	I88	582	I63	770
371	-0.040	I50	517	I90	667
2438716.5II	-0.007	I50	645	I57	0.795
518	-0.004	I49	617	I53	766
526	-0.023	I46	638	I69	784
532	-0.021	I42	642	I63	784
540	0.018	I71	608	I53	779
546	-0.016	I49	606	I65	755
2438730.243	0.025	I50	571	I25	721
250	005	I34	585	I29	719
256	006	I56	562	I50	718
267	-0.019	I38	559	I57	697
271	-0.002	I44	572	I46	716
2438731.309	-0.022	I04	648	I26	752

Таблица I (продолжение) 15

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2438731.315	-0.015	0.198	-0.628	0.213	-0.826
322	-0.028	I44	630	I72	774
328	-0.051	I01	672	I52	773
2438732.274	-0.021	I31	615	I52	746
281	-0.002	I76	601	I78	777
291	0.014	I68	613	I54	781
296	-0.018	I63	605	I81	708
2438736.524	0.037	I73	649	I36	822
530	001	I60	638	I59	798
537	005	I72	627	I67	799
545	014	225	674	211	899
551	028	229	596	201	825
2438739.476	015	I82	580	I67	762
484	-0.066	I85	547	I25	732
495	-0.053	I29	666	I82	795
2438755.364	0.003	I67	645	I64	812
371	017	I68	603	I51	771
379	-0.074	I15	665	I89	780
2438756.225	0.017	I70	624	I53	794
233	-0.010	I86	529	I96	715
242	-0.015	I76	598	I91	774
251	0.031	I20	578	I79	788
262	072	260	-	I88	-
274	-0.012	I70	584	I82	754
281	-0.023	I29	614	I44	735
289	-0.021	I77	653	I98	830
301	0.024	225	593	I99	818
317	056	205	574	I49	779
324	-0.039	I02	640	I41	742
332	-0.038	I55	631	I93	786
2438763.286	-0.027	099	640	I26	739
295	-0.063	I48	570	211	718
311	-0.005	I61	567	I66	728
321	0.058	I83	572	I25	755
2439029.5II	035	I94	485	I59	679
521	071	I92	462	I21	654
530	058	258	472	200	730
2439034.481	035	I83	459	I48	642
490	035	I63	494	I28	657
498	060	210	466	I50	676
507	052	208	475	I56	683
517	044	236	457	I92	693
524	014	233	479	219	712

Таблица I (продолжение)

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2439035.4I9	0.059	0.175	-0.426	0.116	-0.601
428	078	I98	444	I20	642
440	-0.006	I52	450	I58	602
449	0.027	204	458	I77	662
488	018	229	435	I11	664
499	015	I83	526	I68	709
510	010	205	476	I95	681
2439037.50I	045	208	440	I63	648
512	080	244	448	I64	692
522	069	246	407	I77	653
2439069.5I9	027	213	-	I86	-
544	-0.008	I78	455	I87	633
553	0.159	230	472	071	702
562	049	202	478	I53	680
57I	095	253	399	I58	652
2439II6.422	053	234	424	I81	658
43I	I42	256	433	II4	689
442	I02	I99	492	097	691
2439I39.205	-0.005	I53	400	I58	553
2I3	0.125	262	425	I37	687
223	II4	262	468	I48	730
233	074	225	44I	I5I	666
246	069	2I2	44I	I43	653
258	060	234	397	I74	63I
279	059	224	4I7	I65	64I
288	034	222	450	I88	672
296	047	22I	466	I74	687
24394I7.435	020	200	439	I80	639
443	II5	203	454	088	657
45I	032	244	4I7	2I2	66I
460	045	26I	40I	I16	662
469	056	I96	446	I40	642
2439436.302	083	258	397	I75	655
3I0	023	254	4I6	23I	670
3I7	068	2I7	473	I49	690
325	050	278	348	228	626
33I	048	207	404	I59	6II
340	049	230	390	I8I	620
347	-0.00I	2I0	4I6	2II	626
243945I.442	0,040	226	464	I86	690
450	052	226	473	I74	699
460	063	243	426	I80	669

Таблица I (продолжение) 17

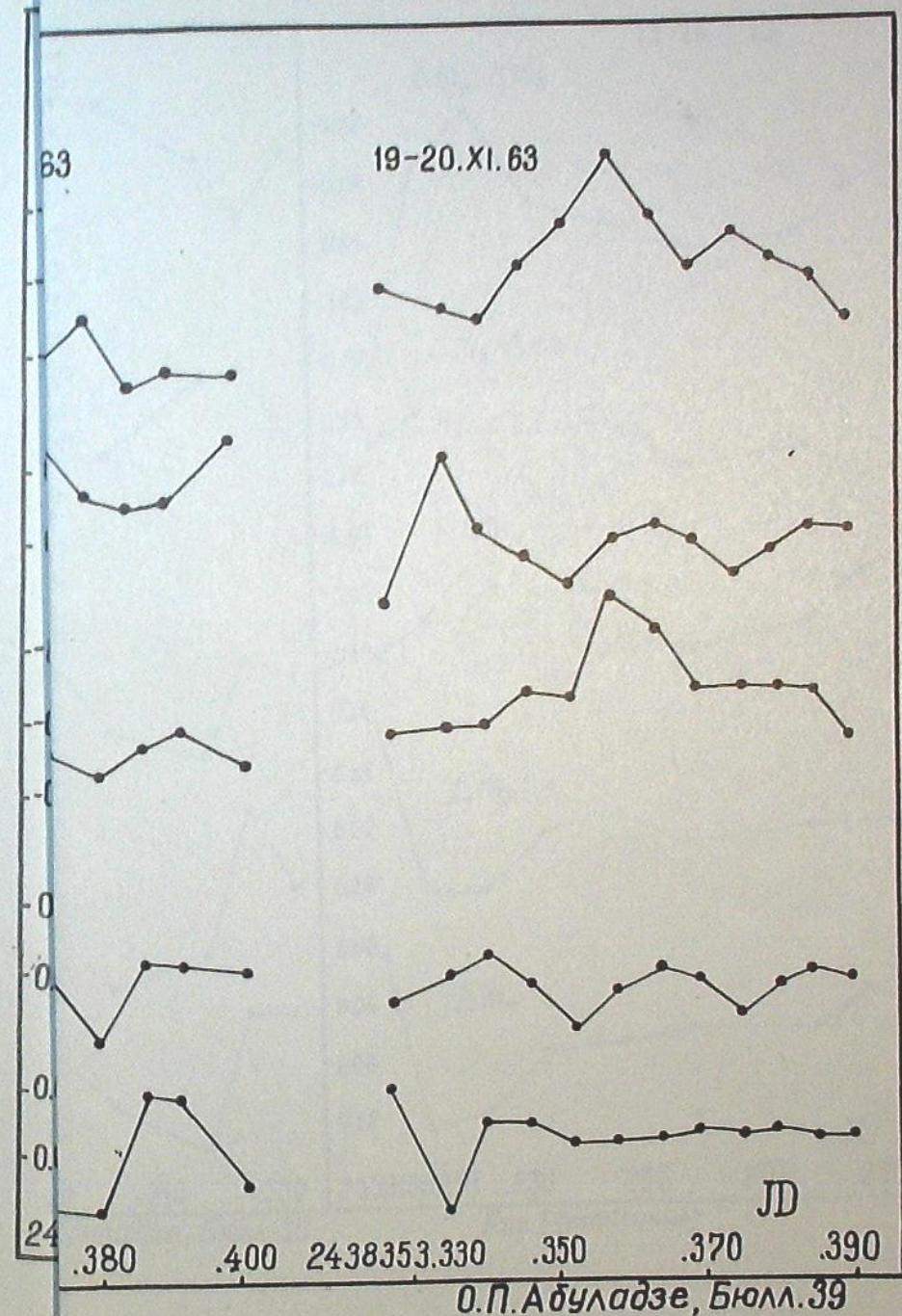
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
243945I.467	0.040	0.175	-0.414	0.135	-0.589
475	020	I74	496	I54	670
2439466.304	075	I98	459	I23	657
3I2	092	240	438	I48	678
3I9	052	233	477	I8I	710
2439493.256	079	270	420	I9I	690
265	069	227	48I	I58	708
274	008	I59	447	I5I	606
285	026	I99	424	I73	623
290	00I	2I0	477	209	687
2439494.254	I03	267	422	I64	689
265	I4I	289	356	I48	645
274	II9	204	464	085	668
283	072	I97	479	I25	676
293	0II	I77	505	I66	682
2439560.2I0	059	220	467	I6I	687
2I9	050	I95	5I5	I45	710
2439582.227	I43	378	397	235	775
235	-0.0I7	I77	46I	I94	638
244	-0.004	I75	453	I79	628
2439587.227	0.0I2	207	525	I95	732
238	054	226	5I3	I72	739
248	-0.0I7	222	487	239	709
259	-0.042	266	5I3	308	779
243985I.42I	0.042	I92	505	I50	697
430	0I4	I63	483	I49	646
44I	002	I77	50I	I75	678
450	049	2I6	537	I67	753
459	036	220	484	I84	704
2439909.306	033	I1I	48I	I78	692
3I3	028	I85	483	I57	668
32I	008	I66	478	I58	644
328	049	228	449	I79	677
378	0I2	205	475	I93	680
24399I0.237	00I	I30	507	I29	637
245	030	I59	527	I29	686
252	050	I6I	523	III	684
26I	036	I67	5I3	I3I	680
24399II.236	033	I97	484	I64	68I
244	028	I86	494	I58	680
254	004	I85	527	I8I	712
262	040	I95	508	I55	703

Таблица 2

Даты	Амплитуды					Продолжительность времени наблюдений $\pi$
	$\Delta m_v$	$\Delta m_s$	$\Delta m_u$	$\Delta m_s - \Delta m_v$	$\Delta m_u - \Delta m_v$	
II-12.XI.63	0.04	0.03	0.08	0.04	0.06	3 час. 16 мин. I <sub>5</sub>
I7-18.XI.63	02	04	03	04	03	1 час. 17 мин. I <sub>10</sub>
I8-I9.XI.63	06	05	05	07	06	2 час. 00 мин. I <sub>12</sub>
I9-20.XI.63	07	04	08	08	09	1 час. 31 мин. I <sub>12</sub>
7-8.X.64	05	17	17	08	07	3 час. 04 мин. I <sub>14</sub>
2-3.XI.64	08	07	12	12	15	2 час. 35 мин. II
26-27.XII.64	II	I6	I2	06	I2	2 час. 34 мин. II
I3-I4.I.66	I3	II	07	05	I8	2 час. 12 мин. 9

Таблица 3

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2438345.418	0.030	0.189	-0.508	0.159	-0.697	I <sub>5</sub>
347.413	048	I77	571	I29	748	5
351.364	016	I75	509	I61	684	I <sub>10</sub>
352.361	027	I74	494	I47	668	II
353.360	014	I96	522	I82	718	I <sub>12</sub>
408.215	020	I77	476	I57	653	5
435.280	008	I74	534	I66	708	3
439.269	028	I80	547	I52	727	3
648.505	-0.006	I07	587	II3	694	6
654.481	-0.024	I32	610	I56	742	5
655.468	-0.007	I59	577	I66	736	6
656.481	0.009	I68	600	I59	768	8
669.395	006	I59	574	I53	733	7
676.469	-0.008	I44	608	I52	752	I <sub>3</sub>
678.465	-0.011	I67	624	I78	791	8
680.374	0.015	I62	523	I47	685	2
683.381	008	I59	629	I51	788	7
684.408	000	I89	605	I89	794	5
695.320	003	074	637	071	741	3
696.356	042	I26	659	I06	785	4
699.382	-0.057	097	623	I54	720	6
701.450	-0.026	I45	653	I71	798	II
703.364	-0.008	I74	562	I82	736	3
716.526	-0.009	I51	626	I60	777	6



0.П.Абуладзе, Бюлл.39

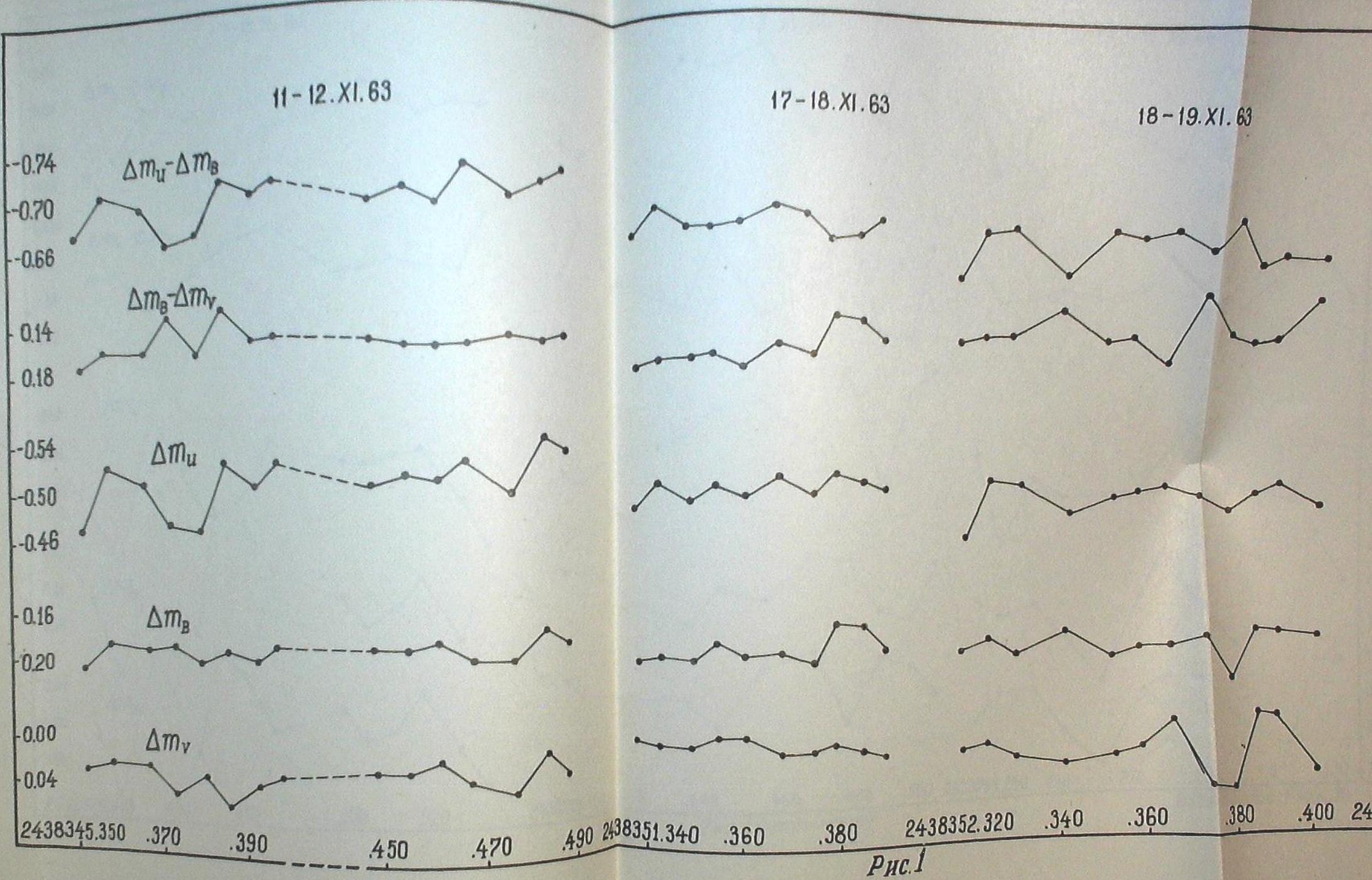
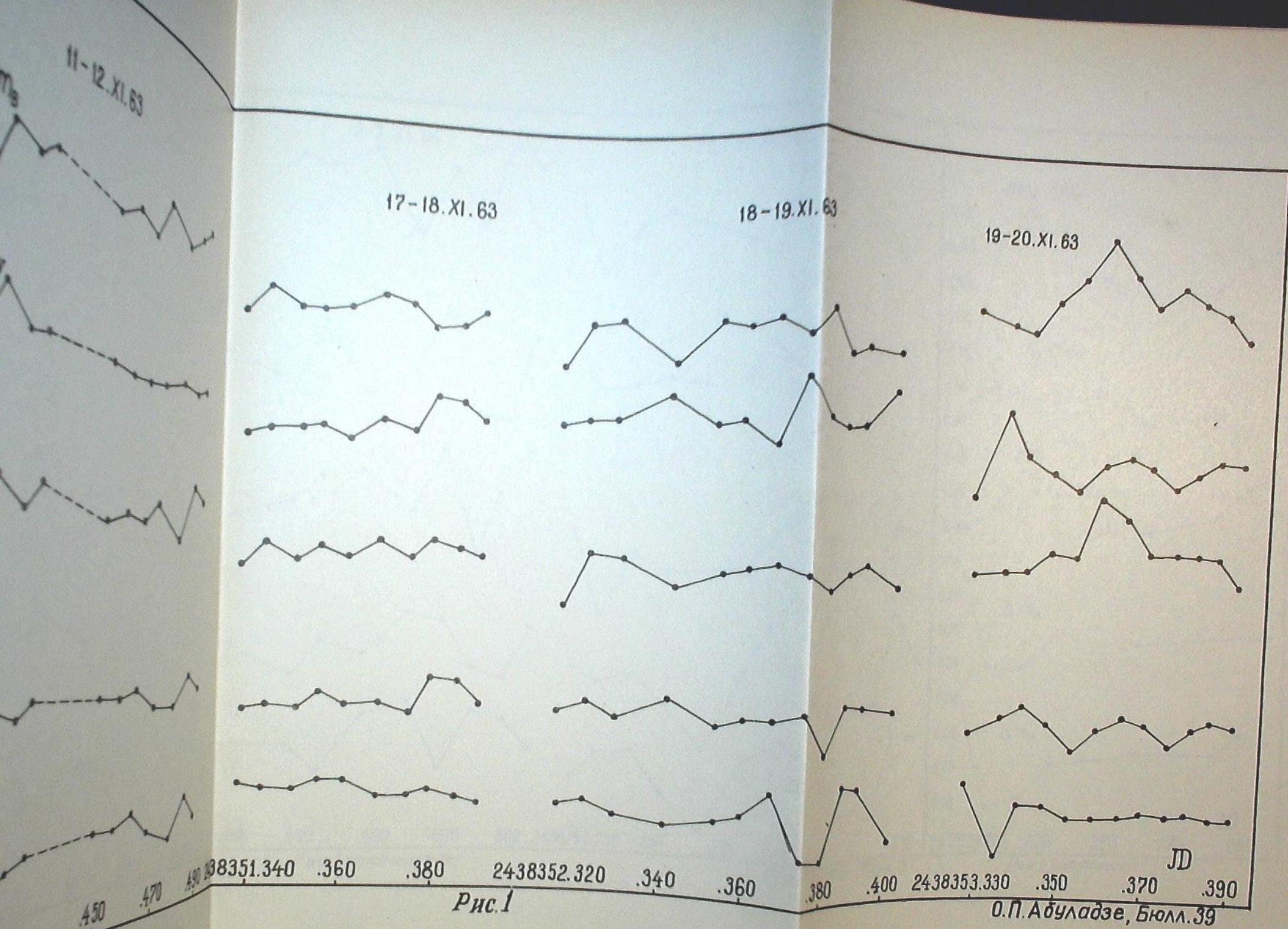


Рис.1



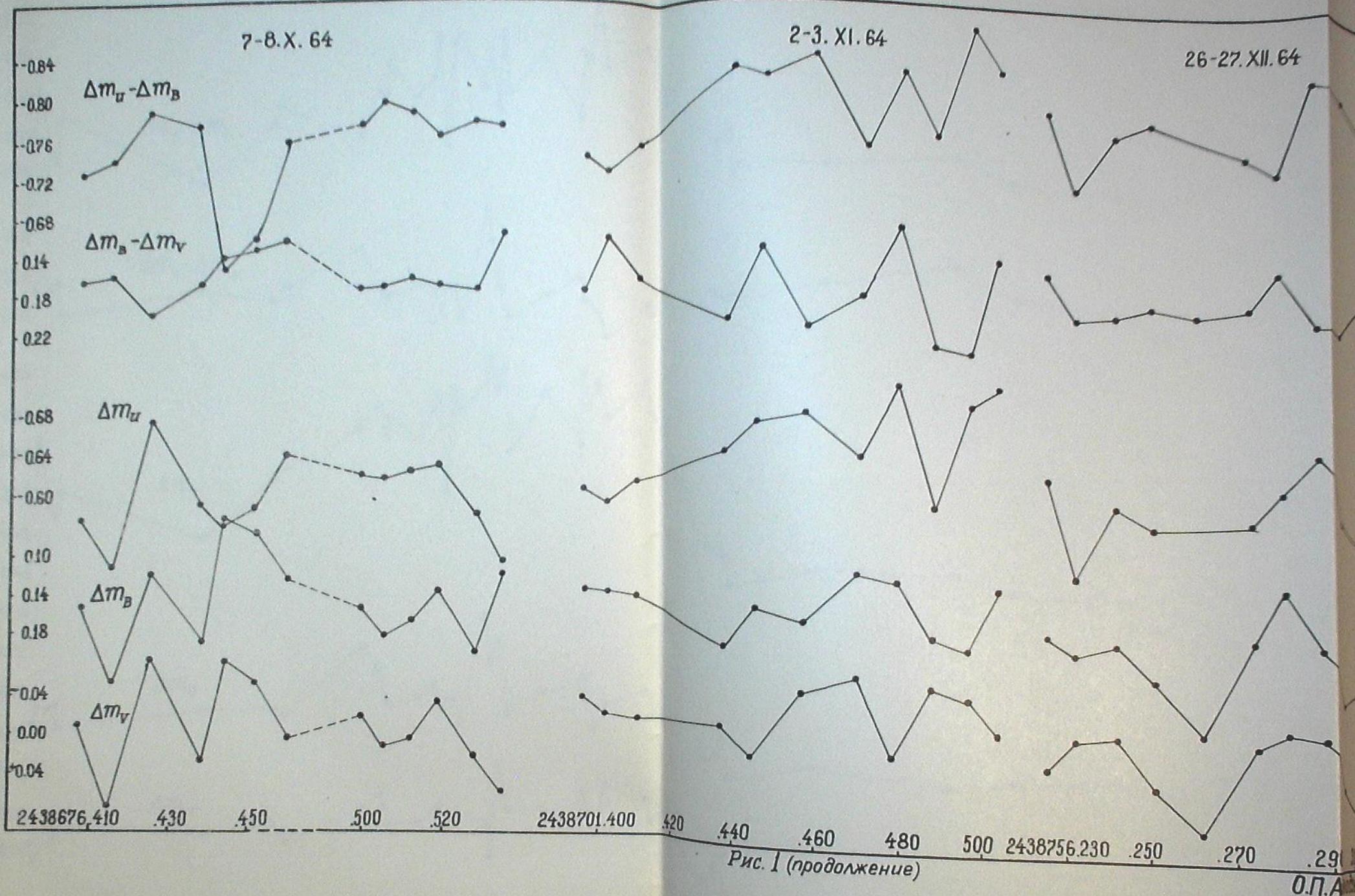
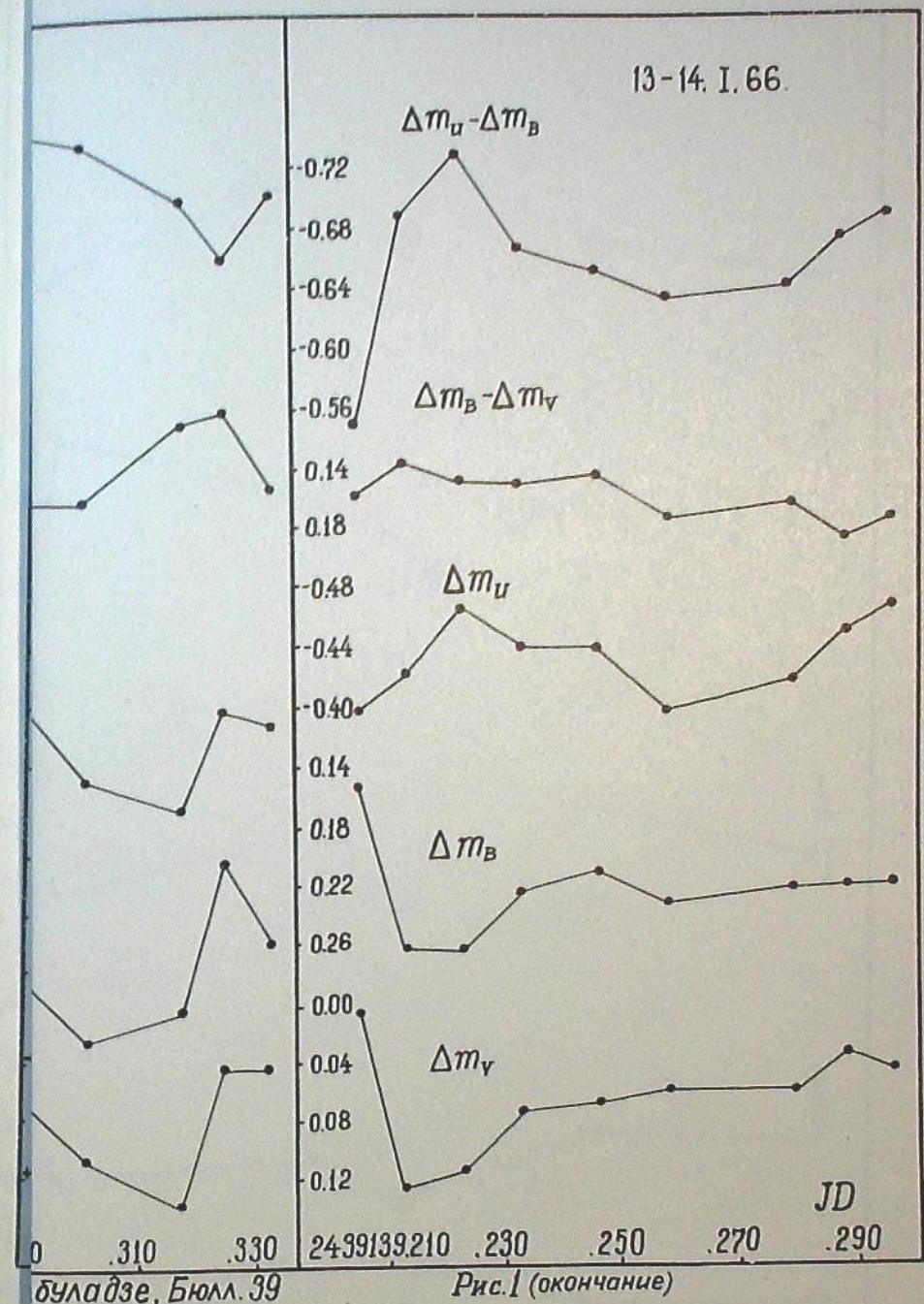


Рис. I (продолжение)

О.П.А

13-14. I. 66.



бугадзе, Бюлл. 39

Рис. I (окончание)

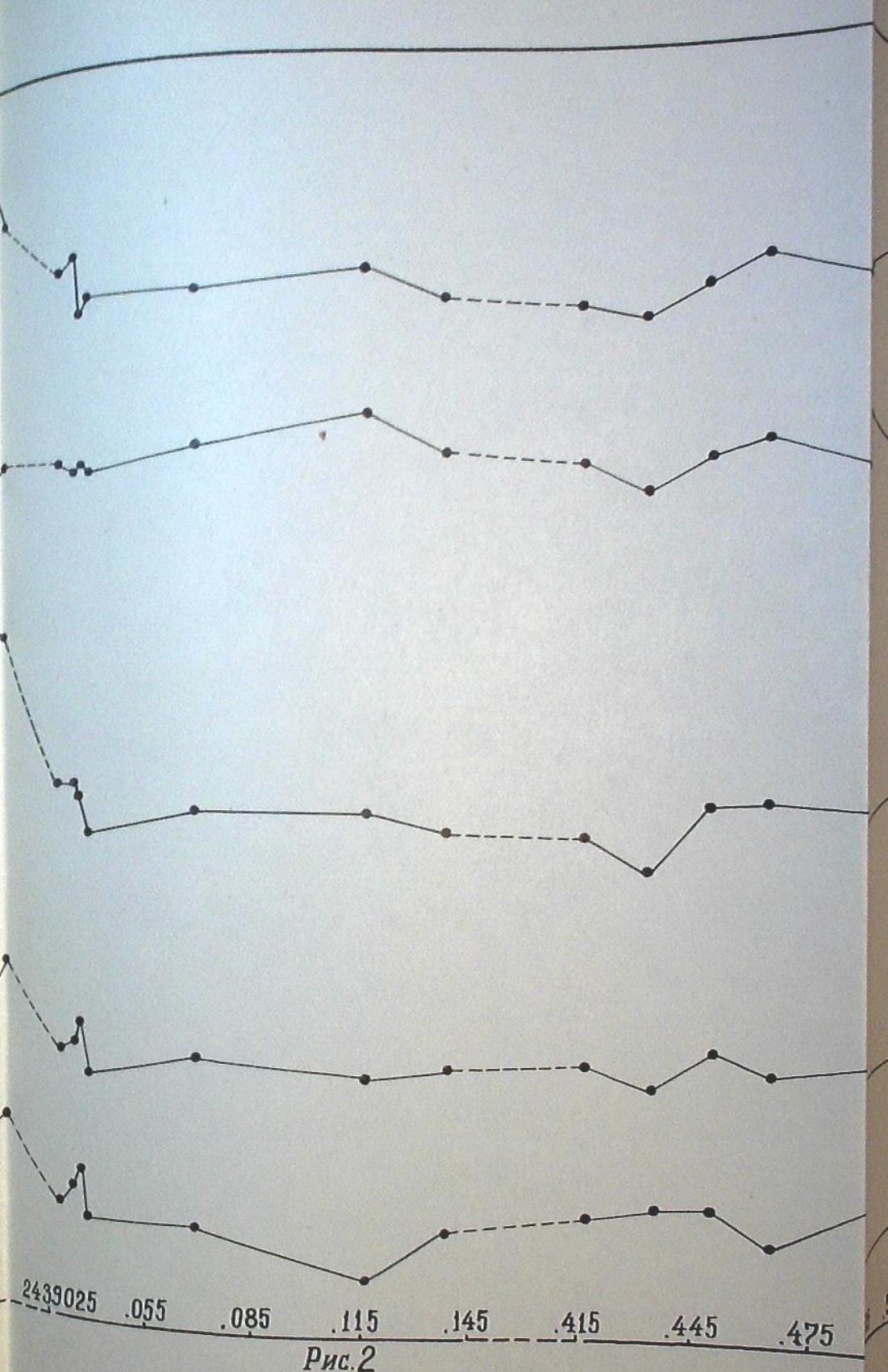
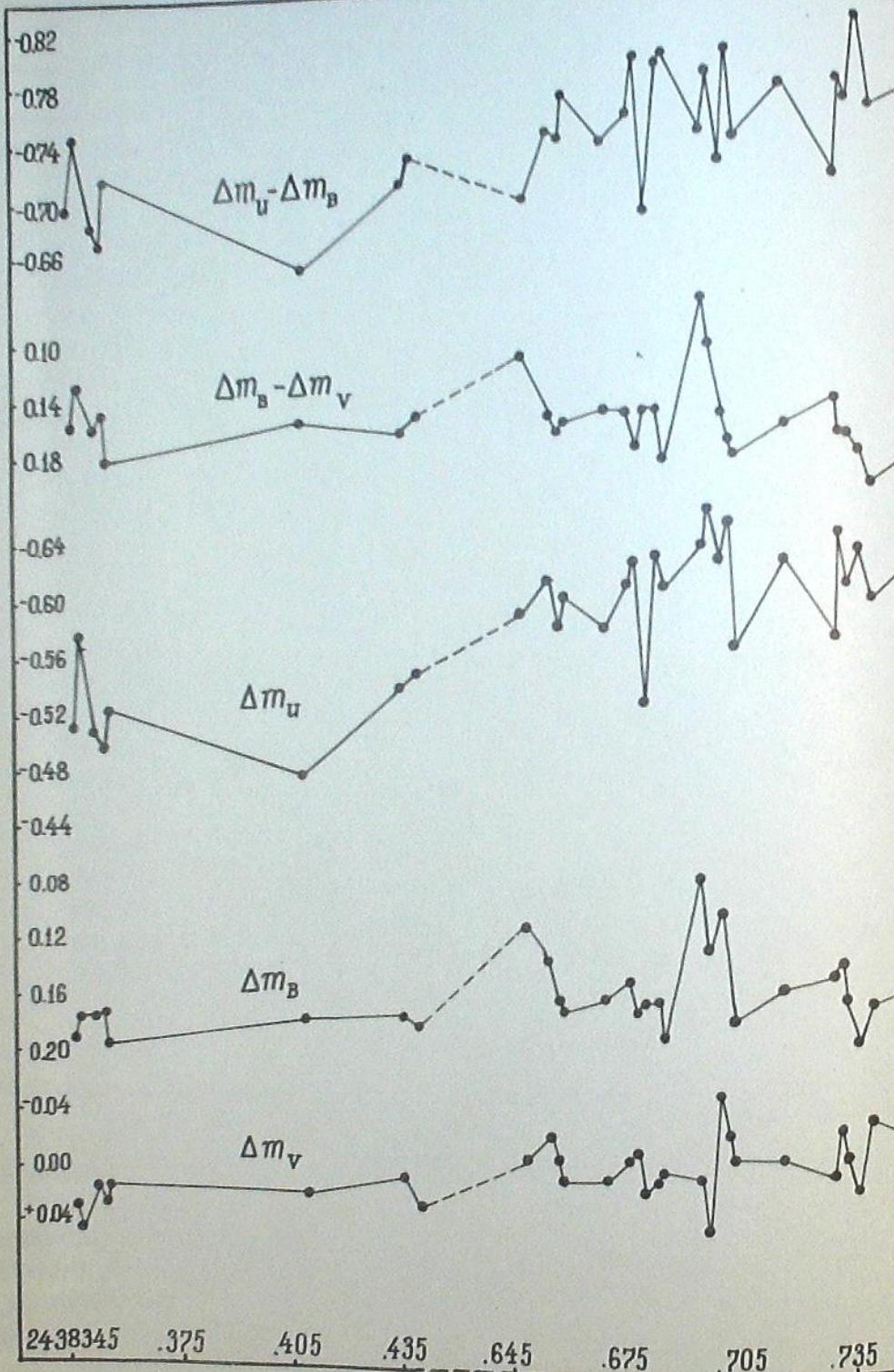


Рис.2

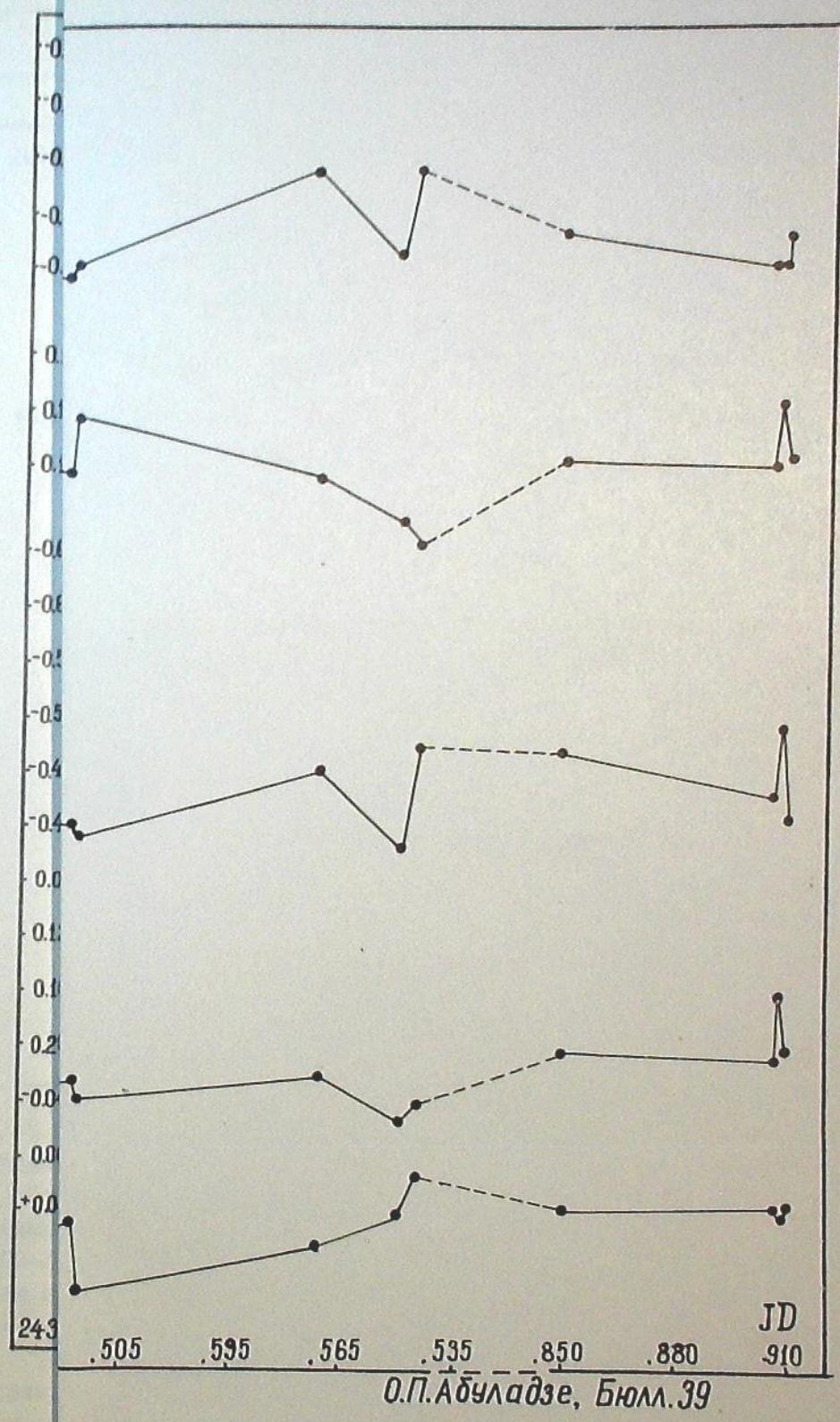


Таблица 3 (продолжение)

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2438730.257	0.003	0.144	-0.570	0.141	-0.714	5
731.318	-0.029	137	644	166	781	4
732.286	-0.007	160	608	167	768	4
736.537	0.017	192	637	175	829	5
739.486	-0.035	165	598	200	763	3
755.372	-0.018	150	638	168	788	3
756.278	0.004	180	602	176	782	12
763.303	-0.009	148	587	157	735	4
2439029.520	0.054	214	473	160	687	3
034.503	040	206	472	166	678	6
035.462	029	192	459	163	651	7
037.512	064	233	432	169	665	3
069.545	064	215	451	151	666	5
116.432	099	230	450	131	680	3
139.249	064	224	434	160	658	9
417.452	054	221	431	167	652	5
436.324	046	236	406	190	642	7
451.458	043	209	455	166	664	5
466.312	073	225	458	152	683	3
493.273	037	213	450	176	663	5
494.274	089	227	445	138	672	5
560.220	054	208	491	179	741	2
582.236	033	243	437	210	680	3
587.243	002	230	510	228	740	4
851.445	028	194	502	166	696	5
909.329	026	199	473	173	672	5
910.249	029	154	518	125	672	4
911.247	024	191	503	167	694	4

С Ю.Д.2439039 до конца наших наблюдений (Ю.Д.24399II), звезда продолжала оставаться, в основном, относительно спокойной.

Следовательно, АЕ Возничего может долгое время испытывать медленные колебания блеска, а также в небольшие промежутки времени (100–200 суток) показывать быстрые изменения блеска (0.10–0.15). Это не противоречит выводу о медленном характере переменности АЕ Возничего.

Февраль, 1970.

ବ୍ୟାକ୍ସନ୍‌ମେ-୧ ଫିଲେକାଲେଜିକାଲ୍ ଏକ୍ସର୍ଚ୍‌ଯୁଦ୍ଧ

17. Janyud

(६२८०३०९)

1962 წ. ნოემბრიდან 1968 წ. ობელების მდგრად აბუსობის თანამდებობის 330-ში ჩატარებულ კანკორიდას არასტაციონარული ვარსკელ-კის მეცნიერებელთა სამ ფრენი (I, II, V). ჩვენი ბაკალავრების სამართლოს სისამართლის აუტოლინის მიერთების დროის განვითარების სამ ფრენი.

ინდიურებულები საკუთრებები მოცუმულია უხრიში 1, ხორ მერ-  
გვირა-უხრიშში 2 ან 3 ან ნახაგვები 1 ან 2.

## PHOTOELECTRIC OBSERVATIONS OF AE AURIGAE

O. P. ABULADZE

### (Summary)

Photoelectric UBV observations of the nonstable star AE Aur have been conducted from November 1963 through February 1968.

The observations indicate the star to be at rest for a long time, the fact confirming its slow variation. The individual observations are given in table 1 and the results in those of 2 and 3 and in figures 1, 2.

## Цитированная литература

1. Prager R. *Gesch. Lit. d. Lichtw. d. veränd. Sterne*. Berlin, 1934, 117.
  2. Mayall N.U. *P.A.S.P.* 1954, 66, N.390, 132.
  3. Куртес З. Сб. "Новые методы в астрофизике". 1964. М.
  4. Kukarkin B. *Astr.Nachr.* 1928, 233, N.5581, 226.
  5. Паренаго П.П. Труды ГАИШ. 1938, 12, вып. I, 39.
  6. Zverev M. Труды ГАИШ. 1936, 9, вып. I, 83.
  7. Nielsen A. *Astr.Nachr.* 1938, 226, N.6363, 34.
  8. Taylor P. *Astron.J.* 1937, 46, N.1066, 93.
  9. Groeneweld J. *Heidelb.Veröff.* 1947, 14, N.5, 49.
  10. Харитонов А.В. Перем.зв. 1957, 12, № 2, 148.
  11. Кумсивили Я.И. Билл.Абастум.астрофиз.обс. 1962, 28, II.

ЖУРНАЛ ОБСЛУЖИВАНИЯ ПОДСИЛЕНИЯ БЛЮЗЕФЕБО № 39, 1970  
БЮЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

## ТРЕХЦВЕТНАЯ ФОТОГРАФИЧЕСКАЯ ФОТОМЕТРИЯ ПЕРЕМЕННОЙ ЗВЕЗДЫ BD+28°637

Л.Н. МОСИДЗЕ

Как известно, большинство звезд главной последовательности, имеющих водородную и кальциевую эмиссию в спектре, после тщательного исследования оказались неправильными переменными типа  $RW$  Возничего или вспыхивающими звездами [1]. Из этого следует, что спектральные наблюдения являются хорошим средством для обнаружения переменных этого типа.

На спектрограмме, полученной 24.XII.1960 г. на 70-см менисково-  
вом телескопе Абастуманской астрофизической обсерватории, М.Д.Мет-  
ревели [2] обнаружила, что звезда BD +28°637 имеет очень интенсивную  
эмиссию в линиях бальмеровской серии и ионизованного кальция. На  
других спектрограммах (количество 12), полученных на том же те-  
лескопе в течение 1956–64 г.г., эмиссий нет. Эмиссии не оказались  
и на трех спектрограммах, снятых ею же в следующие за 24.XII.ночи.  
По оценке М.Д.Метревели звезда имеет спектр K5–K7.

Обнаружение эмиссии в спектре заставило нас заподозрить переменность звезды. Пересмотрев довольно большой наблюдательный материал, полученный нами в течение 1960-64 г.г. в системе  $U - B - V$  для изучения переменности  $\text{RY}$  Тельца, находящейся по соседству с  $BD+28^{\circ}637$ , мы убедились в переменности данной звезды. В 1967 г. для нее мы получили еще несколько пар снимков в той же трехцветной системе (анаберрационная камера Шмидта, 360-444 мм, фок.расст. 625 мм). Осуществленная нами система подробно описана в работе [3]. Здесь мы отметим лишь, что эффективные длины волн нашей системы равны 3600, 4300 и 5525 ангстром.

Так как исследуемая звезда располагается в темном облаке, вокруг неё трудно было подобрать звезды сравнения. От исследуемой переменной АУ Тельца отстоит приблизительно на  $45'$ . Поэтому можно без ощутимых погрешностей использовать в качестве звезд сравнения для BD+28°637 звезды сравнения АУ Тельца, тем более, что по блеску обе переменные близки друг к другу. Звездные величины звезд сравнения были определены путем привязки к скоплению М34; они даны в [3]. На рис. I представлена карта поля BD+28°637 и АУ Тельца с указанием звезд сравнения.

Фотографический материал был измерен на микрофотометре МФ-2. Средняя квадратическая ошибка определения звездных величин исследуемой переменной, в отдельные моменты наблюдений, в среднем не превосходит  $\pm 0.05$  зв. величины для каждого цвета.

Для данной переменной у нас имеется в среднем по 80 фотонегативов в каждом цвете. За время наших наблюдений мы получили следующие пределы изменения блеска : II.69-I3.40, II.30-I2.41, I0.55-II.53 ав. величины в  $U$ ,  $B$ ,  $V$ , соответственно.

Звезду BD+28°637 визуально наблюдал в Швейцарии Лохер в интервале Плианских дней 2440227-247 (всего сделаны 21 оценка блеска). Он любезно прислал нам свои результаты. По его наблюдениям блеск звезды меняется в пределах 10.9-11.5 зв. величины.

Кривые изменения блеска в трех цветах представлены на рис.2, где точки изображают отдельные наблюдения. Они соединены сплошными линиями, когда интервал между наблюдениями не больше одного дня, и прерывистыми - в остальных случаях. К сожалению, наши наблюдения не являются настолько частыми, чтобы можно было проследить за изменением блеска переменной в течение одной ночи, но, судя по довольно резким изменениям блеска от ночи к ночи, можно сказать, что звезда довольно интенсивно меняет блеск и долгих остановок в изменении блеска не замечается. Наблюдаются отдельные случаи, когда блеск звезды меняется довольно резко. Например, 9-10 февраля 1964 г. звезда в течение ночи уменьшила свой блеск на 0.75 зв.вел. в цвете  $U$ , а 19-20 ноября 1963 г. на 0.49 в цвете  $B$ .

В табл. I даны результаты наших трехцветных фотометрических наблюдений. В первом столбце таблицы указаны даты наблюдений, в последующих — номера негативов, средние моменты наблюдений в юлианских датах, соответствующие звездные величины переменной в трех цветах и показатели цвета ( $U-B$ ) и ( $B-V$ ).

Как видим, амплитуды изменения блеска в трех цветах почти равны, но имеется одно наблюдение (24.XII.1960 г.), когда увеличение яркости в цвете  $\text{U}$  гораздо больше, чем в других цветах.

На рис. 3 представлена диаграмма Герцшрунга-Рессела. Сплошная линия представляет собой стандартную главную последовательность, а прерывистой очерчена Т-полоса. Крестики изображают положения данной переменной для каждого момента наблюдения. Как видно, звезда располагается в пределах Т-полосы. Межзвездное поглощение света для исследованной звезды мы учили по Смаку [4]. Значение модуля расстояния нашей звезды взято из того же источника.

Двухцветная диаграмма представлена на рис. 4. Как видим, при изменении блеска звезда располагается в окрестностях линии, соответствующей расположению звезд главной последовательности, заметно отходя от неё в обе стороны. Надо заметить, что при изменении блеска, звезда меняет показатели цвета в широких пределах: ( $U-B$ ) меняется

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
31.X.1960	4574	2437239.519			II.10		
10.XI	96	249.262	I2.8I		II.05	+0.92	+0.84
"	97	273		II.89	II.67		
"	98	292			II.20		
25.XI	4634	264.459			II.20		
9.XII	58	278.231					
10.XII	69	279.199					
19.XII	87	288.178		II.63			
"	88	188	I2.79				
"	90	208		II.97			
"	94	240					
22.XII	47I2	29I.30I	I2.33				
"	I3	3I2		II.60			
"	I4	3I7					
24.XII	39	293.422	II.69				
"	40	433			II.63		
"	41	456		II.30	+0.39	+0.67	
5.I.1961	42	305.170		II.70			
"	43	176			II.99		
"	44	183			+I.24	+0.71	
9.I	53	309.198	I2.94				
"	54	211	I3.00				
"	55	215		II.91			
II.I	76	3II.224			II.13	+I.09	+0.78
15.I	97	3I5.273	I3.09		II.33		
"	98	285			II.92		
"	99	291		II.84	+I.25	+0.92	
7.IX	499I	550.485	I3.08		II.98		
"	93	50I					
"	94	508		II.97	+I.II	+0.99	
6.X	5269	579.428			II.92		
9.X	53I7	582.415	I3.05				
"	I8	424					
"	I9	43I		I2.I3			
I2.X	44	585.3I4	I2.90				
"	45	322		II.90			
"	46	326			II.75	+I.00	+I.I5
I8.X	66	59I.458	I2.74				
"	67	465					
"	68	47I		I2.00			
2.XI	87	606.3I7	I2.96		II.I3	+0.74	+0.87
"	88	323					
"	89	330		II.90			
6.XI	96	6I0.335		I2.I0			
"	97	342	I2.88				
"	98	350			II.89	+0.78	+I.2I
"	54I0	4I7		I2.09			
"	I2	427			II.96		
"	I4	435	I3.I2		+I.03	+I.I3	
"	I2	489	I3.I5				
"	22	494		I2.I8			
"	23	499			II.97	+0.97	+I.2I
7.XI	39	6II.347	I2.98				
"	40	35I		I2.28			
"	4I	358			II.88	+0.70	+I.40
9.XI	67	389			II.89		
"	68	395		I2.07			
"	69	398	I2.88		+0.8I	+I.I8	
"	73	630.208	I2.83				
"	74	217		I2.07			
"	75	225			II.85	+0.76	+I.22
28.XI	76	632.224	I2.68				
"	77	229		I2.20			
"	78	233			II.74	+0.48	+I.46

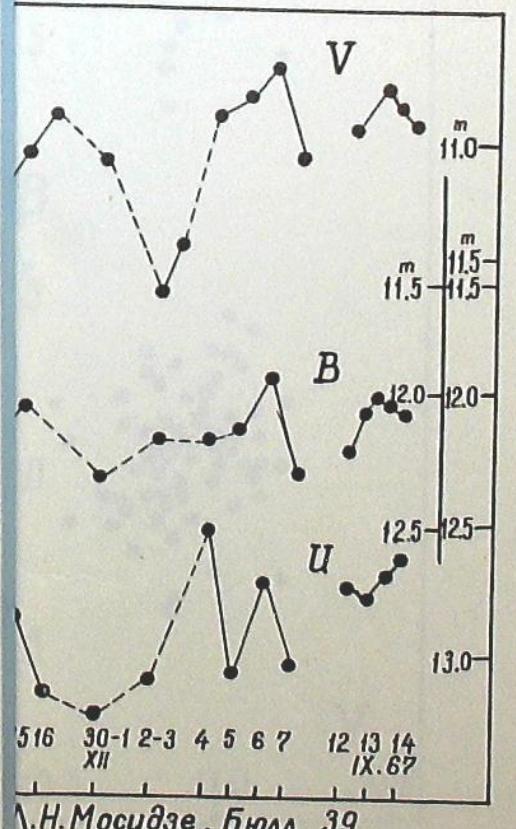
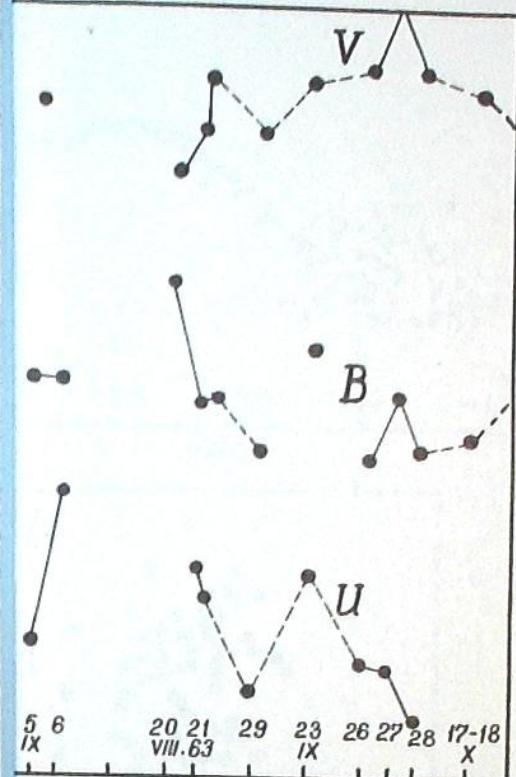
(I)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
6.XII.1961	5510	2437640.183	I2.74	I2.19			
"	11	190					
"	13	196					
"	42	551		I2.41	I0.96	+0.55	+I.23
"	43	556			II.04		+I.37
2.I.1962	55	667.193	I3.18	I2.17			
"	56	201					
"	57	204					
5.IX	5853	913.490	I2.99	I2.04	II.II	+I.01	+I.06
"	54	496					
"	55	500					
6.IX	63	914.490		I2.05			
"	64	494	I2.46				
20.VIII.1963	6561	2438262.457		II.69			
"	64	476		II.I8		+0.51	
21.VIII	80	263.461	I2.74	I2.14			
"	81	467					
"	82	469					
"	83	475	I2.83	I2.II	II.03	+0.60	+I.11
"	84	480					
"	85	483					
29.VIII	66II	271.462	I3.17		I0.83	+0.72	+I.28
"	I2	468		I2.30			
"	I3	471					
23.IX	99	296.400	I2.75	I2.93	II.05	+0.87	+I.25
"	6700	408					
"	01	410					
26.IX	26	299.521	I3.07	I2.33	I0.86	+0.82	+I.01
"	27	529					
"	28	533					
27.IX	38	300.544	I3.09		I0.80	+0.74	+I.51
"	39	551		I2.09			
"	40	553					
28.IX	51	301.519	I3.27		I0.59	+I.00	+I.50
"	52	526		I2.28			
I7.XI	53	531					
"	6990	351.279	I2.80		I0.82	+0.99	+I.46
"	91	287					
"	92	290		II.99			
I8.XI	7034	352.355	I2.79		II.09	+0.81	+0.90
"	35	362		II.84			
"	36	365					
I9.XI	67	353.317	I2.43		I0.71	+0.95	+I.13
"	68	324		II.91			
"	69	328					
20.XI	7106	354.454	I3.07		I0.85	+0.52	+I.06
"	07	460		I2.40			
21.XI	08	463					
"	28	355.422	I2.90		II.09	+0.67	+I.31
II.XII	29	442		I2.13			
"	44	375.163	I2.74			+0.77	
I3.XII	46	170		I2.20			
"	87	177					
3.I.1964	89	377.244	I2.98		I0.55	+0.54	+I.65
"	89	254					
"	49	192					
6.I	50	196		I2.08			
"	66	401.212	I3.10		II.10	+0.95	+0.98
8.I	67	218		I2.00			
"	68	222					
"	94	403.165	I2.65		I0.84	+I.10	+I.16
"	96	180		I2.04			
"	97	183					

I0.80 +0.61 +I.24

(I)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
9.I.1964	7344	2438404.408	I2.91				
"	45	415					
"	46	419					
II.I	7410	406.224	I3.05				
"	05	199					
"	06	202					
9.II	7510	435.281	I2.65				
"	11	288					
"	12	292					
10.II	64	436.264	I3.40				
"	65	272					
II.II	73	437.351	I2.20				
"	74	355					
I2.II	76II	438.306	I2.24				
"	52	439.312	I3.19				
"	53	320					
"	54	324					
"	97	440.306	I3.02				
"	98	314					
"	99	319					
I.III	7749	456.246	I3.39				
"	50	253					
"	51	256					
"	64	469.199	I2.78				
"	68	224					
"	69	228					
9.IX	8271	648.501	II.96				
"	72	505					
I6.IX	8315	655.472	I2.04				
"	16	481					
"	25	656.497	I2.86				
"	26	506					
"	27	510					
I7.IX	37	669.324	I2.87				
"	38	334					
"	39	340					
"	37	675.335	I2.56				
"	58	344					
"	59	348					
"	60	348					
"	68	676.333	I2.50				
"	69	341					
"	91	677.332	I2.91				
"	92	340					
"	93	346					
II.X	8439	680.332	I2.69				
"	40	341					
"	41	346					
"	65	681.336	I2.96				
"	66	345					
"	67	350					
I4.X	8507	683.466	I3.00				
"	08	475					
"	09	479					
"	29	684.502	I3.25				
"	30	509					
"	31	512					
"	44	685.572	I3.13				
"	45	581					
"	46	584					
I6.X	74	700.290	I2.91				
"	75	299					
"	76	304					
3.XI	8620	703.327	I2.82				
"	21	338					

I2.33

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
3.XI.1964	8622	2438703.342	I3.00	II.00	+0.49	+I.3	
I3.XI	50	713.534		II.85			
"	51	544					
"	52	548					
I4.XI	59	714.537	I2.98	I0.84	+I.15	+I.0	
"	60	546	I2.19				
"	61	550		II.18	+0.79	+I.0	
I5.XI	68	715.535	I2.84	I2.05			
"	69	544					
"	70	548		II.03	+0.79	+I.0	
I6.XI	77	716.553	I3.13		I0.88		
"	78	564					
80.XI	91	730.198	I3.20	I2.32	II.03	+0.88	+I.2
"	92	208					
"	93	213					
2.XII	8743	732.210	I3.03				
"	44	224	I2.16				
"	45	228	I2.49	II.52	+0.87	+0.6	
4.XII	66	734.228	I2.14				
"	67	237					
5.XII	68	242	I3.02	I0.86	+0.35	+I.2	
"	98	735.206	I2.II				
"	99	215					
6.XII	8800	736.218	I2.67	I0.80	+0.91	+I.3	
"	13	219					
"	14	228					
7.XII	15	233	I2.93	I0.69	+0.74	+I.2	
"	43	737.217	I2.99				
"	44	225	I2.27				
"	45	229		II.00	+0.72	+I.2	
I2.IX.1967	I2287	2439746.449		I0.91			
"	88	455	I2.20				
"	89	462	I2.71				
I3.IX.	91	485	I2.05	+0.51	+I.29		
"	92	747.438	I2.74				
"	93	455	I2.00				
"	94	461	I2.68	I0.77	+0.74	+I.23	
"	97	492	I2.00				
"	98	510	I2.59	I0.84	+0.68	+I.16	
I4.IX	99	515	I2.04				
"	I2301	748.499		II.00	+0.55	+I.04	
"	02	512					
"	03	517					



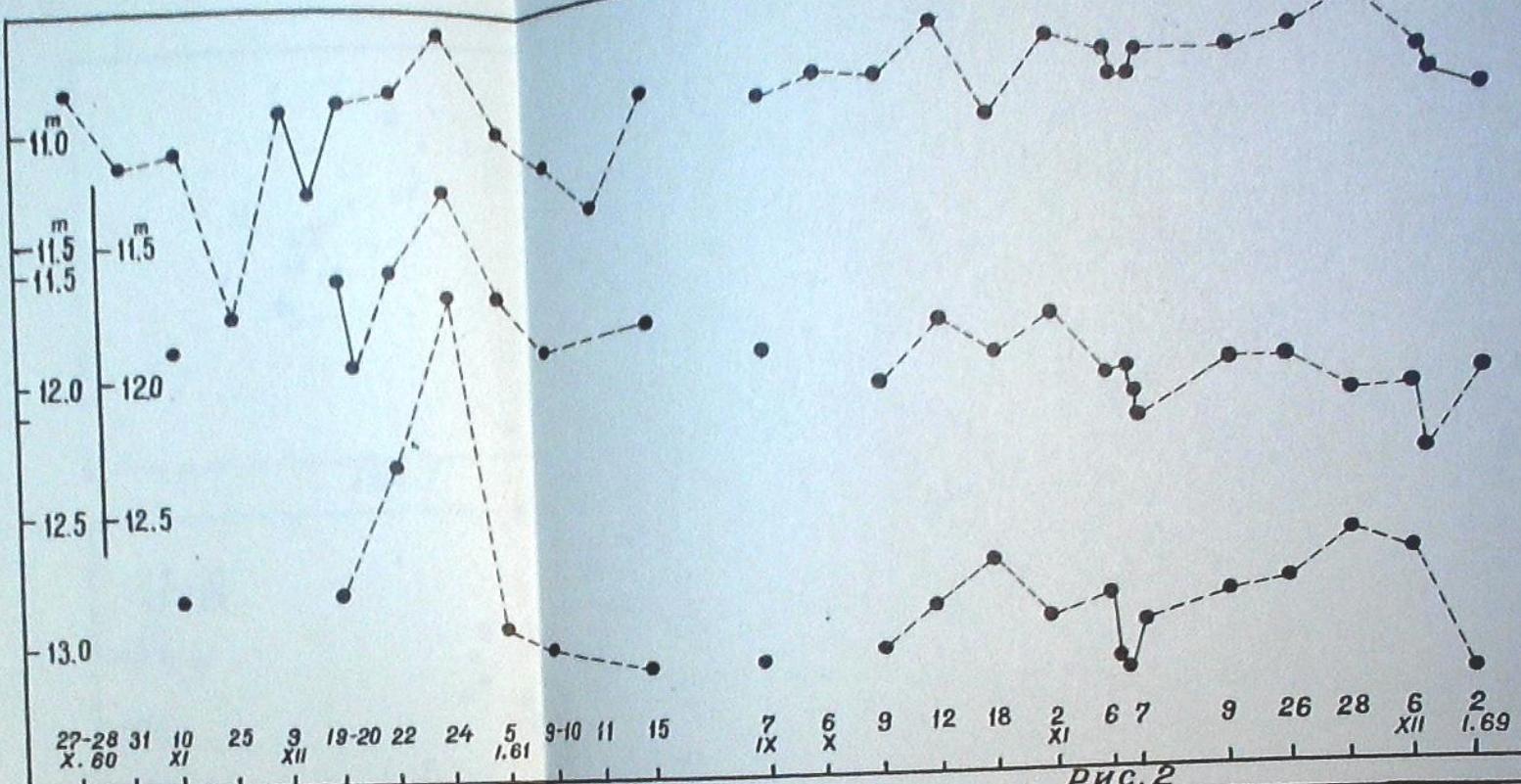
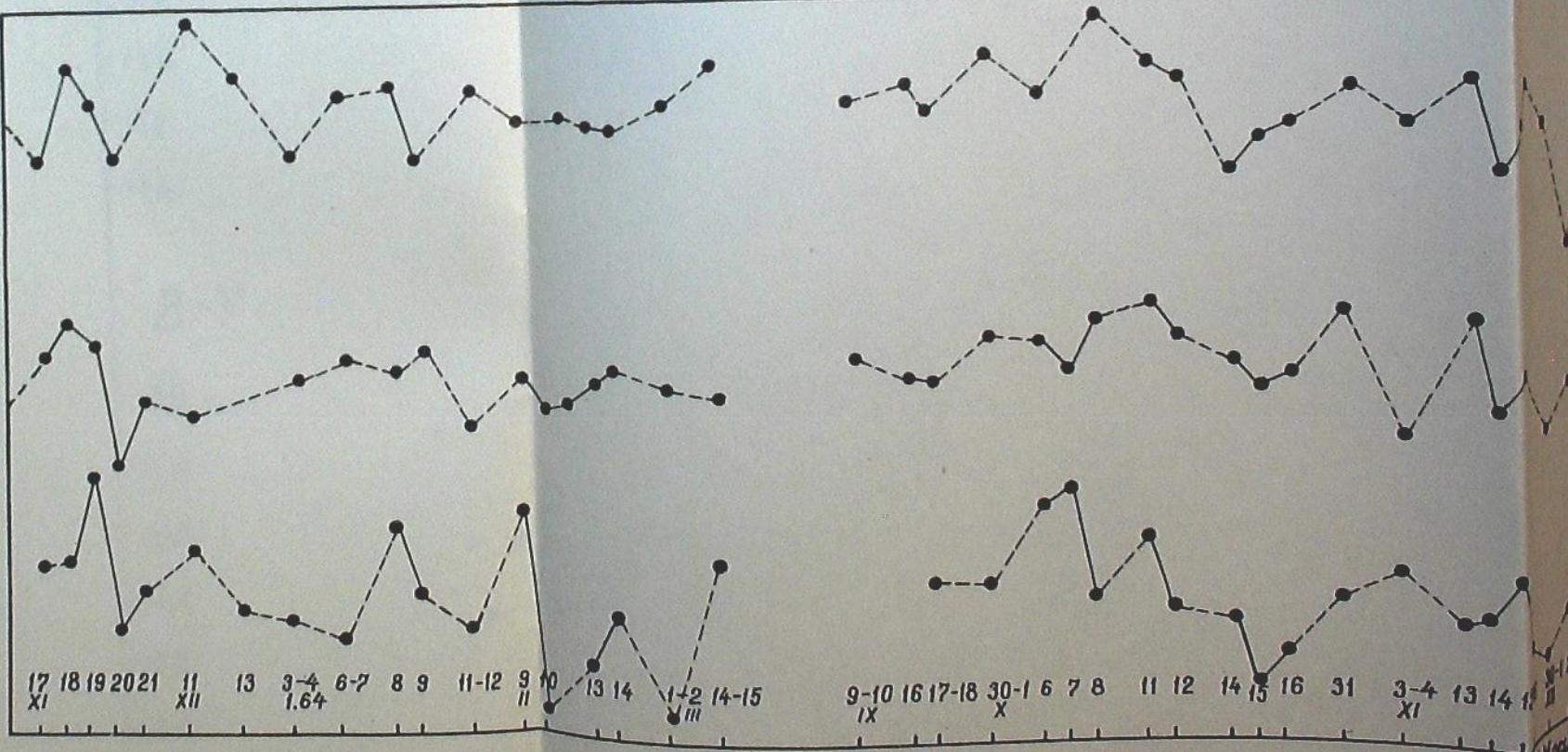


Рис. 2



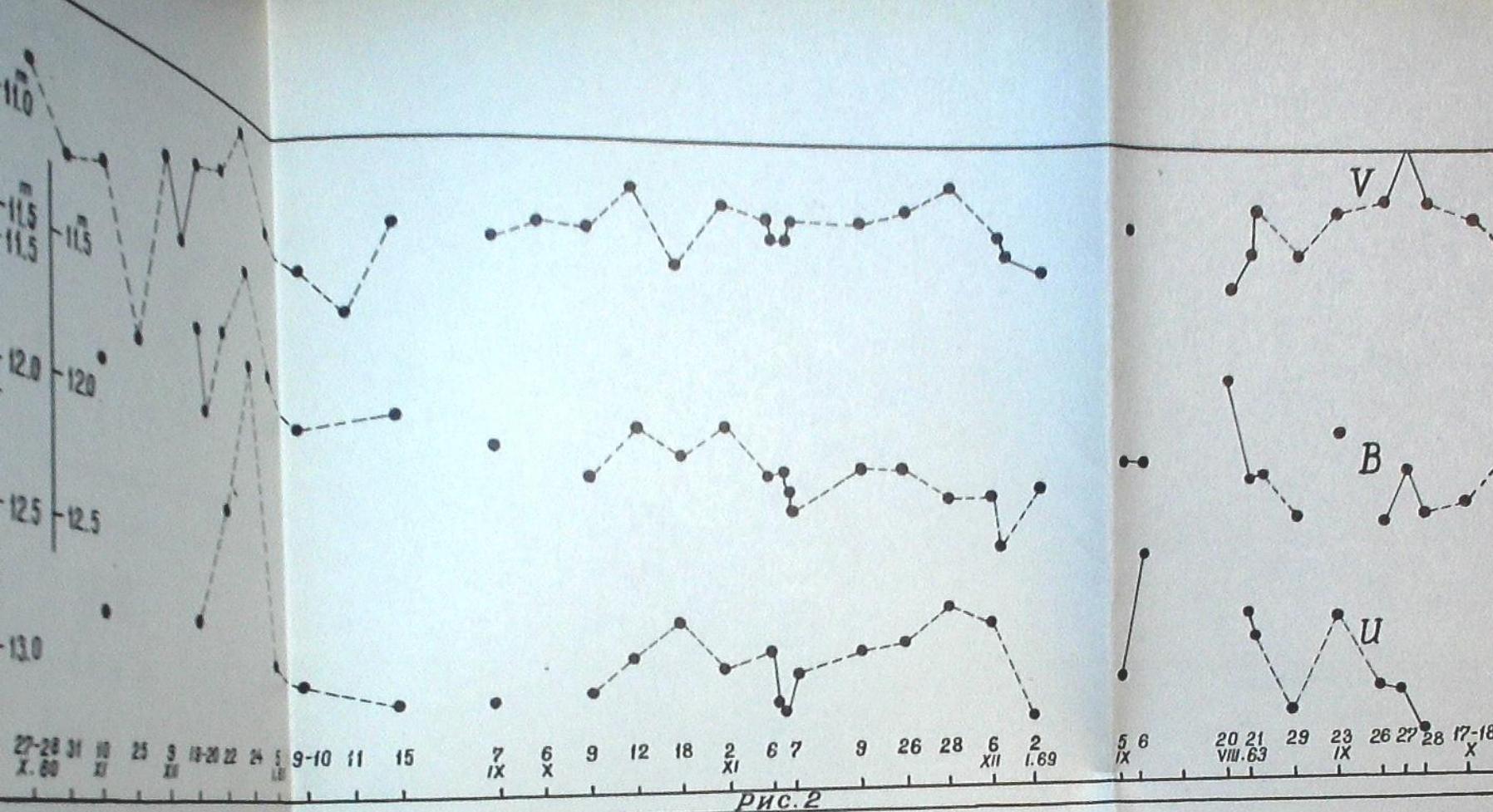
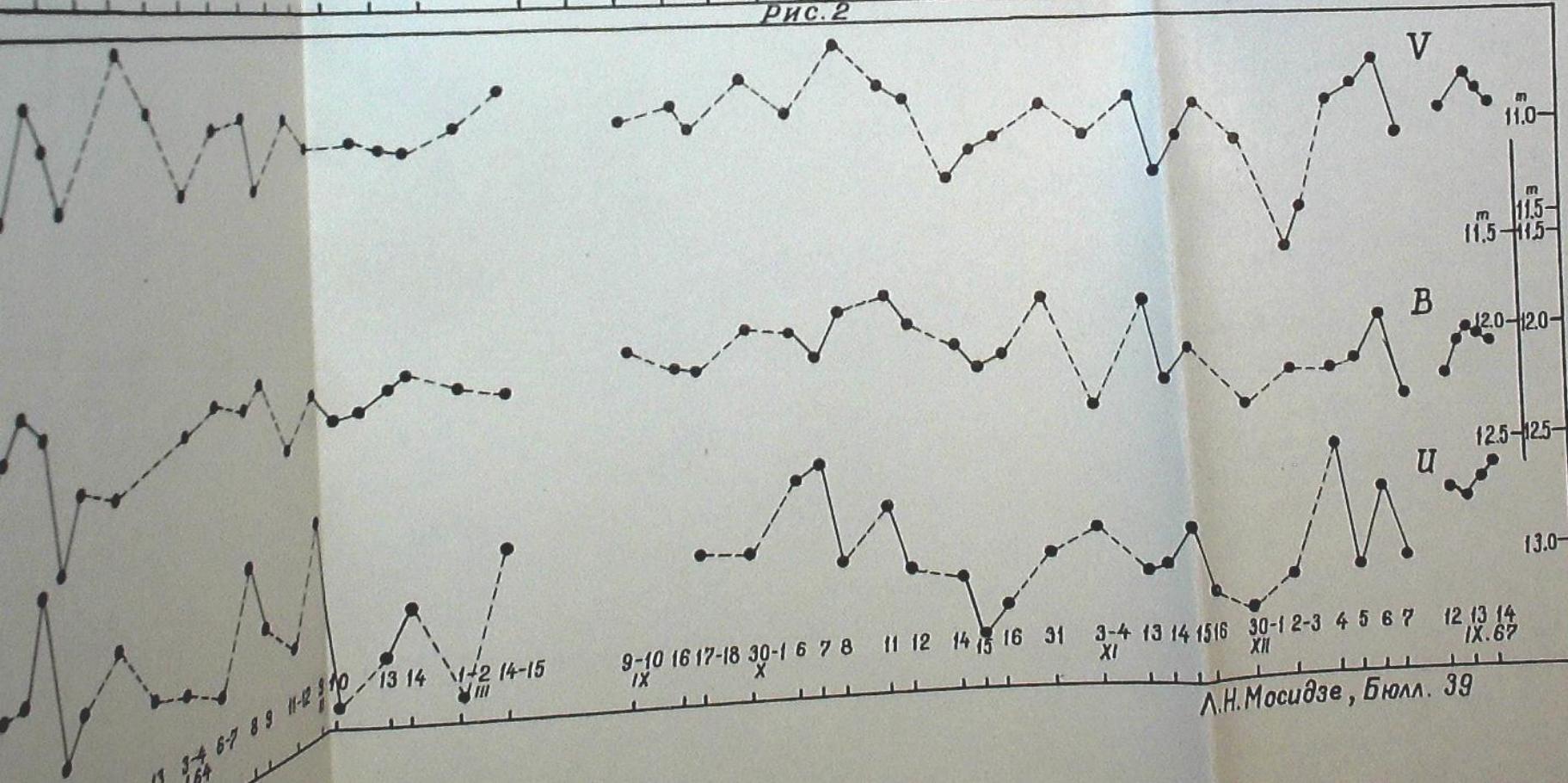


Рис. 2



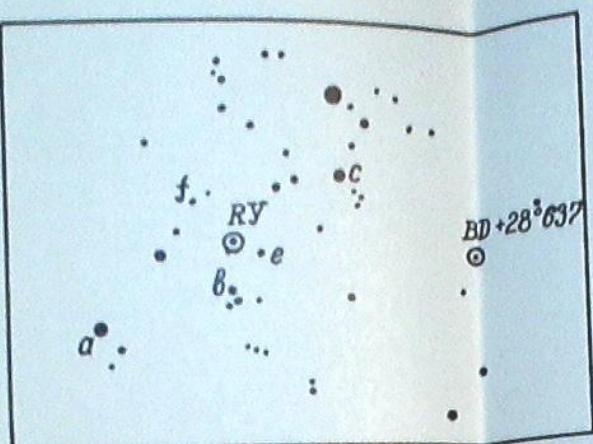


Рис. 1

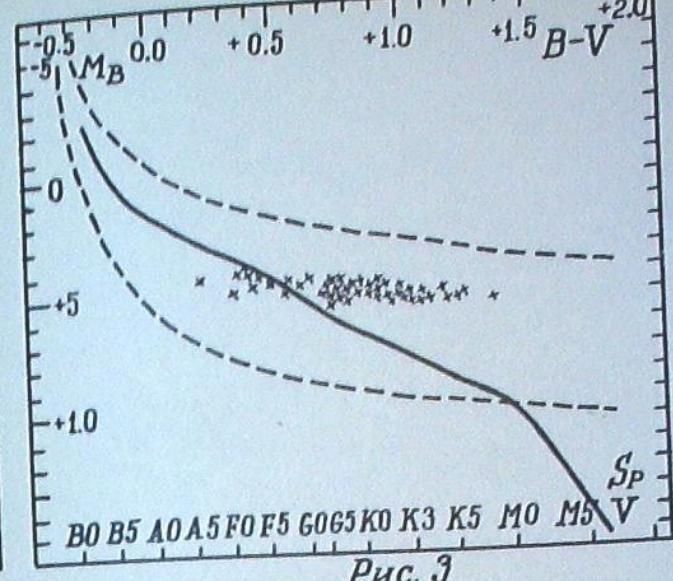


Рис. 3

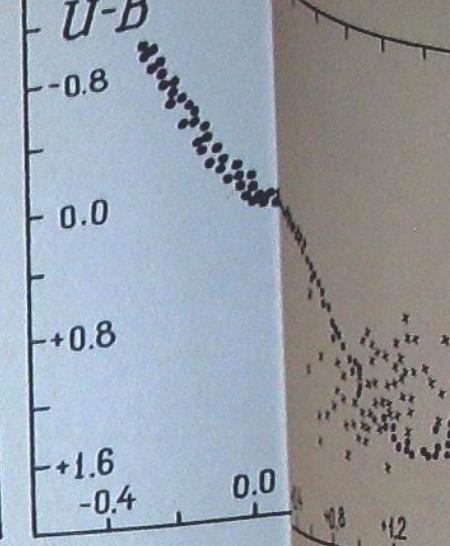


Рис. 4

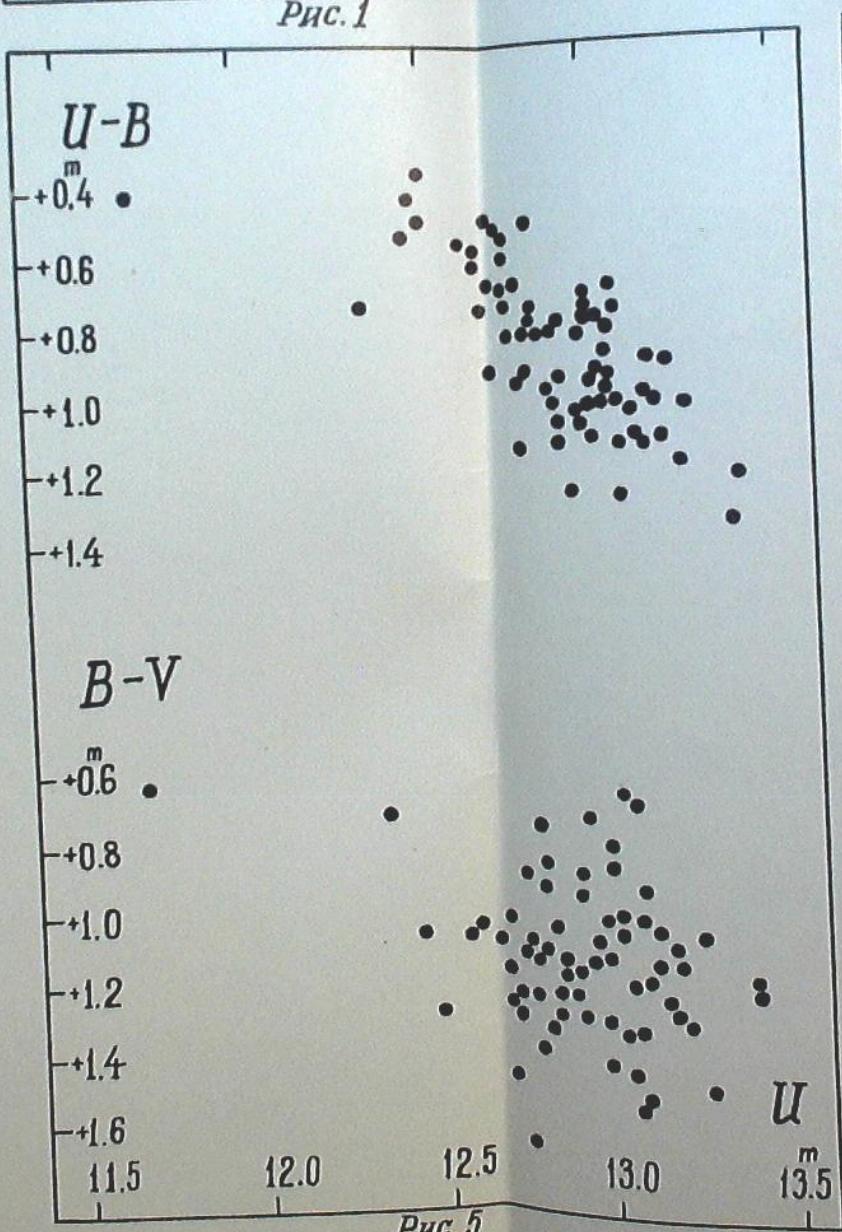


Рис. 5

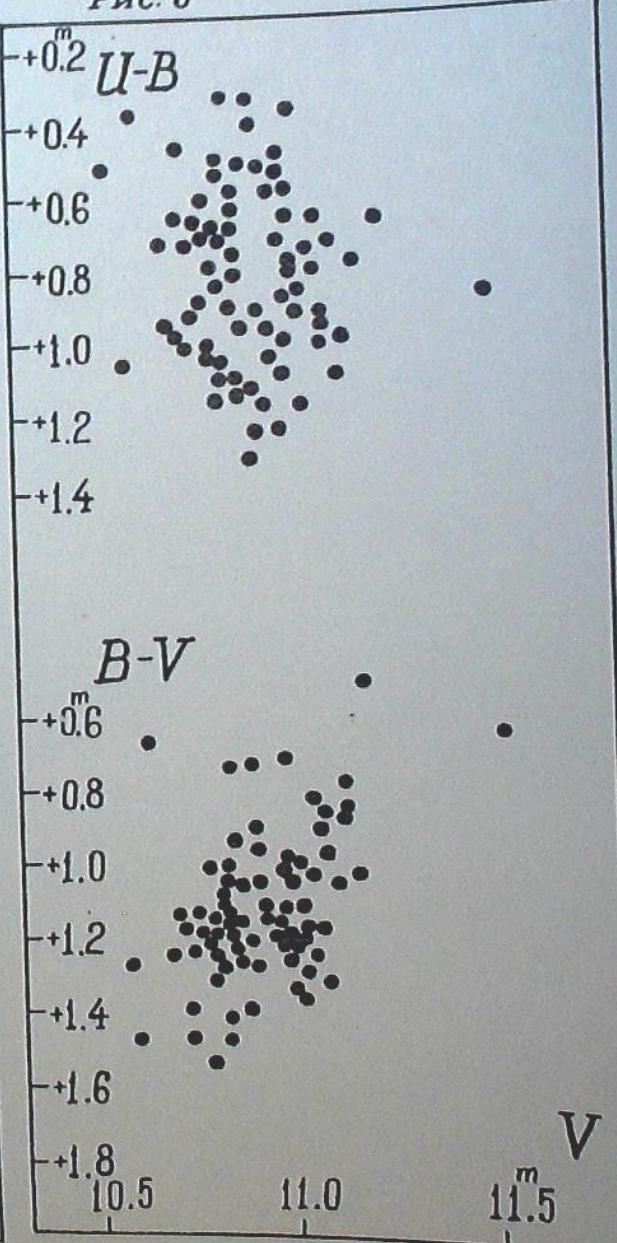


Рис. 6

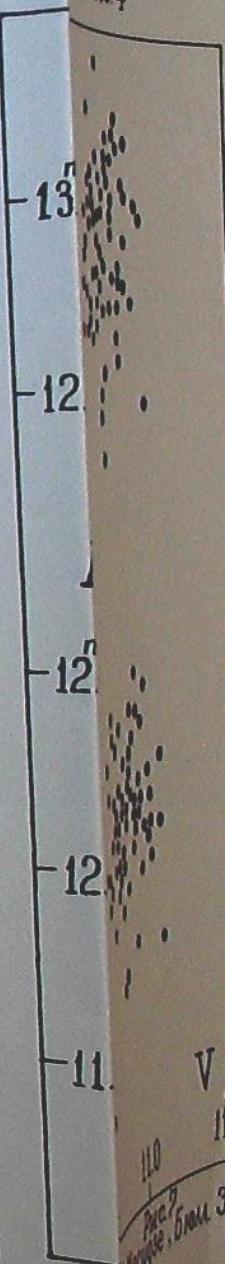
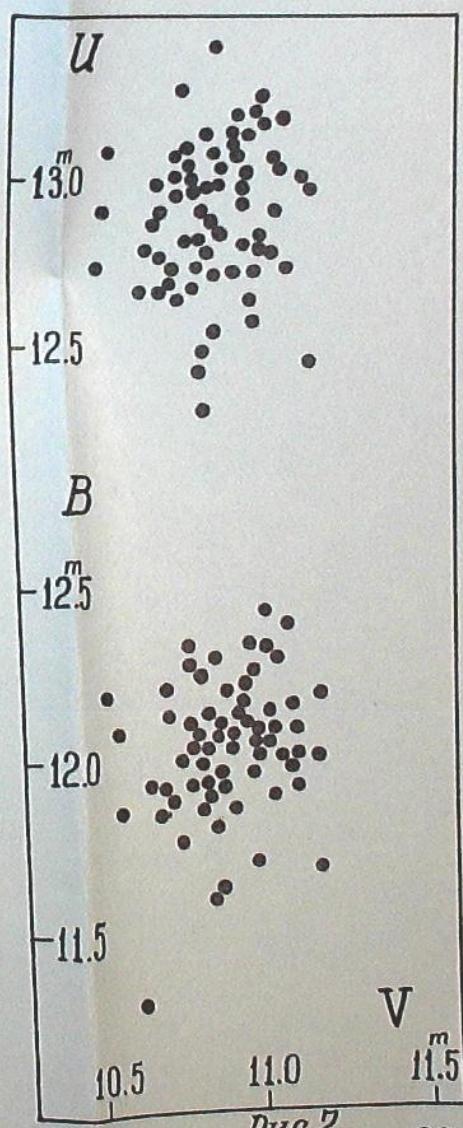
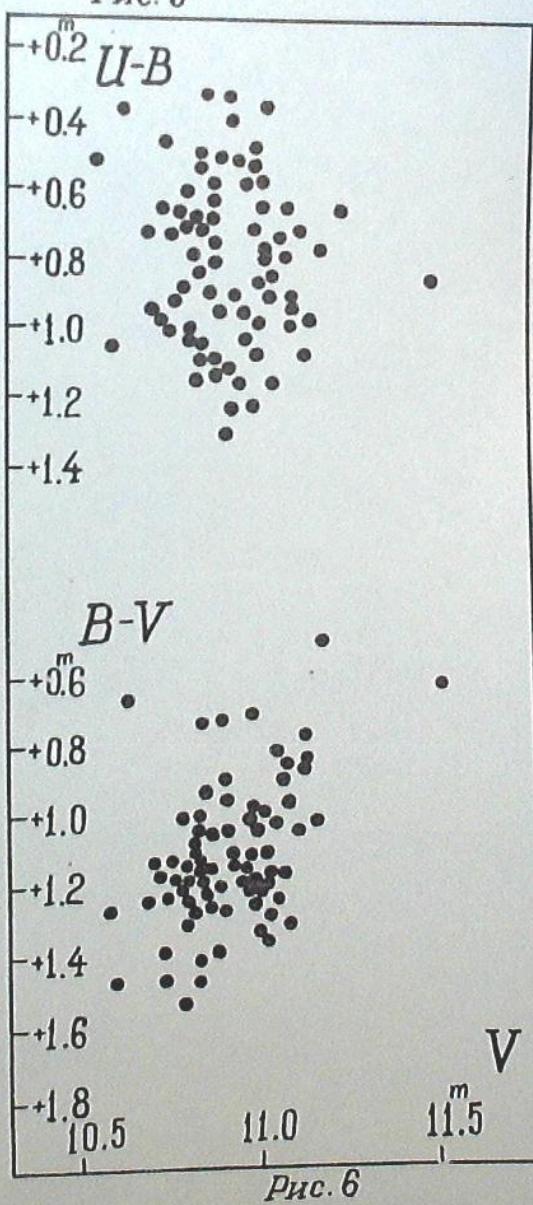
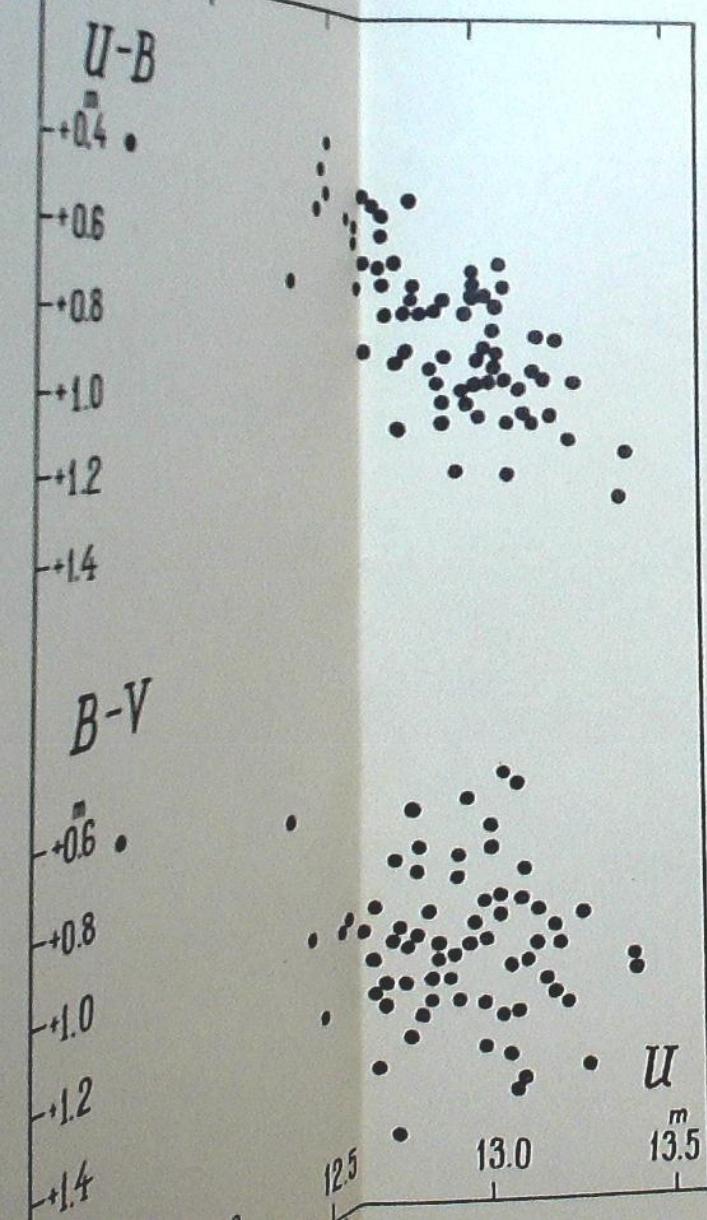
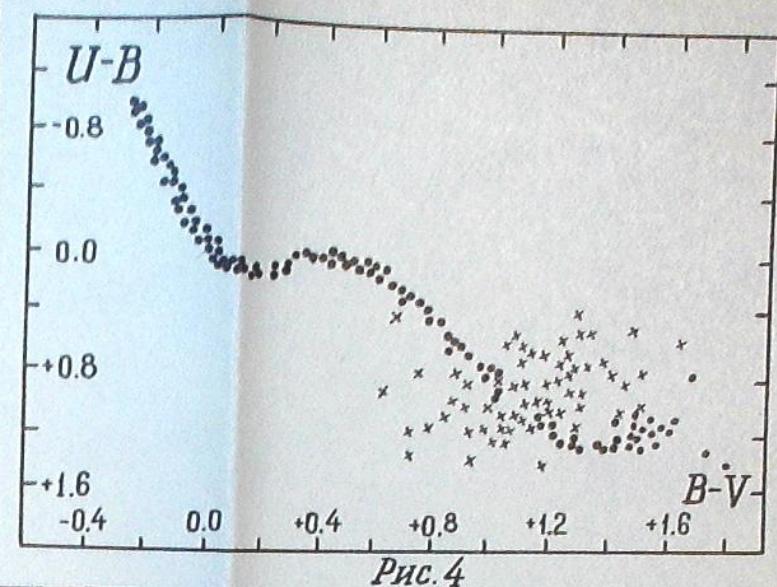
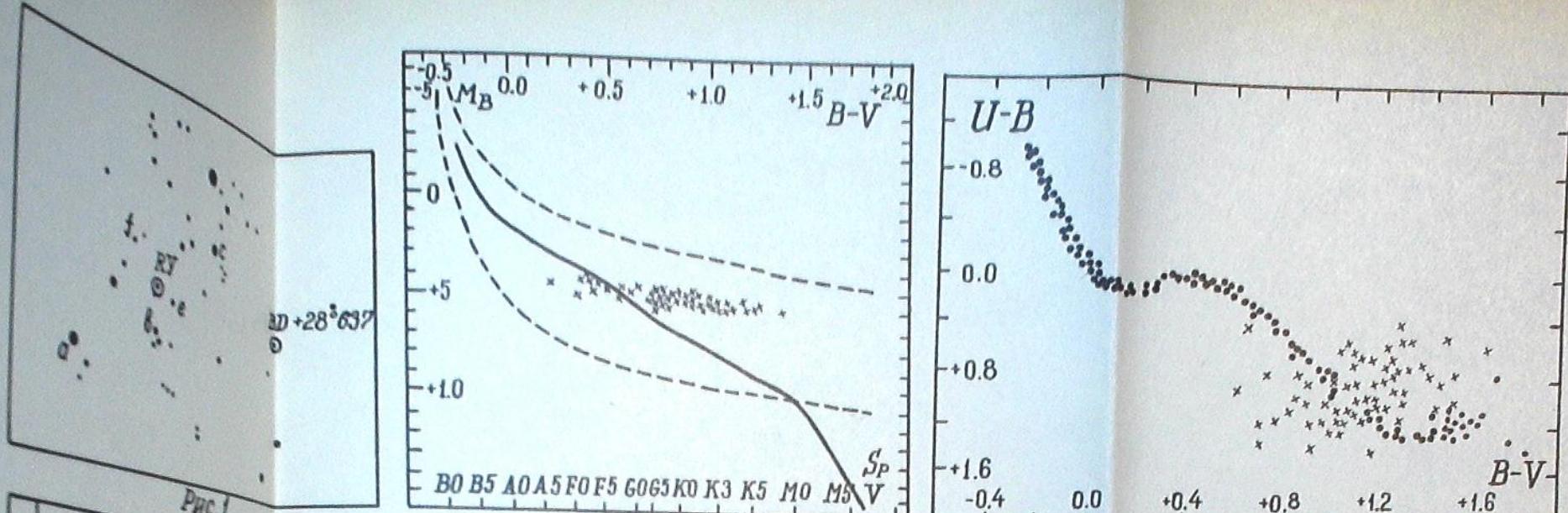


Рис. 7  
Магнитуда V



от +0.35 до +1.32, ( $B - V$ ) от +0.51 до +1.65. Среднее положение звезды на двухцветной диаграмме почти соответствует спектральному классу данной переменной (K5-K7), но верхние пределы показателей цвета — более ранним. Имея в виду, что наблюденные показатели цвета не исправлены за межзвездное поглощение света, которое в созвездии Тельца вообще довольно велико, а особенно заметно вокруг рассматриваемой звезды, можно сказать, что показатели цвета на самом деле соответствуют еще более ранним спектральным классам и, что в излучении звезды часто присутствует избыток коротковолновой составляющей.

Мы построили диаграммы зависимостей между  $U$ ,  $V$  и показателями цвета. На диаграмме ( $U, U - B$ ) (рис.5) замечается корреляция в том смысле, что при увеличении блеска звезды, усиливается коротковолновое излучение и наоборот. Наклон средней линии к оси абсцисс гораздо круче, чем этого можно было ждать по температурному излучению.

В зависимостях ( $V, U - B$ ) и ( $U, B - V$ ) корреляции не обнаруживаются, а в ( $V, B - V$ ) (рис.6) как будто имеет место корреляция, но обратная по отношению к ( $U, U - B$ ) и слабее выраженная.

Корреляция в зависимостях ( $V, B$ ) и ( $V, U$ ) не обнаруживается (рис.7). Как видно, дисперсия точек большая и выходит за пределы ошибок определения звездных величин. Это дает основание полагать, что картина реальна и, что увеличение блеска в одном цвете не всегда соответствует увеличению в других цветах.

Все вышеизложенное дает нам основание полагать, что звезда  $BD +28^{\circ}637$  является неправильной переменной типа RW Возничего. Наблюдения над звездой мы продолжаем в четырех цветах ( $U, B, V, R$ ).

Март, 1970.

ԱՅԱՀԱԳԻ ՅԱԺԿՅԸՆՑԻ ԲԴ 28°637 ԱՅԹԱՐՄԱՅՈ  
ԳՐԱՊՐՈՎՈՒՅՑ ԳՐԱՎՈՐԱԿՆ

Ծ. ԹԻՄՈՅԵ

(ՐԵՃՈՒՅՑ)

ԱՅԱՍՖՐԵՋՈՒՄ ԱՏՎՈՐՉՈՅՑԱԿԱՐՈՒՄ ՌԵՋԱՐԱՎԱՐՈՒՄ ԱՅԹԱՐՄԱՅՈ  
ՐԱՅ 1960-64 թթ ԹԻՄՈՅԵ ՍԱՅԴԵՐՄԱՅՈՒ ԳՐԱՎՈՐԱԿՆ ԲԱԿԱՆՎԵՐՈՒՄ ԽԱՎԱ-  
ՐՈՒՄ ԱՅԱՀԱԳԻ ՅԱԺԿՅԸՆՑԻ ԲԴ +28°637 ԱՅԹԱՐՄԱՅՈ  
ՐԱ ԱՅԱՀԱԳԻ ԵՎ ԱՅԱՀԱԳԻ ԲՈՒՐՅՈՒՄ ԱՅԹԱՐՄԱՅՈՒ ԱՅԹԱՐՄԱՅՈՒ

მიაუკვნება.

აგარეთ სიკაშაბის დაცულობის მიუღები სამიერ ფერში. თოთვე  
ფერი მახორებით 80 ლუკინგამ ძვალეს. ფერს მაჩვენებელის ავტორის  
ამჟავნები უფროისებრ სიტარების კარსკვლების გამოხსინებაში. აგარეთ  
ლომურებულები (U,V), (V,B), (U-B,U), (B-V,U), (U-B,V)  
და (B-V,V) (ნახ. 5, 6). პერსონულ-რესერის ღიაგრამაზე ვარსკვლევი  
T-ბორის ძიგნის ავასება (ნახ. 3). ორდერივან ღიაგრამაზე ყველ ინტე-  
ნიტუტ ლუკინგამს ვარსკვლევი მიაკარი მიმღევრობის ხაზზე მიჰყავს,  
ფერის ტალავერი ლუკინგამი მინიჭება მას (ნახ. 4). სიკაშაბის მიმღე-  
ვის (U,U-B) - ღიაგრამაზე ძიგნინება უფროისებრი სიტარის გრადუსის

### THREE-COLOUR PHOTOGRAPHIC PHOTOMETRY OF THE VARIABLE STAR BD+28°637

L.N.MOSIDZE

(Summary)

On the basis of three-colour photographic observational data obtained in 1960-64 the emission star BD+28°637 has been estimated to be a variable of the RW Aur type.

The light curves in three colours have been drawn (nearly 80 observations for each colour). The colour index variations indicate some ultraviolet excess of radiation to be present. The diagrams (U,V), (V,B), (U-B,U), (B-V,U), (U-B,V) and (B-V,V) have been drawn (fig.5,6,7). On the Hertzsprung-Russell diagram (fig.3) the star is situated inside the T-band. On the two-colour diagram all the individual observations bring the star to the main sequence line; although some of them noticeably depart from it on both sides (fig.4). The diagram (U,U-B) demonstrates some increase of ultraviolet excess while brightening of the star.

### Цитированная литература

1. Холопов П.Н. Перемен.зв. 1951, 8, № 2, 83.
2. Метревели М.Д. Астр.Цирк. 1966, № 352.
3. Мосидзе Л.Н. Блл.Абастум.астрофиз.обс. 1969, 37, 13.
4. Smak I. Aph.J. 1964, 139, № 4, 1095.

აგასმუხრე ჯურისის მიერვეობის ბლუსის № 39, 1970  
БОЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

### AN INVESTIGATION OF THE 3600 - 4000 Å REGION IN G5 - K5 STARS BY MEANS OF OBJECTIVE PRISM SPECTRA OF INTERMEDIATE DISPERSION

R.M.WEST (Copenhagen Observatory)

**A b s t r a c t .** An investigation of the 3600 - 4000 Å region in G and K stars (mainly giants) has been carried out by means of 194 objective prism spectra of dispersion 110 Å/mm at 3900 Å. Thirty-seven lines and bands in this spectral region were identified and their depths measured relative to two different straight-line continua. Ten additional points situated on peaks between the lines were also measured. Correlation coefficients between various spectral parameters (MK spectral class, (U-B), (B-V),  $M_V$ , C, C" and [Fe/H]) and the 1081 possible line depth ratios were computed. Then those line ratios that showed the largest correlations were selected. Finally, linear combinations of these line ratios from which the spectral parameters can be determined were established. This rather lengthy procedure implies that no major spectral criteriae could possibly be overlooked and that the adopted criteriae are really the best available for the present spectra.

The main result of the investigation is the establishment of a scheme for a quantitative spectral classification of the G5 - K5 stars at the present dispersion.

Especially, it is possible to determine the value of [Fe/H] for G8 - K3 giants with a mean error of 0.15.

For the spectral class and the luminosity, the optimal accuracy is found to be  $\pm 1$  subclass and  $\pm 1^m$ , respectively. The colour index (R - I), being an indicator of the effective temperature, can be determined with a mean error of  $\pm 0.045$ . No criteria for the MK spectral class and the luminosity have been found that are definitely better than those known in the blue spectral region. The possibility of determining [Fe/H] should therefore be the main reason for using the 3600 - 4000 Å region in classification work on G5 - K5 stars at this dispersion.

1. Introduction. The 4000 - 4800 Å spectral region has always been the most important in visual classification work on G and K stars by means of medium and low dispersion spectra (more than 100 Å/mm). However, several investigators have added useful classification criteria related to features in the spectral region shortward of 4000 Å.

After Lindblad's [1] discovery of the CN system with band head at 3883 Å as being a sensitive luminosity indicator, much attention was given to the ultraviolet cyanogen bands. For a survey of the classification work carried out at the Uppsala and Stockholm observatories until 1946, cf. Lindblad [2]. Westerlund [3] continued the Swedish investigations and added several other spectral criteria in the interval 3780 - 3900 Å.

The 3883 Å criterion was included in the Nassau - Seyfert classification scheme [4] on which McCuskey's work on stellar luminosities and space distributions is based [5]. Further criteria in the ultraviolet region were included in this scheme by Nassau and van Albada [6].

In his low dispersion investigations of stars in the North Galactic Pole region, Upgren [7] made use of several classification criteria down to 3550 Å.

Morgan [8] obtained integrated spectra of globular clusters and demonstrated that the ratio of the continuum intensities around 3889 Å correlated well with the metal abundances. Van den Bergh [9] made spectral scans of G dwarfs with a resolution of 20 Å and found that this ratio was also a very good metal abundance indicator for these stars. McCarthy et al. [10] obtained objective prism spectra of G dwarfs (54 Å/mm at 3900 Å) and confirmed the sensitivity of Morgan's criterion by visual inspection of microphotometer recordings. They also investigated some spectra of G8 giants, but they stated that the ultraviolet region did not reveal "any striking parameters although there is a possibility of meaningful differences in the features noted at 3780 and 3850 Å and in the spectral interval between the K-line and 3889 Å".

Walker [11] spectrophotometrically measured the 3883 Å bandhead relative to two neighbouring regions for G and K stars. He found a strong correlation with similar measurements of the 4215 Å cyanogen band [12] and noticed that the 3883 measurements showed a slight correlation with the weak-line and strong-line classes defined by Roman [13].

The present paper describes an investigation of the spectral region 3600 - 4000 Å of G5 - K5 stars by means of objective

prism spectra of intermediate dispersion (110 Å/mm at 3900 Å). As shown by van den Bergh and McCarthy et al. there are sensitive metal indicators in this region of the spectra of G dwarfs. Therefore, it might be advantageous to investigate the possibility of such indicators also for G and K giants which, contrary to the dwarfs, could be used in a future investigation of the distribution of the metal in the Galaxy. Reliable [Fe/H] values for the calibration of metal-content sensitive spectral criteria are now available for several late type giants. The three-dimensional classification of G and K giants by Gyldenkerne [14] and the extension of this work which is now under way at the Copenhagen Observatory also furnish an important calibration material.

In order to make the investigation of this spectral region more complete, it was decided to search not only for metallicity criteria, but also to include the two other fundamental parameters for stellar classification work, the spectral class and the luminosity. This search was carried out by means of an electronic computer and involved the computation of all ratios between the depths of easily observable lines in the 3600 - 4000 Å region. It is believed that no major spectral criteriae have escaped attention and, accordingly, that the search is complete for the spectral region and the spectral parameters.

The observations, the calibration of the plates and the recording of the spectra are described in Sections 2, 3 and 4. Since no tables of the features visible in spectra of late type stars in the 3600 - 4000 Å region at this dispersion are available, wavelengths have been determined and the features subsequently identified in Section 5. The measurements of the recordings and the search for line-depth ratios usable for classification purposes are discussed in Sections 6 and 7. In Section 8 a classification scheme is proposed for ultraviolet spectra at the present dispersion of G5 - K5 stars. Finally, the conclusions are given in Section 9.

2. The observations. 194 ultraviolet objective prism spectra of 118 late-type stars have been obtained during the 1966-67 season by means of the 70 cm Abastumani menisc telescope equipped with an 8° prism. The stars were of spectral classes G5 - K5, except for two G2 stars, one M0 star and one M2 star. 17 stars were of luminosity classes Ib or II, 81 stars of classes II - III, III or III - IV and 20 stars of classes IV or V.

The selection of program stars was made in order to have as many as possible with known values of the following parameters: (U-B), (B-V), (R-I),  $M_V$ , C, C" and [Fe/H]. C is a measure of the

metal content (Gyldenkerne, [14]).  $C''$ , a parameter similar to  $C'$ , has been calculated from new values of the spectral indices  $n$ ,  $k$  and  $m$  given by Dickow et al. [15]. The program stars are given in Table 1.

The values of the parameters in columns 3 - 10 of Table 1 were taken from the following sources:

MK - type:	Hoffleit [16]; Jaschek et al. [17];
(B-V), (U-B):	Johnson et al. [18]; Argue [19]; Argue [20];
(R - I):	Johnson et al. [18]; Argue [21];
$M_V$ :	Four stars had their (R-I) computed from Stebbins-Kron six-colour (R-I) <sub>6</sub> by means of $(R-I)_6 = 0.83 (R-I)_6 + 0.383$ ;
$C$ :	$M_V(\pi)$ from Jenkins [22] for dwarfs, else $M_V(K)$ from Wilson [23];
$C''$ :	Gyldenkerne [14];
Fe/H:	Computed as $C'' = n + 1.1k + 0.67m + \text{const.}$ , from Dickow et al. [15]; Helfer and Wallerstein [24];

In the two last columns are given the number of spectra at the plate numbers, referring to the plate library in Abastumani. Notice also the comments to Table 1.

For practical and economical reasons the brighter program stars were collected into groups of three, so that every group consisted of stars which were close in right ascension and of nearly the same U - magnitude in the standard UBV system. The spectra of the three stars were then obtained on the same plate. It was originally intended to observe two spectra of each star. The exposures were made as near as possible to the meridian on different nights. The succession of the observations of the three stars was reversed in the two exposures in order to minimize the effects of pre- and postexposure. A screening device, such as the one in use at Castel Gandolfo (cf. McCarthy et al., [10]), would have been advantageous, but was not accessible.

The spectra were obtained on Kodak IIa - O plated and covered the 3600 - 4900 Å region, but only the 3600 - 4000 Å region was exposed to normal density. The dispersion is given in Table 2. All spectra were widened to 0.3 mm. By means of two variable diaphragms in front of the objective prism, the exposure time was kept constant (5 min) for all stars brighter than  $M_V = 7.5$ .

Six plates, each with three exposed stellar spectra, and one exposed calibration plate (see Section 4) were developed simultaneously at 20°C in a Kodak D76 standard developer bath du-

ring 11 min. They were washed and fixed during 15 min in a standard fixing bath. Due to the minimal dust content of the air in Abastumani, the plates could be dried freely without any special precautions.

Only spectra of high and medium quality were used in this research.

3. The calibration. All plates IIa - O had the same emulsion number, but the calibration plate was always taken from the same box as the plates to be calibrated.

A few hours before development the calibration plate was exposed to a wide-band standard spectral lamp through a ISP-51 spectrograph. By inserting a thin foil stepfilter, nine spectra of the standard lamp with known intensity ratios were exposed on the calibration plate. Due to the small emission power of the standard lamp shortward of 4000 Å, the spectra covered only the region 4000 - 4900 Å (the upper limit is the plate limit). The precise wave-lengths in the spectra were found from a calibration made on the spectrograph. On every calibration plate two sets of spectra of different intensities were exposed with a common exposure time of 30 sec which was assumed to equal the effective exposure time at the telescope. The calibration plate was developed together with six spectral plates and hereafter a common calibration curve, determined from this calibration plate, was used for the six plates.

The calibration plate was scanned at a MF4 microphotometer in Abastumani. Scans were performed in a direction perpendicular to the spectral dispersion at 4050 Å and the density across the 18 spectra of the standard lamp were recorded. The final calibration curve for 4050 Å was obtained by displacing the two density curves along the log I - axis in a (log I, density) - diagram. The two curves could always be brought into good coincidence.

Since the standard lamp had only a small emission power below 4000 Å, calibration curves could not be established at shorter wave-lengths. Hereby a systematic effect could have been introduced. It can, however, be judged from Kodak diagrams (kindly made available by Mr. J. Rossen) that the change in the calibration curve will not be large when going from 4050 Å to, say, 3800 Å. Furthermore, by intercomparison of all calibration curves obtained at 4050 Å, only very slight differences have been noticed. It is therefore believed that the adopted procedure is safe and that only very small errors of differential nature have possibly entered at this point.

4. The recording of the spectra. The spectra were scanned at the MF4 microphtometer. The calibration curve was represented in an electronic device (cf. Kotlyar, [25]) and the spectra were recorded directly in intensity on a pen recorder. The scanning rate was 0.49 mm/min. For the interval 4050 - 3600 Å this makes a total of 20 min. for one spectrum, including the recording of zero current and plate background. The spectra were projected on a slit (0.3 mm) and magnified 21 $\times$ , so that the slitwidth was equal to 1.6 Å at 3900 Å. The galvanometer constant was 0.7 sec, corresponding to 0.63 Å at 3900 Å for this scanning rate.

5. Identification of the lines. Most of the spectra are overexposed above 4050 Å and underexposed below 3600 Å. Between these wave-lengths a great number of lines and bands are visible. Due to the lack of any table of spectral features in ultraviolet spectra of G and K stars at the present dispersion an identification was carried out in the following way.

Thirteen spectra of the highest quality of spectral classes G5 to K5 and luminosity classes Ib to V were picked out. All visible lines between 4000 Å and 3600 Å were measured with a micrometer at the Copenhagen Observatory. Starting with ten easily identifiable lines from 3968 Å to 3619 Å (marked by an "x" in Table 3), approximate wave-lengths were computed by means of a least-squares Hartmann-method for all lines. Thirty-seven lines were selected that were easily observable in all thirteen spectra. By further identification of some of the lines, the Hartmann constants could be improved and, finally, all 37 lines were identified. The accuracy of the wave-length determination depended somewhat on the width of the line but was close to  $\pm 0.4$  Å (m.e.). The identification was mainly based on Warner's [26] table for KO III stars. Checks were performed by means of the few other existing tables of ultraviolet lines in spectra of late-type stars (for reference, cf. Merrill, [27]). These tables as well as Warner's were all compiled at much higher dispersions (6 - 30 Å/mm at H<sub>r</sub>) than the present one (166 Å/mm at H<sub>r</sub>).

The thirty-seven lines are listed in Table 3 (lines nos. 6 - 42) and are shown by the vertical lines under the spectrum in Fig. 1. Many of them consist of several components. In Table 3 are only given those that are believed to be the most important. It was noticed that in some high-quality spectra certain lines were resolved in two or more components. Since this was not the

case for spectra that were of medium quality, these lines were considered as unresolved in all cases.

As mentioned in Section 1, the region 3900 - 3800 Å in the spectra of G dwarfs contains features that are sensitive to the metal content. In the present work - which is primarily an investigation of giants - it was considered of importance not only to measure the above mentioned thirty-seven lines but also to include several points on the peaks between the lines. Therefore a total of ten more points were added (cf. Table 3, lines nos. 43 - 52). They are shown by the vertical lines above the spectrum in Fig. 1. The lines were numbered from 6 and onwards for programming reasons.

6. Measurements of the line depths. The "continuum". Since a continuum in the physical sense of the word could certainly not be drawn, it was decided to place two quasi-continua in a consistent way. In what follows they are denoted by CONT I and CONT II (cf. Fig. 1).

CONT I was drawn as a straight line, connecting two points, one at 4020 Å and the other near 3680 Å. The position of the last mentioned point depended somewhat on the spectral type. It was chosen so that the straight line only touched the spectrum in the two defining points and was above the spectrum elsewhere. CONT II was drawn as a straight line from the peak between the H and K lines and intersecting CONT I in its lower defining point. In some spectra, the region above 4000 Å was overexposed and CONT I could not be drawn.

The measurements on the recordings of the depths at the forty-seven points were carried out for 151 spectra in case CONT I and for all recorded spectra in case CONT II. For the 151 spectra the line depths corresponding to CONT II were automatically transferred from CONT I by means of an electronic computer. In case of plate errors or difficulties in localizing the line bottom, the line was not measured. In some cases the bottoms of certain strong lines and of lines below 3650 Å were underexposed. These lines were also disregarded.

7. The establishment of spectral criteria. The following analysis, the purpose of which was to find usable criteris for the spectral parameters, was based on the line depths measured at the forty-seven

points shown in Fig. 1 and tabulated in Table 3.

The recorded spectra were divided into 18 groups; groups 1-9 corresponding to CONT I and groups 11 - 19 corresponding to CONT II. The number of spectra and the characteristics of each group are given in Table 4.

Correlation coefficients between the 1081 (= 47 x 23) possible line-depth ratios and various spectral parameters were computed by means of an IBM 7094 computer. The parameters were: MK spectral class<sup>(\*)</sup>, (B-V), (U-B), (R-I),  $M_V$ , C, C' and [Fe/H]. The crosses in Table 4 indicate for which parameters and groups these computations were carried out.

When the correlation coefficient between a spectral parameter and a given line ratio exceeded a certain numerical value a print-out was made of the numbers of the lines in the line ratio, the correlation coefficient, the number of spectra, the coefficients for the regression line, the standard deviation and some other constants. Then, among these line ratios, those that seemed most promising (the "best" ones) were handpicked according to the selection criteria given below.

Table 5 contains the two line-depth ratios assumed to be the best in each case. The columns of Table 5 are as follows:

- 1) the group number (cf. Table 4)
- 2) the number ( $n_1$ ) of spectra with observed (Table 1) values of the parameter in question
- 3) the two best line ratios (numbers referring to Table 3)
- 4) the numbers ( $n_2$ ) of spectra with observed values of the parameter and for which the lines in the line ratio were measured
- 5) the number ( $n_3$ ) of spectra for which the residual between the observed and computed value of the parameter exceeded twice the standard deviation around the regression line
- 6) the standard deviation  $\epsilon = (\sum (O - C)^2 / (n_2 - n_3 - 2))^{1/2}$ , where  $(O - C)$  means the observed minus the computed value of the parameter and the summation does not include those spectra for which the condition in column 5 is fulfilled.

<sup>(\*)</sup>The code is: G0 = 5.0, G5 = 5.5, K0 = 6.0, K5 = 6.5 and M0 = 6.6 etc.

Thus  $\epsilon$  is a measure of the external accuracy in the determination of the spectral parameters by means of the present method. The exclusion of a few, greatly deviating values is of importance when a preliminary analysis like this one is carried out by an automatic computer, so that the computed  $\epsilon$ 's are not seriously influenced by gross errors.

The criteria according to which the "best" line ratios were selected were:

- 1)  $\epsilon$  as small as possible.
- 2)  $n_2$  as large as possible, i.e. the lines entering the line ratio being measurable in as many spectra as possible
- 3)  $n_3$  as small as possible.

In some cases measuring errors were detected when a spectrum fulfilled the condition for exclusion. These errors were corrected and the computations repeated.

The computations so far involved only one line-ratio at a time. Since a combination of line ratios might yield better results, a further investigation was carried out for some of the spectral parameters. According to the above mentioned selection criteria the five to eight best line ratios were selected. With the GIER computer at the Copenhagen Observatory all possible linear combinations of these line ratios were investigated by means of a least-squares program. Again the best combination could be selected according to the following natural criteria:

- 1)  $\epsilon$  as small as possible
- 2) not more than two or three line ratios in the combination with due regard to the size of  $\epsilon$
- 3) the line ratios in the combination should be measured in as many spectra as possible, i.e. be generally easy to measure.

In Table 6 are given the "best" combinations. They are believed to represent the most usable criteria for the spectral parameters in connection with the spectra that are investigated here. The columns are:

- 1) The group number (cf. Table 4)
- 2) the number ( $n$ ) of spectra with known values of the spectral parameter and for which the lines in the combination were measured.
- 3) the linear combination of line ratios from which the spectral parameter is computed and the computed mean errors of the coefficients
- 4) the external mean error  $\epsilon_{ext} = (\sum (O - C)^2 / (n - m))^{1/2}$ , where  $m$  is the number of coefficients in the combination.

Here again (O-C) is the difference between the observed and the computed value of the parameter

- 5) the internal mean error  $\epsilon_{int} = (\Sigma v^2 / (n_{sp} - n_{st}))^{1/2}$ , where  $v$  is the deviation of a computed value from the mean value of a spectral parameter of a star. The summation is carried out over all spectra of stars with two or more spectra

- 6) the number ( $n_{st}$ ) of stars with two or more spectra

- 7) the total number ( $n_{sp}$ ) of these spectra.

It must here be recalled that  $\epsilon_{ext}$  in Table 6 includes all spectra, whereas some spectra for the above explained reason were excluded in the computation of  $\epsilon$  in Table 5.

For a given spectral parameter,  $\epsilon_{int}$  would be expected to be about the same for all groups. Although this is not the case - partly due to the statistically small values of  $n_{st}$  and  $n_{sp}$  (columns 6 and 7 in Table 6) - it is hereby possible to get a good idea of the internal accuracy of the observational material.

In what follows the results (cf. Table 6) for the various parameters is discussed.

#### M K spectral class.

The spectral class is a non-continuous spectral parameter with a class interval of 1 subclass, and the MK classes that have been used here are visually estimated by various authors. Therefore  $\epsilon_{ext}$  cannot possibly be much below 1 subclass. The value of  $\epsilon_{int}$  goes from 0.4 to 0.9 subclass. The obtainable internal accuracy with the present method is therefore probably somewhat higher than that of visual classification in the blue region, at least if the stars have been separated according to luminosity (groups 1, 2, 5, 11, 12 and 15), cf. Section 8.

The extremely metal-poor star HD 221170 (G2 according to Wallerstein and Helfer, [28]) apparently does not fit the scheme; according to the line ratio combination for group 19, the MK spectral classes for four spectra were found close to KO. It was therefore excluded when the external error was computed.

The results for the MK spectral class are shown in Figures 2a to 2h.

From figures 2d and 2h we notice that the class Ib stars fall somewhat off the main line. Principally, it is then not possible to determine the MK spectral classes for a star by means of the formulae for groups 9 and 19 unless it is known not to be a supergiant. However, it will later be shown that this

restriction does not present any real difficulties.

(U - B), (B - V) and (R - I).

(U-B), (B-V) and (R-I) were included in the present investigation as examples of continuous spectral parameters. The values of  $\epsilon$  for (U-B) and (B-V) in Table 5 were rather high and no further analysis was done on (U-B) and (B-V).

(R-I) looked more promising and improved combinations of line ratios were computed. From Table 6b it is seen that  $\epsilon_{ext}$  for groups 1, 2, 5, 11, 12 and 15 are between 0<sup>m</sup>032 and 0<sup>m</sup>049. The results are shown graphically in Figures 3a to 3f. Linear combinations were also computed for groups 9 and 19 but only giants and supergiants followed the regression line; the (R-I)<sub>AB</sub> for dwarfs computed by the formulae for groups 9 and 19 are systematically too high. Thus, (R-I) as a good indicator of the effective temperature (calibrated by Johnson, [29]), can be determined with a mean error of about  $\pm 0^m.045$  if the luminosity class is known. It should be noticed that the spread in the values of (R-I) for the dwarfs is not very large (cf. Figures 3c and 3f).

$M_V$ .

The reliability of  $M_V(K)$  has been questioned by Hodge and Wallerstein [30], Wallerstein [31] and the present author (West, [32]). It seems as if the calibration for the giants could be in error by a few tenths of a magnitude. However, the use of  $M_V(K)$  as a luminosity indicator is justified here, first because it is the only quantitative parameter known for the late-type giants, and second because the eventual systematic errors are much less than the obtained mean error ( $\sim 1^m$ ).

Some difficulties were encountered during the  $M_V$  calibration. First, computations were carried out including stars of luminosity classes I and II. But it did not seem possible to distinguish between the supergiants and the giants, since all combinations of line ratios that separated dwarfs and giants were strongly curved towards higher luminosities and almost invariably placed all supergiants around  $M_V = \bar{V}1^m$ . It might have been possible to solve this problem by the inclusion of quadratic terms in the line-ratio combinations, but this was considered to be too large an extension of the analysis at this stage. It was therefore decided to investigate the dwarfs and giants only.

The optimal values of  $\epsilon_{ext}$  ranged from 0<sup>m</sup>52 for group 6 to 1<sup>m</sup>29 for group 7. Groups 9 and 19 showed very large values

of  $\epsilon$  in Table 5, and no further analysis was performed. The values of  $\epsilon_{int}$  for groups 6 and 16 are exceptionally low and can not be considered real. A possible explanation is the distribution of  $M_V$  values in these groups. From the other groups we get a more reasonable value range of 0.7 to 0.9. With the values of

$\epsilon_{ext}$  and the commonly accepted mean error of a  $M_V(K)$  value,  $\pm 0.3$ , there is still some cosmical scatter left. Probably the true value of  $\epsilon_{int}$  is about 0.9. The results for groups 6, 7, 16, 17 and 18 are shown in Figs. 4a to 4f.

Although supergiants cannot be separated by the present line-ratio technique, it is easy to do this by visual inspection. For supergiants the break around 4000 Å is much greater than for normal giants, cf. Figure 5. By means of this criterion it is possible to pick out supergiants in advance of an analysis.

#### C and C'.

Basically, C and C' are measures of the metal content, although a recent investigation (Rasmussen, [33]) has revealed that they are somewhat influenced by other parameters. The observed interval for C' extends from 1.200 to 1.500 which is about three times the interval of C (0.330 - 0.420). The values of  $\epsilon_{ext}(C)$  and  $\epsilon_{ext}(C')$  are in about the same ratio, indicating that no further gain in accuracy is obtained when changing from C to C' as calibrating parameter.

The results for C and C' are given in Figures 6a to 6d.

#### [Fe/H].

When the observational program was compiled in the spring of 1966, spectroscopically well determined values of [Fe/H] had only been published for a few late-type giants. Therefore the basis for the calibration is not very extensive. Two stars, HD 168322 and HD 219615, had [Fe/H] values from Greenstein and Keenan [34]. These values were corrected with -0.5, according to investigation of Gyldenkerne (unpublished). Two K3 stars with known [Fe/H] values were included into group 3 and 13 in this calibration.

The results for [Fe/H] are given in Figures 7a and 7b.

Since the original basis for [Fe/H] was rather small, a further check of the reliability was desirable. A comparison has therefore been carried out between  $[Fe/H]_{AB}$ , determined by some of the present line ratios and  $[Fe/H]_{pe}$ , computed by Rasmussen [33] from the g and m indices in the catalogue by Dickow et al. [15].

In Table 7 are shown the linear expressions by which  $[Fe/H]_{AB}$  was computed, the number (n) of spectra for which  $[Fe/H]_{pe}$  was known and the standard deviation for  $([Fe/H]_{pe} - [Fe/H]_{AB})$ . See also Figs. 8a and 8b.

It is found that the standard deviation is about the same as the stated mean error of a high dispersion [Fe/H] value  $\pm 0.15$ .

The calibration of the  $[Fe/H]_{pe}$  has been carried out on the basis of a material of 24 highly selected stars with high dispersion values of [Fe/H]. The linear combination of g and m by which  $[Fe/H]_{pe}$  is computed does not depend on the (R-I) and  $M_V$  values and is therefore a pure measure of the metal content. The very good agreement between  $[Fe/H]_{pe}$  and  $[Fe/H]_{AB}$  that is demonstrated in figs. 8a and 8b strongly supports the conclusion that the metal content of G8 - K3 giants can be determined by means of the present objective prism spectra.

If the standard deviation shown in Table 7 fully belongs to our  $[Fe/H]_{AB}$  values, then a classification of G8 - K3 giants into at least three [Fe/H] classes for stars in the interval  $0 > [Fe/H] > -1.0$  is possible by the line-ratio method.

8. The determination of spectral parameters. It is suggested that a determination of the MK spectral class,  $M_V$ , [Fe/H] and (R-I) of a G5 - K5 star by means of spectra taken under the same conditions as the present ones is carried out in the following way:

Given a recorded spectrum (ordinate: log I). By visual inspection make sure it is in the range G5 - K5. Place CONT I (or CONT II). If it is not a supergiant (according to the break at 4000 Å cf. Fig. 5) then find the MK spectral class from the formula for group 9 (19). Depending upon the MK class, find  $M_V$  from the formulae for groups 6, 7 or 8 (16, 17 or 18). Find the improved spectral class from the formulae for group 1 (if it was a supergiant), 2 or 5 (11, 12 or 15). If the star is a giant in the range G8 - K3, then [Fe/H] can be determined from the formula for group 3 (or 13). Finally, (R-I) can be determined from the formulae for groups 1, 2 or 5 (11, 12 or 15). The effective temperature is then found from Johnson's [29] calibration.

9. Conclusions. An investigation of the 3600 - 4000 Å region in the spectra of G8 - K3 stars and a search for features sensitive to various spectral parameters have been carried out by means of spectra of dispersion 110 Å/mm at 3900 Å. The apparent optimal classification scheme for this re-

gion is given in Section 8. It is now valuable to compare the results with those already known for the blue region.

In the present classification scheme the obtainable accuracy in the MK spectral class and  $M_V$  is about  $\pm 1$  subclass and  $\pm 1^m$ , respectively. It is nearly the same for CONT I and CONT II, indicating that no serious losses in accuracy are encountered when drawing a straight-line continuum in different ways.

It is concluded that there does not seem to exist any criteria for the spectral class and the luminosity in the 3600 - 4000 Å region definitely better than those already known in the blue region above 4000 Å.

An important result of this investigation is the possibility of determining the value of [Fe/H] for G8 - K3 giants with a mean error of  $\pm 0.15$ . This accuracy corresponds to a class-division into three or four metal-content classes in the interval  $0 > [\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$ . In this work the limiting U-magnitude is close to  $11^m.2$ . For a KO III star with  $M_V = +1^m$  and  $(U-V) = 1^m.93$  (according to Johnson, [29]) this corresponds to a limiting distance of 460 pc. A large-scale investigation of the distribution of the metal content of late-type giant stars would therefore be possible on the basis of the present result.

**Acknowledgements.** The observations and the preliminary reductions were made at the Astrophysical Observatory of the Georgian Academy of Sciences in Abastumani during my stay from August 1966 to February 1967. The rest of the work was done at the Copenhagen Observatory.

This project could not have been carried through without the support of the following people and institutions to whom I hereby express my sincere gratitude.

Professor A. Reiz of the Copenhagen Observatory took the initiative for my stay in Abastumani which was made according to the exchange program between Denmark and the Soviet Union with the permission of the Copenhagen University and the Soviet and grant from "Observator Julie M. Vinter Hansens Rejselegat". In fruitful discussions and continuous encouragement. Drs. R.A. Bar-taya and M.A. Shiukashvili and other members of the staff helped me with many practical advices during the observations. In Copenhagen Mr. P. Kjaergaard Rasmussen furnished me with [Fe/H] values in advance of publication. Finally, I had some interesting discussions with dr. K. Gyldenkerne.

Some of the computations were done at the GIER computer at the Copenhagen Observatory which had been made available by the Carlsberg Foundation. The correlation coefficients were computed on the IBM 7094 computer at the Northern Europe University Computing Center at the Technical University in Copenhagen.

August, 1969.

G5 - K5 ვარსკელვაზ სპეციალური უბნის 3600-4000 Å  
ასოციაციას იმპერიალისტური კომიტეტი მიმღები  
ერთადის სპეციალური მუზეუმი

რეპრ. მ. ჯონსონ (კოვენტაციის თასურულობის)  
(რებიუმი)

G5-K5 ვარსკელვაზის, 118 სტანდარტი ვარსკელვის გამოყენებით (ცხრ. 1), არასრულის იძენერალის 70-სმ მენისკურ ცისტავში 82 1966-67 წ. ჩ. ტ-ლინი ობიექტივნის არიზმით მიღებური სპეციალურის საფუძვლები, ახლ უღრისის დრო უბანში 3600-4000 Å / ერთადის 110A/მმ 3900 Å-თან/, განხორციელდებოდა ორგანიზმილებული რაოდენობითი კლ-სიფიკაცია /MK-ს 3. კლსი;  $M_V$ , მეტალურისტის ვარსმეტრის [Fe/H] გადასრულნებით. გამოკვლეული აგრძელებული ვარსმეტრების U-B, B-V, R-I, C, C" განსაზღვრის შესაძლებლობანი.

შერჩეული სა გაზივებულის 37 სპეციალური ხაზი სა გამატებით -10 პიკი მათ შორის /ნახ. 1, ცხრ. 3/. გამოსაცვლილი ვარსკელვები ღა-გუდებული სპეციალური კლსისა სა აღსოლუტური სიიდის მიხევვო- /ცხრ. 4/. ცალკეული აგრძელისაფვის, გამოსაცვლილი მარტინის გამოყენებით, გარამინაციული დველ შესაძლო ვარსანტი სპეციალური ხაზების ინ- დო, გარამინაციული დველ შესაძლო ვარსანტი სპეციალური ხაზების ინ- დონის გვივილებასთა /ხაზთა სიღრმების/ ისეთი დარღობებისა, რომელიც კონტ- ლუციაშის ამა თუ იმ საძირებელ ვარსმეტრებან. ამგვარი მოძებნილი კრი- სტრუმეტისა /ცხრ. 5/ შერჩეული საუკუთხესობი /ცხრ. 6/ სამორონ სა- რეზუტითი მრავების ასაგებარ /ნახ. 2, 3, 4, 6, 7/.

სპეციალური უბანი 3600-4000 Å სავსებით გამოსაცვლებული აო- მოჩხა გემოზჩამოთვილი ვარსმეტრია განსაზღვრულა, ორონტ, U-B, B-V, პარსმეტრების გამორიცხვით. სპეციალური კლსისა სა აღსოლუტური სიიდი- რის კრიფთიკუმბი ფოთოგრაფიულ უბანსა შესაძლებლობით სუსტა. მეტალური- ბის ვარსმეტრი [Fe/H], რომლის განსაზღვრის შესაძლებლობის ღამებან აო- ბული უბნის გამოკვლეულის ძირითად მიზანს შეაჩენს, საკმარი კარგად განისაზღვრება.

ИССЛЕДОВАНИЕ СПЕКТРА ЗВЕЗД G5-K5 В УЧАСТКЕ  
3600-4000 Å С ПОМОЩЬЮ СПЕКТРОВ УМЕРЕННОЙ ДИСПЕРСИИ,  
ПОЛУЧЕННЫХ С ПРЕДОБЪЕКТИВНОЙ ПРИЗМОЙ

РИХАРД М. ВЕСТ (Копенгагенская обсерватория)  
(Резюме)

Выполнена двумерная количественная спектральная классификация (MK-сп.класс;  $M_V$ ) звезд типа G5-K5 в участке 3600-4000 Å, с учетом параметра металличности [Fe/H]. Материалом послужили снимки, полученные в Абастумани на 70-см менисковом телескопе, снабженном 8°-ой предобъективной призмой (дисперсия 110 Å/мм около 3900 Å). При этом использовано 118 стандартных звезд (табл. I). Исследованы также возможности определения параметров U-B, B-V, R-I, C, C".

Выделены и отождествлены спектральные линии в количестве 37 и, дополнительно, 10 пиков между ними (рис. I, табл. 3). Исследуемые звезды сгруппированы по спектральным классам и абсолютным величинам (табл. 4). Для отдельных групп, с применением вычислительной машины, рассмотрены все возможные варианты таких отношений интенсивностей спектральных линий (глубин линий), которые находятся в корреляции с теми или иными искомыми параметрами. Среди критериев, найденных таким способом (табл. 5), избранный наилучший (табл. 6) для построения окончательных редукционных кривых (рис. 2, 3, 4, 6, 7).

Спектральный участок 3600-4000 Å оказался вполне применим для определения перечисленных выше параметров, исключая, однако, U-B и B-V. Критерий спектрального класса и абсолютной величины относительно слабы по сравнению с фотографическим участком. Параметр металличности [Fe/H], выяснение возможности определения которого составило основную цель исследования данного участка, определяется достаточно хорошо.

References

1. Lindblad B. Ap.J. 1922, 55, 85.
2. Lindblad B. Ap.J. 1946, 104, 325.
3. Westerlund B. Uppsala Astron.Obs. Annaler 1953, 2, No.8.
4. Nassau J.J. and Seyfert C.K. Ap.J. 1946, 103, 117.
5. McCuskey S.W. and Seyfert C.K. Ap.J. 1947, 106, 1.
6. Nassau J.J. and van Albada G.B. Ap.J. 1947, 106, 20.
7. Upgren A.R. Astron.J. 1962, 67, 37.
8. Morgan W.W. Astron.J. 1959, 64, 432.
9. van den Bergh S. Astron.J. 1963, 68, 413.
10. McCarthy M.F.s.j., Treanor P.J.s.j. and Bertiau F.C.s.j. JAU Symposium 1966, No.24, 59.
11. Walker G.A.H. Observatory, 1960, 80, 233.
12. Griffin R.P. and Redman R.O. Monthly Not. 1960, 120, 287.
13. Roman N.G. Ap.J. 1952, 116, 122.
14. Gyldenkerne K. Publ. og mindre Medd. fra Københavns Observatorium No. 178, 1964.
15. Dickow P. et al. Photoelectric Photometry for 1160 Late Type Stars (to be published in Astron. and Astrophys. Suppl. Series), 1969.
16. Hoffleit D. Catalogue of Bright Stars, 3. Ed., Yale, 1964.
17. Jaschek C., Conde H. and de Sierra A.C. Catalogue of stellar spectra classified in the Morgan-Keenan system, La Plata, 1964.
18. Johnson H.L., Mitchell R.I., Iriarte B. and Wisniewski W.Z. Comm. of Lunar and Planetary Lab. No. 63, 1966.
19. Argue A.N. Monthly Not. 1963, 125, 557.
20. Argue A.N. Monthly Not. 1966, 133, 475.
21. Argue A.N. Monthly Not. 1967, 135, 23.
22. Jenkins L.F. General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes (and supplement), Yale, 1952.
23. Wilson O.C. Personal communication to dr.K.Gyldenkerne, 1967.
24. Helfer H.L. and Wallerstein G. Ap.J. Supp. 1968, No. 141.
25. Kotlyar L.M. Astron.Zh. 1960, 37, 888.
26. Warner B. Comm. London Univ. Obs. 1963, No.59.
27. Merrill P.W. Carnegie Institute Publ. 1958, No.610.
28. Wallerstein G. and Helfer H.L. Astron.J. 1966, 71, 351.
29. Johnson H.L. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Vol. 4, 193.
30. Hodge P. and Wallerstein G. P.A.S.P. 1966, 78, 411.
31. Wallerstein G. P.A.S.P. 1967, 79, 317.
32. West R.M. Astron. and Astrophys. 1969, September.
33. Rasmussen P.K. Thesis, Copenhagen University Observatory, 1969.
34. Greenstein J.L. and Keenan P.C. Ap.J. 1958, 127, 172.
35. Eggen O.J. Astron.J. 1955, 60, 65.
36. Johnson H.L. and Knuckles C.F. Ap.J. 1957, 126, 113.
37. Stebbins J. and Whitford A. Ap.J. 1945, 102, 318.

Table 1

HR	HD	MK	(B-V)	(U-B)	(R-I)	$\mu_V$	$C^H$	[Fe/H]	No. of spectra	Plates	
8	166	K0 V	+0.76	+0.35	-	-	+1.350	-	2	5796, 5888	
37	787	K5 III	+1.46	+1.63	-	-	-	-	1	5795	
152	3346	K5 III	+1.60	+1.97	+0.950	-	-	-	2	5794, 5857	
163	3546	G8 III	+0.87	+0.47	+0.191	+0.346	+1.238	-0.75	3	5778, 5887, 5908	
165	3627	K3 III	+1.28	+1.48	+0.645	-	-	-	2	5907, 6051	
166	3651	K0 V	+0.85	+0.58	+0.390	+0.379	+1.298	-	2	5796, 5888	
167	3690	K0 III-III	+1.07	-	-	-	-	-	1	5796	
168	3712	K0 III-III	+1.17	+1.12	+0.586	+0.400	+1.450	-	1	5843	
175	3817	G8 III	+0.89	+0.60	+0.460	+0.379	+1.342	-	2	5780, 5889	
222	4628	K2 V	+0.88	+0.58	+0.477	-	+1.209	-	2	5796, 5888	
224	4656	K5 III	+1.51	+1.86	+0.849	-	-	-	2	5795, 5858	
253	5234	K2 III	+1.22	+1.26	+0.610	+0.389	+1.325	-	4	5778, 5778, 5887	
265	5395	G8 IIII-IV	+0.96	+0.69	+0.513	+0.341	+1.254	-	5	5778, 5887, 5887	
267	5437	K4 III	+1.52	-	-	-	-	-	3	5794, 5857, 5888	
279	5722	G7 III	-	-	-	-	-	-	2	5794, 5857	
294	6186	K0 III	+0.95	+0.71	+0.515	+0.344	+1.282	-	2	5780, 5889	
321	6582	G5 V	+0.69	+0.09	+0.414	-	-	-	1	5890	
434	9138	K4 III	+1.38	+1.53	+0.753	-	-	-	1	5858	
489	10580	K3 III	+1.36	+1.55	+0.716	-	-	-	1	5890	
493	10476	K1 V	+0.84	+0.49	+0.431	+0.359	+1.248	-	1	5890	
511	10780	K0 V	+0.80	+0.40	+0.399	+0.400	+1.282	-	1	5890	
552	11624	K0 III	-	-	-	-	-	-	1	5890	
556	11727	M0 III	-	-	-	-	-	-	1	5911	
617	12929	K2 III	+1.15	+1.13	+0.605	+0.359	+1.323	-	1	5911	
649	13611	G8 II	+0.89	+0.60	+0.472	+0.372	+1.372	-	2	6054	
824	17361	K1 III	+1.11	+1.07	+0.568	-	+0.372	+1.372	-	1	5859
834	17506	K3 Ib	+1.69	+1.92	+0.890	-	-	-	1	5859	
857	17925	K0 V	+0.87	+0.56	+0.450	-	+1.294	-	2	5860, 5891	
882	18449	K2 III	+1.24	+1.29	+0.638	+0.374	+1.310	-	1	5861	
949	19735	K5 III	+1.44	+1.67	-	-	-	-	1	5860	
951	19787	K2 III	+1.03	+0.88	+0.520	+0.391	+1.380	-	1	5892	
/	996	20630	G5 V	+0.68	+0.19	+0.356	-	-	-	1	5892
999	20644	K4 III	+1.56	+1.82	+0.880	-	-	-	1	5861	
1277	25975	K1 III	+0.94	+0.72	-	-	-	-	1	5860	
1327	27022	G5 III	+0.81	+0.48	+0.424	-	-	-	1	5892	
1452	29065	K4 III-III	+1.46	+1.70	-	-	-	-	1	5861	
1457	29139	K5 III	+1.54	+1.92	+0.940	-	-	-	2	6065, 6065	
1577	31398	K3 II	+1.53	+1.78	+0.820	-	-	-	1	6054	
1580	31421	K2 III	+1.16	+1.12	+0.630	+0.323	+1.294	-	1	5894	
1907	37160	G8 III	+0.95	+0.64	+0.540	+0.346	+1.234	-0.75	1	5894	
1963	37984	K1 III	+1.17	+1.07	+0.621	+0.340	+1.267	-	1	5895	
1995	38656	G8 III	+0.94	+0.69	+0.490	+0.398	+1.315	-	1	5894	
2002	38751	G8 III	+1.01	+0.82	+0.557	-	+1.476	-0.11	1	5895	
2012	39003	K0 III	+1.13	+1.08	+0.567	+0.392	+1.413	-	1	5894	
2037	39400	K2 II	+1.38	+1.47	-	-	+1.380	-	1	5895	
2077	40035	K0 III	+0.99	+0.91	+0.482	+0.367	+1.331	-	1	6041	
2219	43039	G8 III	+1.01	+0.81	+0.539	+0.334	+1.280	-0.42	1	6041	
2473	48329	G8 Ib	+1.40	+1.47	+0.610	+0.425	+1.486	-	1	6041	
2527	49878	K4 III	+1.36	+1.68	-	-	-	-	1	5864	
-	50281	K4 V	+1.05	+0.95	-	-	-	-	1	5864	
-	50282	K0 III	-	-	-	-	-	-	1	5896	
4057-8	89484-5	K0 III	+1.15	+1.00	+0.620	-	+1.261	-0.49	2	6048, 6048	
4301	95689	K0 III	+1.07	+0.92	+0.580	-	+1.459	-0.23	2	6049, 6049	
6703	163993	G9 III	+0.94	+0.70	+0.460	+0.416	+1.429	-	3	5727, 5784, 5875	
6705	164058	K5 III	+1.52	+1.88	+0.850	-	-	-	2	5783, 5796	
6770	165760	G8 III-IV	+0.97	+0.73	+0.500	-	+1.373	-	2	5785, 5901	
6791	166208	K0 III	+0.91	+0.73	+0.441	-	+1.415	+0.02	2	5785, 5901	
6817	167042	K1 III	+0.95	+0.71	-	+1.305	-	-	1	5735	

6840	167768	G8	I11	+0.89	+0.55	-	-	+1.306	-	1	5735
6853	168322	G9	I11	+0.98	+0.69	-	-	+1.223	-0.70	1	5735
6866	168656	G8	I11	+0.91	+0.61	+0.450	-	+1.370	-	2	5785, 5901
6872	168775	K2	I11	+1.17	+1.19	+0.550	+0.389	+1.425	-	3	5727, 5784, 5875
6895	169414	K2	I11	+1.18	+1.16	+0.600	+0.366	+1.322	-	2	5784, 5875
-	170657	K3	V	-	-	-	+0.354	+1.231	-	2	5731, 5745
7192	176670	K3	I11	+1.47	+1.67	-	-	-	-	1	5800
7210	180711	G9	I11	+1.01	+0.79	+0.510	+0.359	+1.316	-	3	5728, 5783, 5798
7214	180809	K0	I11	+1.25	+1.23	+0.590	-	+1.449	-	2	5787, 5876
7328	181276	K0	I11	+0.97	+0.74	+0.470	+0.388	+1.373	-	2	5877, 5903
7368	182488	K0	V	+0.81	+0.46	-	-	+1.317	-	1	5748
7375	182572	G8	IV	+0.76	+0.43	-	-	+1.367	-	2	5787, 5876
7429	184406	K3	I11	+1.18	+1.25	+0.610	-	+0.24	-	1	5800
7462	185144	K0	V	+0.80	+0.57	+0.410	+0.379	+1.241	-	2	5744, 5869
7468	185351	K0	I11	+0.94	+0.69	-	+0.392	+1.379	-	2	5787, 5876
7525	186791	K3	I11	+1.52	+1.68	+0.750	-	-	-	1	5878
7576	188056	K3	I11	+1.27	+1.53	+0.698	-	-0.14	-	1	5848
7602	188512	G8	IV	+0.86	+0.49	+0.490	+0.368	+1.243	-	2	5877, 5903
7633	189276	K5	I11-I11	+1.60	+1.93	-	-	-	-	1	5800
7635	189319	K5	I11	+1.57	+1.93	+0.929	-	-	-	1	5878
7685	190040	K3	I11	+1.33	+1.52	+0.650	-	-	-	1	5878
7689	191026	K0	IV	+0.86	+0.57	+0.452	-	+1.336	-	1	5772
7759	193092	K4	II	+1.64	+1.86	-	-	-	-	1	5870
7841	195506	K2	I11	+1.14	+1.09	+0.624	-	+1.294	-	2	5734, 5748
7896	196775	G5	IV	+0.68	+0.23	-	-	-	-	1	5772
7957	198149	K0	IV	+0.92	+0.61	+0.485	+0.365	+1.277	-	2	5744, 5869
8089	201251	K4	II	+1.57	+1.77	+0.820	-	-	-	1	5870
8115	202109	G8	II	+1.00	+0.76	+0.480	-	+1.503	-	3	5744, 5869, 5869
8173	203504	K1	I11	+1.11	+1.05	+0.540	+0.376	+1.346	-	1	5773
8228	204771	K0	I11	+0.97	+0.80	-	+0.387	+1.372	-	2	5877, 5903
8252	205435	G8	I11	+0.89	+0.56	+0.477	+0.401	+1.362	-	2	5877, 5903
8355	206512	G8	I11	+0.89	+0.56	-	-	-	-	2	5877, 5903

8313	206859	G5	Ib	+1.18	+0.99	+0.567	-	-	-	1	5773	
8321	207059	K0	Ib	+1.41	+1.35	+0.691	-	+1.489	-	1	5898	
8414	209750	G2	Ib	+0.97	+0.77	+0.470	-	-	-	1	5872	
8424	209945	K5	I11	-	-	-	-	-	-	1	5898	
8426	209960	K4	I11	+1.41	+1.78	+0.773	-	-	-	1	5898	
8498	211388	K3	I11-I11	+1.46	+1.62	+0.720	-	-	-	1	5773	
8538	212496	G9	I11	+1.02	+0.78	+0.548	+0.357	+1.271	-	2	5774, 5884	
8551	212943	K0	III-IV	+1.06	+0.89	+0.564	+0.360	+1.243	-	2	5774, 5884	
8632	214868	K3	I11	+1.33	+1.36	+0.683	-	-	-	3	5774, 5774, 5884	
8649	215167	K4	I11	+1.36	+1.56	+0.720	-	+1.256	-	1	5853	
-	215559	K1	III-IV	+0.95	+0.66	-	+0.415	+1.235	-	2	5793, 5854	
8684	216131	G9	I11	+0.94	+0.68	+0.473	-	+0.364	+1.340	-	2	5907, 6051
8694	216228	K1	I11	+1.05	+0.90	+0.510	-	+0.376	+1.354	-	1	5872
8726	216946	K5	Ib	+1.77	+1.97	+1.045	-	-	-	2	5790, 5853	
8804	218452	K5	I11	+1.41	+1.72	+0.750	-	-	-	2	5790, 5853	
8832	219134	K3	V	+1.00	+0.89	+0.529	-	-	-	3	5777, 5777, 5886	
8852	219615	G8	I11	+0.91	+0.58	+0.506	+0.348	+1.255	-0.60	2	5778, 5887	
8860	219734	M2	I11	+1.67	+1.97	-	-	-	-	3	5791, 5854, 5854	
8874	219945	K0	I11	+1.03	+0.82	-	+0.383	+1.305	-	6	5776, 5791, 5854,	
8875	219962	K2	I11	+1.13	+1.07	-	-	+1.347	-	2	5791, 5854	
8916	220954	K1	I11	+1.08	+1.01	+0.504	+0.412	+1.376	-	2	5907, 6051	
8924	221148	K3	I11	+1.08	+1.14	+0.59	-	-	-	2	5791, 5854	
-	221170	G2	IV	+1.02	+0.59	-	-	-	-2.5	6	5792, 5792, 5793,	
8930	221345	K0	I11	+1.03	+0.88	+0.552	-	+0.356	+1.253	-	2	5855, 5855, 5856
8974	222404	K1	IV	+1.03	+0.95	+0.510	-	+0.399	+1.386	-	1	5843
9103	225212	K3	Ib	-	-	+0.806	-	-	-	2	5794, 5857	

Comments to Table 1

HD	3690	(B-V) has been transformed from (P-V); Eggen [35]
HD	38751	(R-I) has been transformed from six-colour (R-I) <sub>6</sub> ; Wallerstein and Helfer [28]
HD	50281	UBV data from Johnson and Knuckles [36]
HD	50282	Spectral type has been estimated by the aut.
HD	166208	(R-I) has been transformed from six-colour (R-I) <sub>6</sub> ; Wallerstein and Helfer [28]
HD	168322	[Fe/H] from Greenstein and Keenan [34] corrected with -0.5 (see Section 7)
HD	188056	(R-I) has been transformed from six-colour (R-I) <sub>6</sub> ; Wallerstein and Helfer [28]
HD	215167	UBV data from Johnson and Knuckles [36]
HD	219615	[Fe/H] from Greenstein and Keenan [34] corrected with -0.5 (see Section 7)
HD	221170	All data from Wallerstein and Helfer [28]
HD	225212	(R-I) has been transformed from six-colour (R-I) <sub>6</sub> ; Stebbins and Whitford [37]

Table 2

## Dispersion table

4340 Å	166 Å/mm
4000	122
3900	110
3800	100
3700	90
3600	80

Table 2

Lines that have been identified in the spectra (cf. Section 5).

Line no.	Measured w.l.	Identification
6 X	3968.7	3970.1 H <sub>β</sub> 3968.5 CaII
7	3943.6	3944.0 AlI
8 X	3933.0	3933.7 CaII
9	3921.0	3922.9 FeI 3920.3 FeI
10 X	3905.8	3906.5 FeI 3905.5 SiII
11	3895.99	3899.7 FeI 3895.7 FeI 3894.0 CrI
12	3887.3	3889.1 H <sub>δ</sub> 3888.5 FeI 3887.0 FeI 3886.3 FeI
13	3878.82	3879.83 CN 3878.7 FeI
14	3869.72	3872.5 FeI 3868.72 CN
15	3859.1	3859.9 FeI
16	3849.3	3850.0 FeI
17	3839.8	3841.1 FeI 3840.4 FeI 3838.3 MgI
18 X	3832.9	3832.3 MgI
19 X	3825.8	3825.9 FeI
20 X	3820.3	3820.4 FeI
21	3814.7	3815.8 FeI 3813.5 VI
22	3806.9	3807.5 FeI 3807.1 NII
23	3798.8	3798.5 FeI
24	3793.8	3795.0 FeI 3793.6 NII
25	3788.1	3787.9 FeI
26	3777.0	3777.5 FeI 3776.6 YII

27		3763.3	3763.8	FeI
28	X	3758.3	3758.2	FeI
			3759.3	TIII
29		3749.0	3749.5	FeI
			3749.1	NII
			3748.3	FeI
30		3734.9	3734.9	FeI
31		3727.6	3727.6	FeI
32	X	3720.3	3719.9	FeI
33		3705.09	3709.3	FeI
			3706.0	CaII
			3705.6	FeI
34		3695.2	3693.9	NII
35		3687.1	3687.5	FeI
36		3679.1	3679.9	FeI
37		3669.2	3669.5	FeI
38		3663.2	3662-64	Several lines TIII, CrI, FeI, NII
39		3656.0	3656.3	CrI
40	X	3647.5	3647.8	FeI
			3647.7	CaI
41		3631.3	3647.4	FeI
			3631.7	CrII
			3631.5	FeI
42	X	3619.0	3631.0	CaI
			3619.4	NII
43		3955	3618.8	FeI
44		3914		
45		3892		
46		3884		
47		3875		
48		3864		
49		3845		
50		3807		
51		3782		
52		3742		

An X indicates that the line was used in the computation of preliminary Hartmann coefficients. The measured wavelengths have been computed from the improved Hartmann coefficients.

Table 4  
Key to groups

Group	No. of spectra	Characteristics	MK class	(B-V)	(U-B)	(R-I)	$M_V$	C	$C^*$	$[Fe/H]$
1	15	G5-K5 I, II								
2	98	G5-M2 II-III, III, III-IV								
3	67	G8-K2 II-III, III, III-IV								
4	41	K2-K5 II-III, III								
5	31	K5-K4 IV, V								
6	42	G5-G9 III-V								
7	46	K0-K1 III-V								
8	40	K2-K4 III-V								
9	151	G2-M2 I-V								
11	21	G5-K5 I, II								
12	135	G5-M2 II-III, III, III-IV								
13	91	G8-K2 II-III, III, III-IV								
14	58	K2-K5 II-III, III								
15	31	G5-K4 IV-V								
16	50	G5-G9 III-V								
17	59	K0-K1 III-V								
18	57	K2-K4 III-V								
19	194	G2-M2 I-V								

A "+" signifies that correlation coefficients have been computed between all line-ratios and the spectral parameter for the group in question (Section 7). Groups 1-9 correspond to CONT I, groups 11-19 to CONT II.

54

Table\_5a

MK spectral class

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
1	15	12/18 9/49	14 15	1 1	0.053 0.073
2	98	9/14 12/14	92 93	5 2	0.113 0.112
3	67	14/31 18/52	64 62	5 5	0.132 0.126
4	41	9/14 7/48	39 40	2 1	0.086 0.089
5	31	6/9 8/52	31 31	3 1	0.108 0.113
9	151	6/9 8/52	141 138	2 2	0.217 0.238
11	21	9/49 12/16	21 21	2 1	0.104 0.119
12	135	11/14 11/16	132 131	5 5	0.136 0.141
13	91	14/31 15/27	87 89	4 5	0.135 0.141
14	58	9/14 9/48	56 57	2 2	0.069 0.072
15	31	6/52 8/52	31 31	2 2	0.105 0.099
19	194	18/52 14/31	185 182	4 4	0.195 0.210

Table\_5b

(U-B)

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
1	13	12/14 12/16	13 13	1 1	0.070 0.096
2	89	9/14 12/14	83 84	4 3	0.175 0.162
3	65	12/14 17/27	62 61	2 3	0.195 0.193
4	36	12/14 11/16	33 36	2 1	0.112 0.165
5	29	15/17 15/18	28 28	0 1	0.144 0.131
9	137	9/17 9/18	128 126	1 2	0.384 0.319
11	19	6/12 14/20	19 18	2 1	0.090 0.110
12	125	9/14 14/31	119 118	5 3	0.176 0.207
13	87	17/27 14/31	84 84	3 3	0.187 0.206
14	53	14/27 14/23	52 52	2 2	0.165 0.170
15	29	15/17 15/18	28 28	1 1	0.149 0.141
19	180	17/27 18/27	173 171	3 1	0.380 0.403

Table 5c

(B-V)

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
1	13	11/48 12/14	13 13	1 1	0.065 0.058
2	93	9/14 12/14	87 88	4 4	0.074 0.080
3	66	9/14 12/14	61 63	3 3	0.089 0.081
4	39	9/14 9/48	37 38	1 0	0.064 0.073
5	29	17/52 6/47	28 29	2 1	0.075 0.078
9	142	9/17 9/18	132 130	2 2	0.170 0.164
11	19	14/20 6/12	18 19	1 2	0.084 0.057
12	129	9/14 9/16	123 123	6 5	0.080 0.099
13	89	9/14 14/31	84 85	2 3	0.103 0.106
14	56	7/14 9/48	54 55	3 3	0.081 0.088
15	29	6/52 18/52	29 28	1 1	0.079 0.078
19	184	9/17 18/25	174 176	2 2	0.217 0.222

Table 5d

(R-I)

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
1	13	9/48 11/48	13 13	0 1	0.045 0.034
2	60	11/14 12/14	57 57	1 2	0.059 0.042
3	48	12/13 12/14	47 46	2 2	0.043 0.034
4	24	7/14 12/14	23 23	1 0	0.038 0.053
5	22	9/12 22/47	22 22	0 0	0.040 0.040
9	97	9/15 47/49	92 91	2 1	0.123 0.117
11	18	9/48 11/48	18 18	1 1	0.051 0.054
12	94	9/16 11/14	89 92	2 1	0.060 0.054
13	68	11/14 11/51	66 65	2 1	0.048 0.048
14	41	7/14 12/14	40 40	2 1	0.034 0.052
15	22	9/12 10/52	22 22	0 0	0.041 0.040
19	135	9/49 13/14	131 135	3 6	0.150 0.126

Table\_5e

 $M_V$ 

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
6	34	13/17 19/48	31 27	0 0	0.64 0.52
7	32	12/50 25/27	32 31	0 2	1.82 1.99
8	17	8/18 44/45	17 17	1 1	1.50 1.19
9	93	11/43 44/45	89 85	2 0	3.26 3.41
16	41	12/48 16/18	38 34	0 0	0.74 0.78
17	41	10/13 6/10	41 41	1 1	1.35 1.25
18	24	12/28 46/47	22 21	1 2	1.61 1.31
19	124	10/25 10/26	122 124	0 1	2.91 3.12

Table\_5f

C

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
3	47	14/49 8/17	45 40	3 1	0.015 0.015
13	67	8/18 28/50	60 63	2 3	0.015 0.020

Table\_5g

C"

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
3	64	13/50 6/50	64 56	4 3	0.042 0.043
13	87	8/50 8/16	78 77	4 2	0.041 0.053

Table\_5h

[Fe/H]

Group	n1	Two best line ratios	n2	n3	$\epsilon$
3	13	8/18 8/23	12 12	0 0	0.137 0.114
13	18	8/50 14/50	17 18	0 0	0.118 0.158

Table\_6a

MK spectral class

Group	n	Line ratio combination	$\epsilon_{ext}$	$\epsilon_{int}$	$n_{st}$	$n_{sp}$
1	14	5.094 +1.485(12/18)	0.127 (0.053)*	0.057	4	8
2	89	6.267 +0.727( 9/14) -0.469(14/25)	0.091	0.066	23	58
5	31	6.634 -0.086( 8/ 9) -0.121( 8/52)	0.106	0.073	11	23
9	119	7.214 -0.329(14/47) -0.274(18/31)	0.129	0.092	33	74
11	21	5.227 +0.359( 9/49) +0.774(12/13)	0.106 (0.077)*	0.064	4	9
12	128	6.269 +0.586( 9/14) -0.347(14/27)	0.104	0.059	35	82
15	29	6.726 -0.088( 8/31) -0.183(18/52)	0.102	0.041	9	19
19	173	6.942 -0.194(17/31) -0.188(18/52)	0.134	0.088	47	107
		$\pm 0.037 \pm 0.029$	$\pm 0.026$			

The following code is used: G5 = 5.5, K0 = 6.0, K5 = 6.5 and M0 = 6.6.

\* When excluding HR 8313 that falls far off the regression line. In Figs. 2a and 2e. The linear combinations were computed without HR 8313.

Table\_6b

(R-I)

Group	n	Line ratio combination	$\epsilon_{ext}$	$\epsilon_{int}$	$n_{st}$	$n_{sp}$
1	13	0.144 +0.625( 9/48)	0.045	0.016	4	9
		$\pm 0.037 \pm 0.040$				
2	57	0.137 +0.639(12/14)	0.044	0.033	18	43
		$\pm 0.023 \pm 0.032$				
5	22	0.626 -0.179(22/47)	0.040	0.022	8	17
		$\pm 0.047 \pm 0.048$				
9	88	-0.012 +0.484( 9/15) +0.291(47/49)	0.096	0.037	25	59
		$\pm 0.074 \pm 0.107$	$\pm 0.101$			
11	18	0.249 +0.323( 9/49) +0.199(12/48)	0.049	0.030	4	9
		$\pm 0.033 \pm 0.086$	$\pm 0.076$			
12	91	0.580 +0.720(11/14) -0.115(14/27)	0.046	0.031	25	59
		$\pm 0.045 \pm 0.061$	$\pm 0.024$			
15	21	0.314 -0.132(10/52) +0.175(15/25)	0.032	0.017	7	15
		$\pm 0.081 \pm 0.032$	$\pm 0.051$			
19	131	-0.304 +0.399( 9/15) +0.810(13/14)	0.098	0.052	38	85
		$\pm 0.082 \pm 0.102$	$\pm 0.121$			

Table--6c

M<sub>V</sub>

Group	n	Line ratio combination	$\epsilon_{ext}$	$\epsilon_{int}$	$n_{st}$	$n_{sp}$
6	27	-0.283 +1.402(19/48) ±0.264 ±0.140	0.52	0.15	8	19
7	29	-15.876 +4.368(10/47) +3.328(12/50) ±3.157 ±2.923 ±1.782	1.29	0.87	8	16
		+ 7.259(20/25)			-	
		± 2.255				
8	14	-6.445 -7.016(44/45) +14.929(46/47) ±3.826 ±2.079 ±2.702	0.91	0.77	4	9
16	38	0.855 +1.312(12/48) ±0.207 ±0.185	0.74	0.16	11	28
17	38	-1.466 -0.980( 6/10) +3.567(20/50) ±2.389 ±0.183 ±0.743	1.16	0.91	13	26
18	19	-16.545 +11.020(12/28) +10.712(46/47) ±1.406 ±2.812 ±2.136	0.98	0.73	5	11

Table--6d

 $C_i, C^{II}$  and [Fe/H]

Group	n	Line ratio combination	$\epsilon_{ext}$	$\epsilon_{int}$	$n_{st}$	$n_{sp}$
3	45	$C =$ 0.504 -0.092(14/49) ±0.021 ±0.014	0.016	0.009	12	35
64		$C^{II} =$ 1.605 -0.162(13/50) ±0.040 ±0.022	0.045	0.023	20	52
12	[Fe/H]	= 1.831 -1.001( 8/23) ±0.294 ±0.126	0.114	0.076	4	8
13	60	$C =$ 0.548 -0.115( 8/18) ±0.023 ±0.015	0.016	0.009	16	41
	78	$C^{II} =$ 1.554 -0.062( 8/50) ±0.023 ±0.006	0.043	0.023	22	53
	17	[Fe/H] = 0.624 -0.255( 8/50) ±0.124 ±0.029	0.118	0.049	5	10

Table 2

Comparison between  $[\text{Fe}/\text{H}]_{AB}$  and  $[\text{Fe}/\text{H}]_{pe}$ 

Group	$[\text{Fe}/\text{H}]_{AB} =$	n	s.d.
3	0.715 - 0.334(6/50)	56	0.185
	2.592 - 1.858(8/18)	55	0.173
	1.433 - 1.183(8/19)	53	0.125
	1.831 - 1.001(8/23)	55	0.152
	0.979 - 0.317(8/26)	55	0.217
	1.767 - 1.474(13/22)	64	0.195
	-1.110 + 0.505(43/44)	57	0.284
13	2.185 - 1.790(6/18)	76	0.178
	0.791 - 0.262(8/26)	78	0.246
	0.624 - 0.255(8/50)	78	0.158
	1.257 - 1.307(13/49)	85	0.182
	0.721 - 0.491(14/50)	86	0.175
	1.231 - 0.651(18/50)	82	0.220
	3.203 - 3.031(20/21)	74	0.276

Group no., cf. Table 4. Line no., cf. Table 3. The results for (group 3, line ratio (8/23)) and (group 13, line ratio (8/50)) are shown graphically in Figures 8a and 8b.

## Figure captions

Fig. 1. A spectral recording. The forty-seven points, where the depth has been measured, are indicated by the line numbers, given in Table 3. The two straight-line continua, CONT I and CONT II are discussed in Section 6.

Fig. 2a. The spectral type  $\text{Sp}_{AB}$ , computed as  $\text{Sp}_{AB} = 5.094 + 1.485 \times (12/18)$ . The code in figures 2a to 2h is  $G0 = 5.0$ ,  $G5 = 5.5$ ,  $K0 = 6.0$ ,  $K5 = 6.5$ ,  $M0 = 6.6$ ,  $M2 = 6.8$  etc. Throughout the figures, the index "AB" refers to a spectral parameter, determined by the present line-ratio method by means of the Abastumani spectra. This figure contains 14 spectra and  $\epsilon_{ext} = 0.127$  (spectral class).

Fig. 2b.  $\text{Sp}_{AB} = 6.267 + 0.727 \times (9/14) - 0.469 \times (14/25)$ ; 89 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.091$ .

Fig. 2c.  $\text{Sp}_{AB} = 6.634 - 0.086 \times (8/9) - 0.121 \times (8/52)$ ; 31 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.106$ .

Fig. 2d.  $\text{Sp}_{AB} = 7.214 - 0.329 \times (14/47) - 0.274 (18/31)$ ; 119 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.129$ . The luminosity classes have been indicated with different signatures.

Fig. 2e.  $\text{Sp}_{AB} = 5.227 + 0.359 \times (9/49) + 0.774 (12/13)$ ; 21 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.106$ .

Fig. 2f.  $\text{Sp}_{AB} = 6.269 + 0.586 \times (9/14) - 0.347 (14/27)$ ; 128 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.104$ .

Fig. 2g.  $\text{Sp}_{AB} = 6.726 - 0.088 (8/31) - 0.183 (18/52)$ ; 29 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.102$ .

Fig. 2h.  $\text{Sp}_{AB} = 6.942 - 0.194 \times (17/31) - 0.188 \times (18/52)$ ; 173 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.134$ ; The luminosity classes have been indicated with different signatures.

Fig. 3a.  $(R-I)_{AB} = 0.144 + 0.625 \times (9/48)$ ; 13 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0^m.045$ .

Fig. 3b.  $(R-I)_{AB} = 0.137 + 0.639 \times (12/14)$ ; 57 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0^m.044$ .

Fig. 3c.  $(R-I)_{AB} = 0.626 - 0.179 \times (22/47)$ ; 22 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0^m.040$ .

Fig. 3d.  $(R-I)_{AB} = 0.249 + 0.323 \times (9/49) + 0.199 \times (12/48)$ ;  
18 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0^m.049$ .

Fig. 3e.  $(R-I)_{AB} = 0.580 + 0.720 \times (11/14) - 0.115 \times (14/27)$ ;  
91 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0^m.046$ .

Fig. 3f.  $(R-I)_{AB} = 0.314 - 0.132 \times (10/52) + 0.175 \times (15/25)$ ;  
21 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0^m.032$ .

Fig. 4a.  $M_V^{AB} = -0.283 + 1.402 \times (19/48)$ ; 27 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0^m.52$ .

Fig. 4b.  $M_V^{AB} = -15.876 + 4.368 \times (10/47) + 3.328 \times (12/50)$   
 $+ 7.259 \times (20/25)$ ; 29 spectra;  $\epsilon_{ext} = 1^m.29$ .

Fig. 4c.  $M_V^{AB} = -6.445 - 7.016 \times (44/45) + 14.929 \times (46/47)$ ;  
14 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0^m.91$ .

Fig. 4d.  $M_V^{AB} = 0.855 + 1.312 \times (12/48)$ ; 38 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0^m.74$ .

Fig. 4e.  $M_V^{AB} = -1.466 - 0.980 \times (6/10) + 3.567 \times (20/50)$ ;  
38 spectra;  $\epsilon_{ext} = 1^m.16$ .

Fig. 4f.  $M_V^{AB} = -16.545 + 11.020 \times (12/18) + 10.712 \times (46/47)$ ;  
19 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0^m.98$ ;

Fig. 5. Spectra of stars of different luminosity classes.  
The break around 4000 Å that is proportional to the angle  
subtended by CONT I and CONT II is largest in the supergiants.

Fig. 6a.  $C_{AB} = 0.504 - 0.092 \times (14/49)$ ; 45 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.016$ .

Fig. 6b.  $C''_{AB} = 1.605 - 0.162 \times (13/50)$ ; 64 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.045$ .

Fig. 6c.  $C_{AB} = 0.548 - 0.115 \times (8/18)$ ; 60 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.016$ .

Fig. 6d.  $C''_{AB} = 1.554 - 0.062 \times (8/50)$ ; 78 spectra;  $\epsilon_{ext} = 0.043$ .

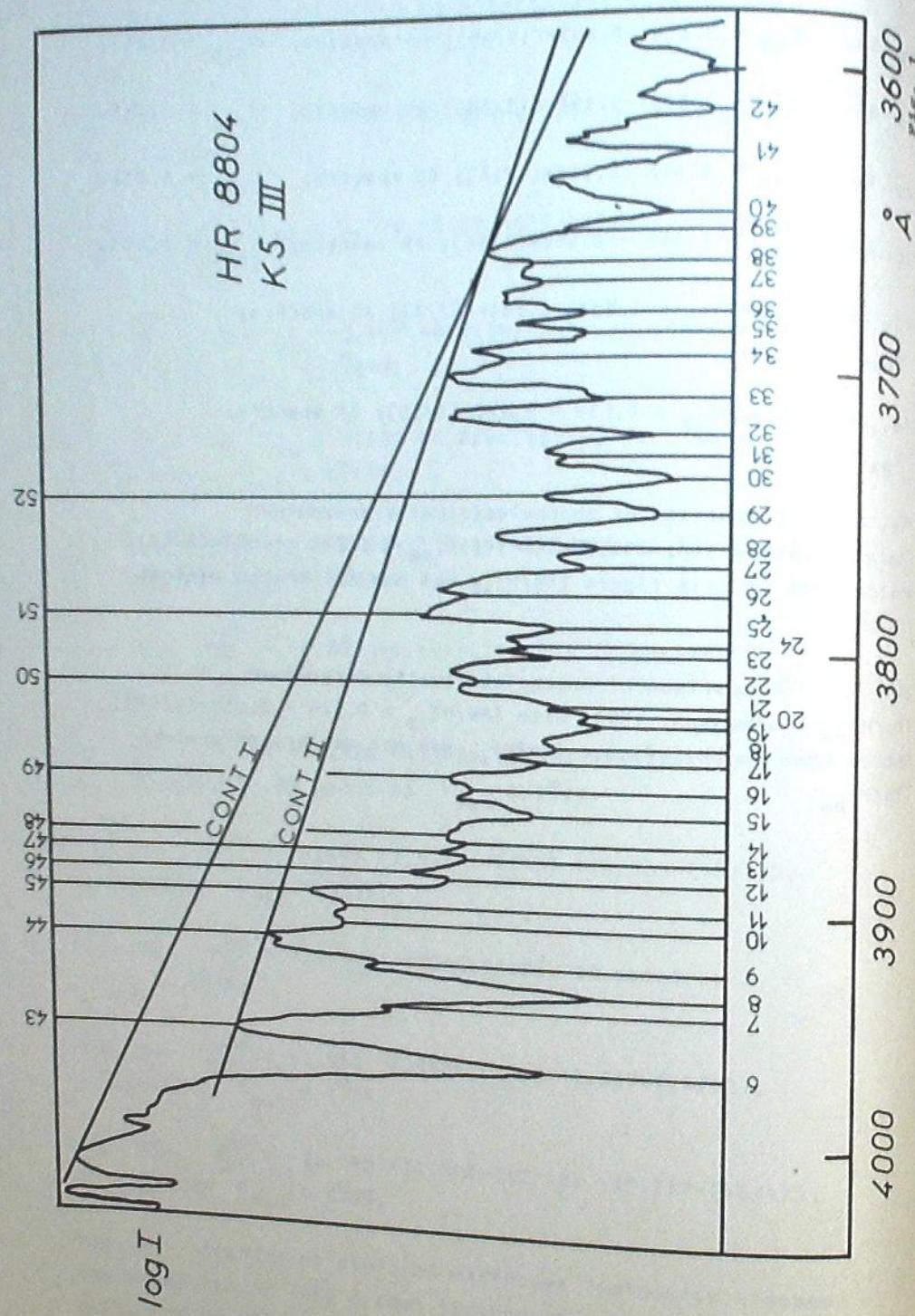
Fig. 7a.  $[Fe/H]_{AB} = 1.831 - 1.001 \times (8/23)$ ; 12 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0.114$ .

Fig. 7b.  $[Fe/H]_{AB} = 0.624 - 0.255 \times (8/50)$ ; 17 spectra;  
 $\epsilon_{ext} = 0.118$ .

Fig. 8a. Comparison of photoelectrically determined  
 $[Fe/H]_{pe}$  (Rasmussen, 1969) with  $[Fe/H]_{AB} = 1.831 - 1.001 \times (8/23)$ .  
Notice that in this figure  $[Fe/H]_{AB}$  was not calibrated against  
 $[Fe/H]_{pe}$ .

Fig. 8b. Comparison of photoelectrically determined  
 $[Fe/H]_{pe}$  (Rasmussen, 1969) with  $[Fe/H]_{AB} = 0.624 - 0.255 \times (8/50)$ .  
Notice that in this figure  $[Fe/H]_{AB}$  was not calibrated against  
 $[Fe/H]_{pe}$ .

68



69

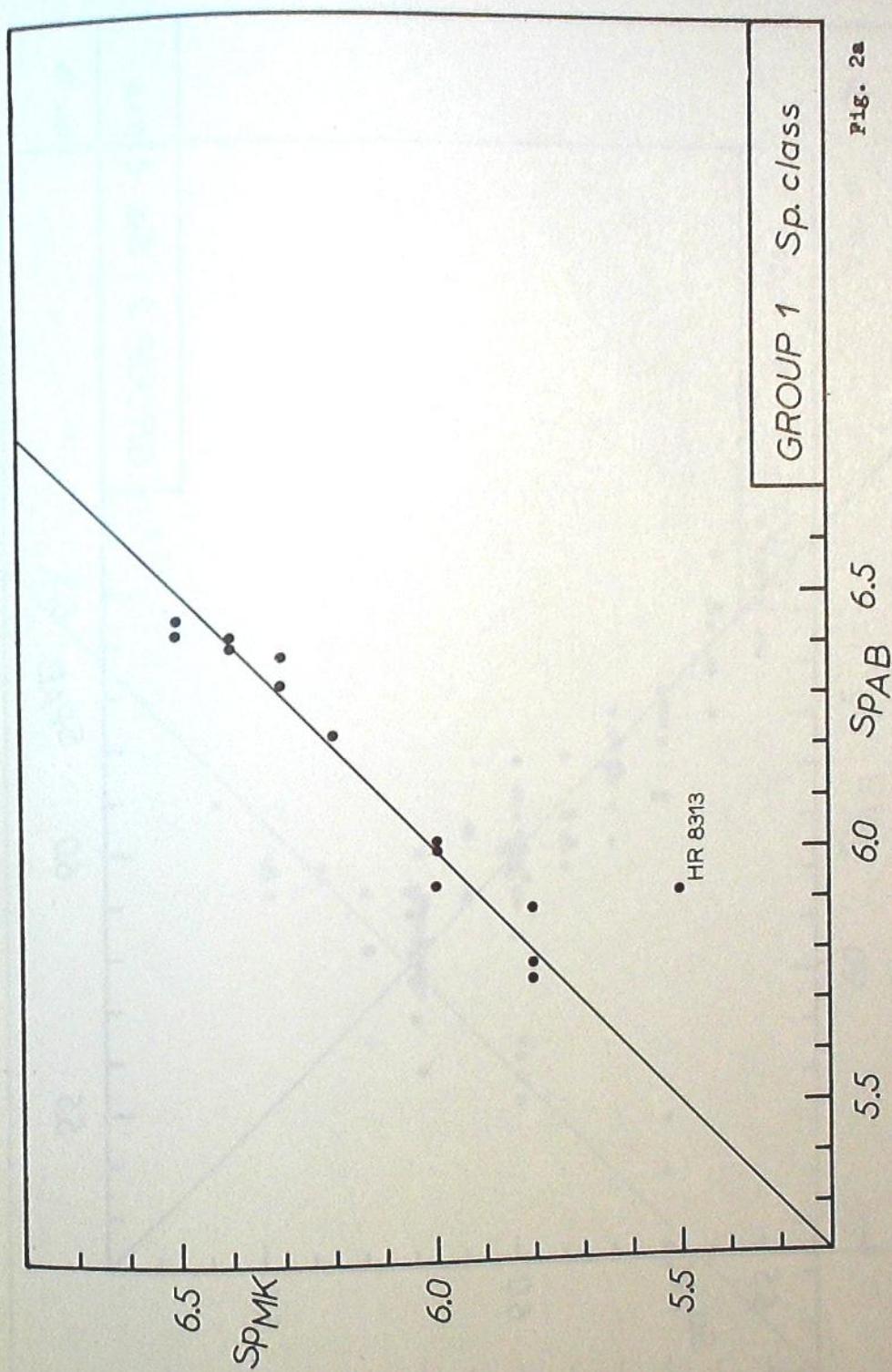
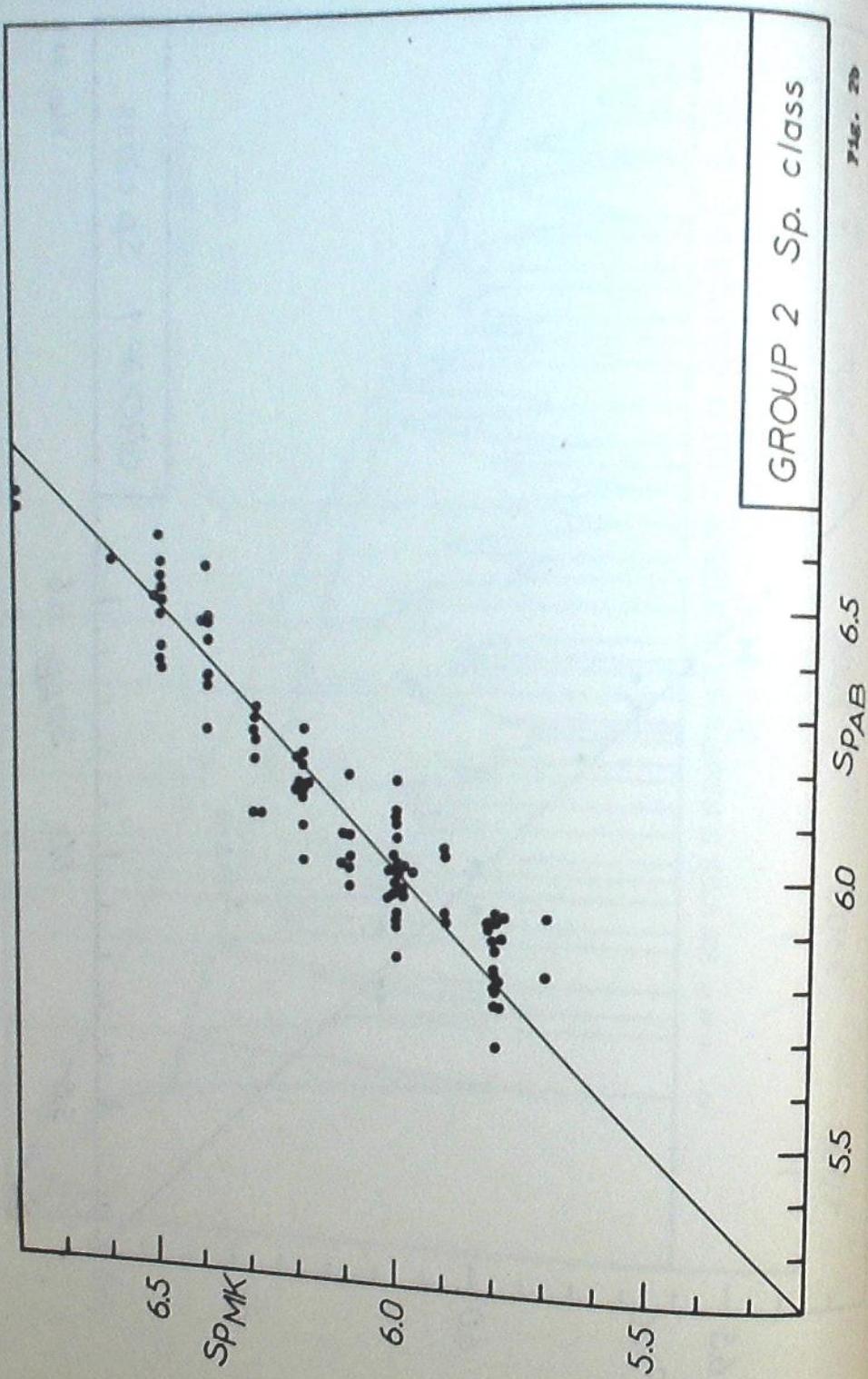
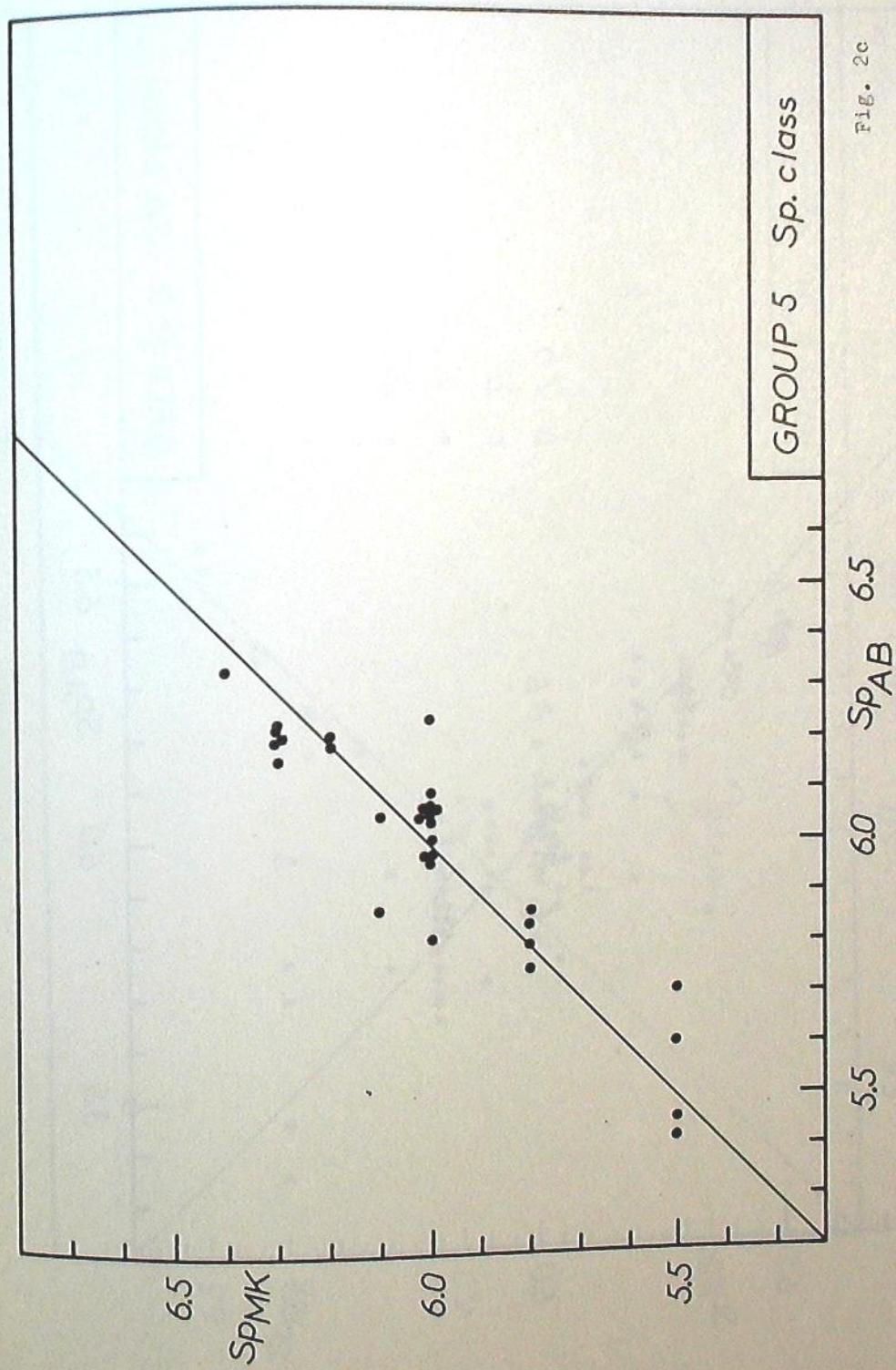


Fig. 2a



GROUP 2 Sp. class

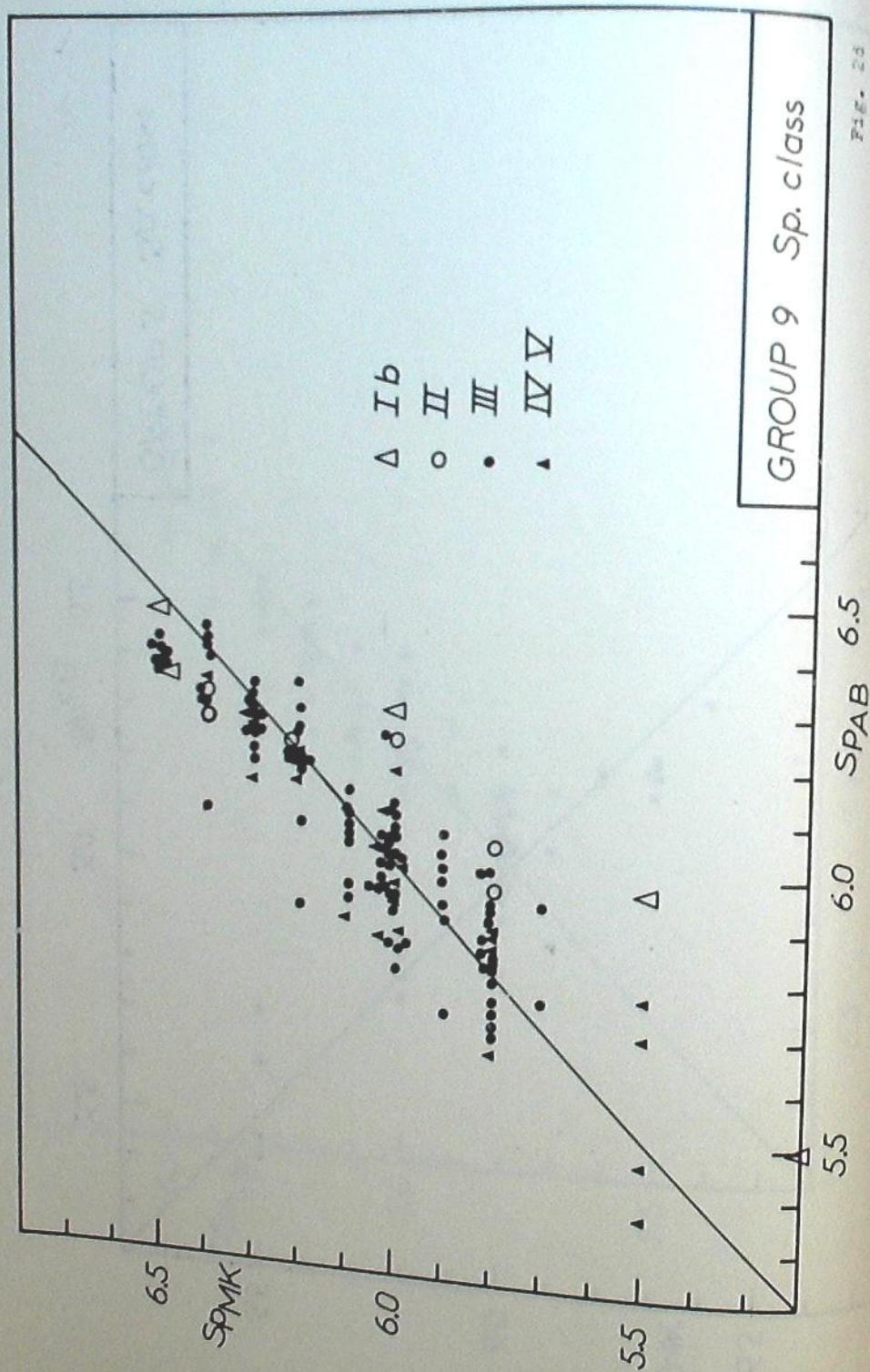
Fig. 2b



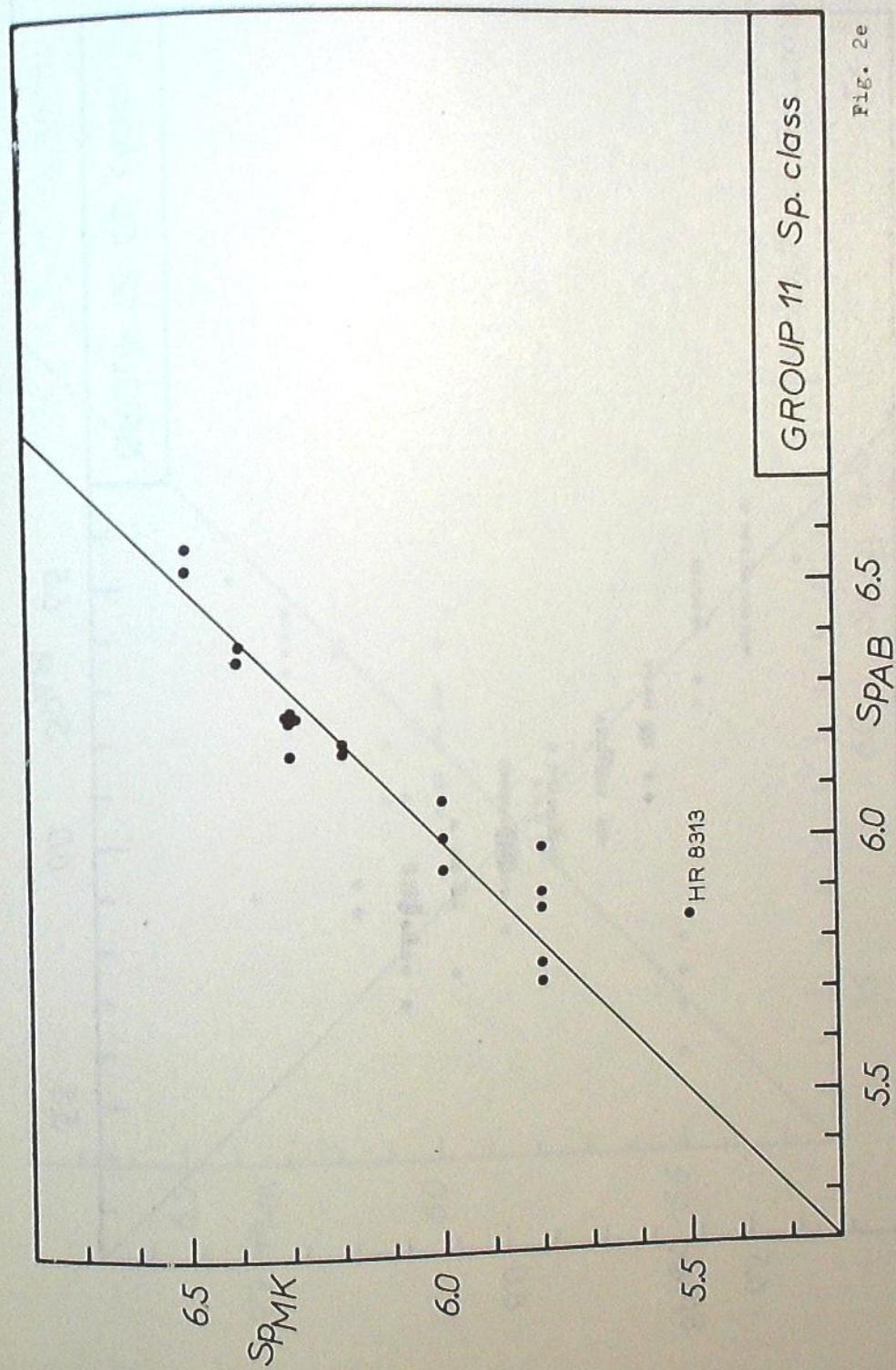
GROUP 5 Sp. class

Fig. 2c

72



73



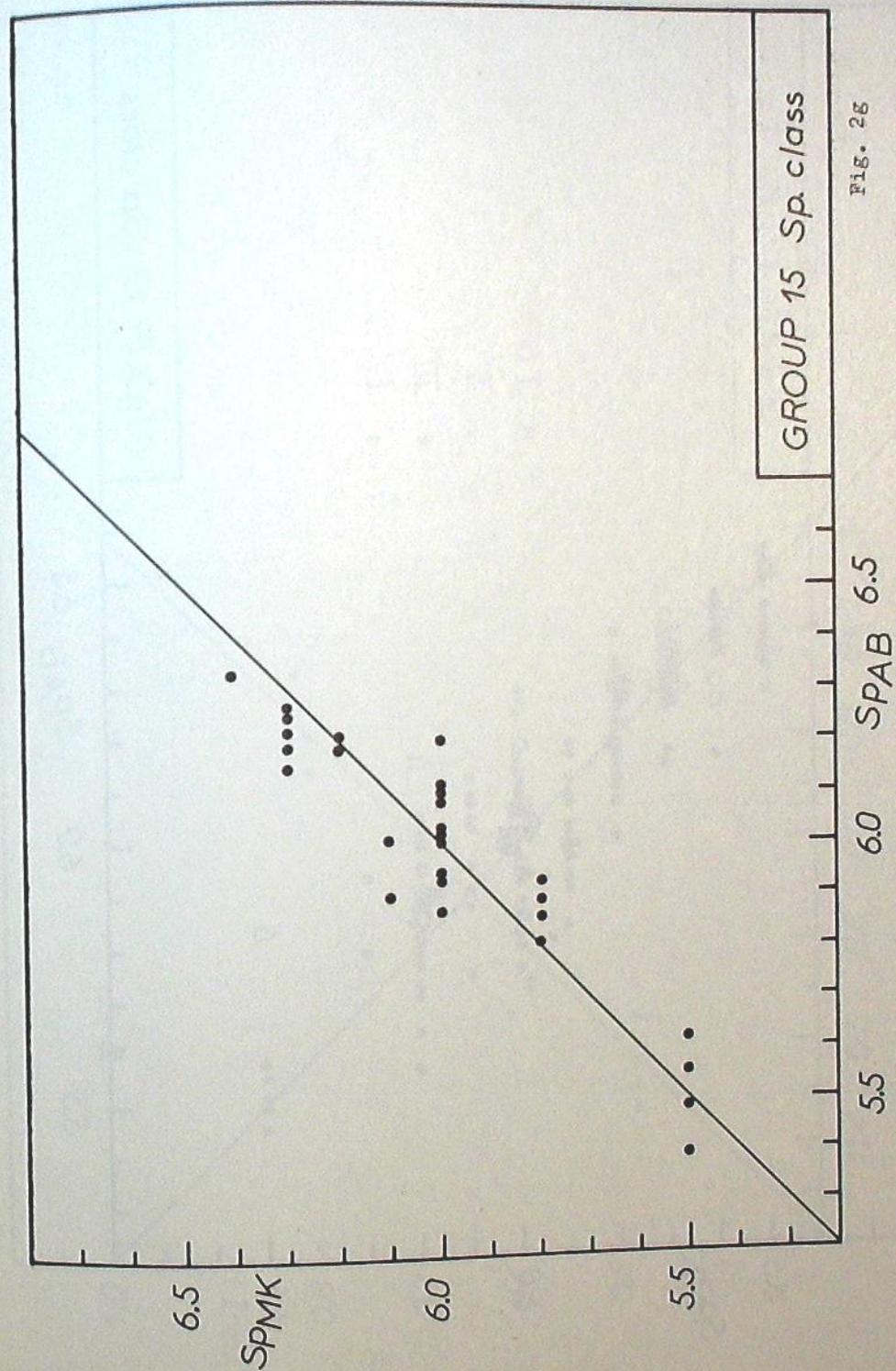
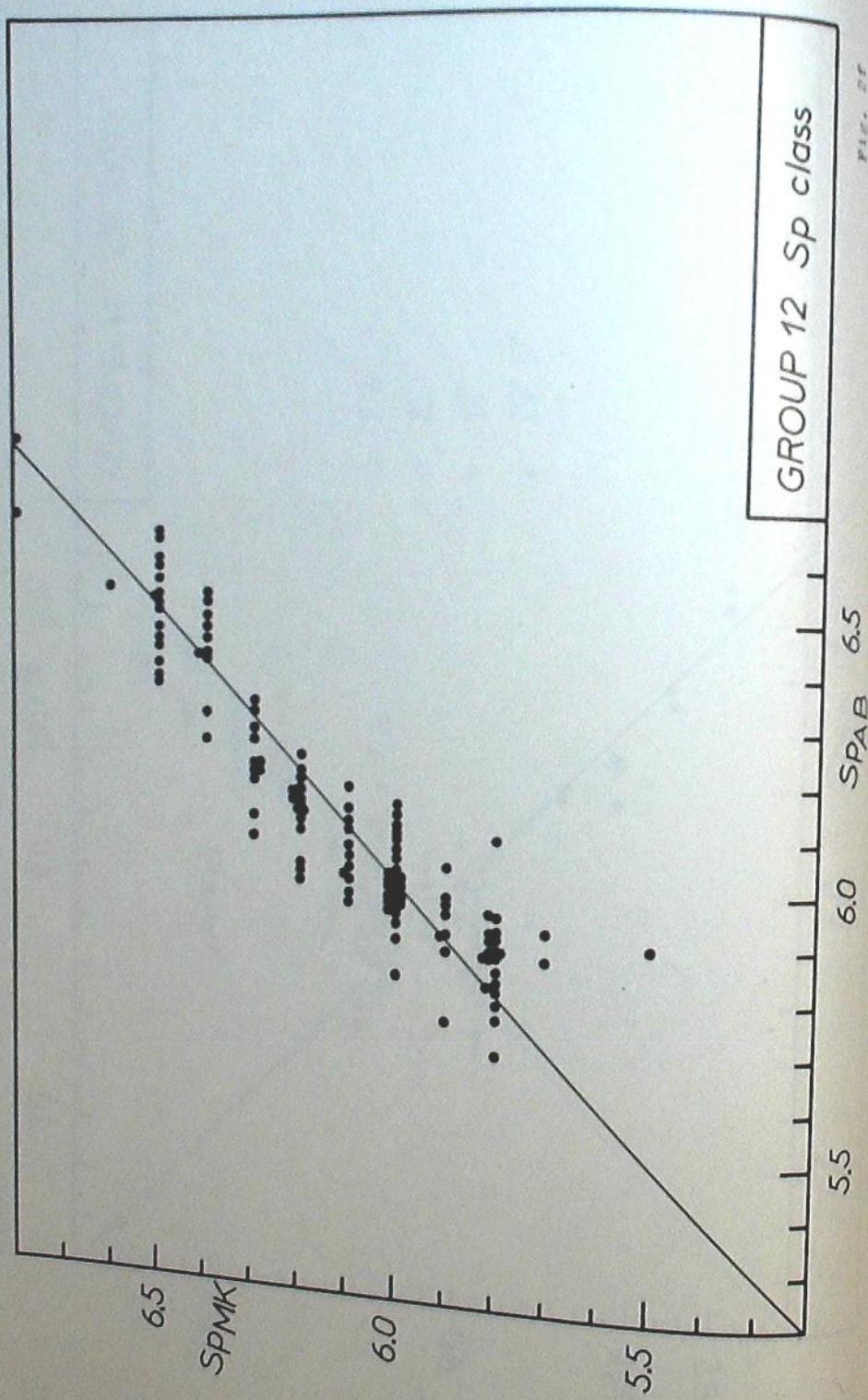


Fig. 2g

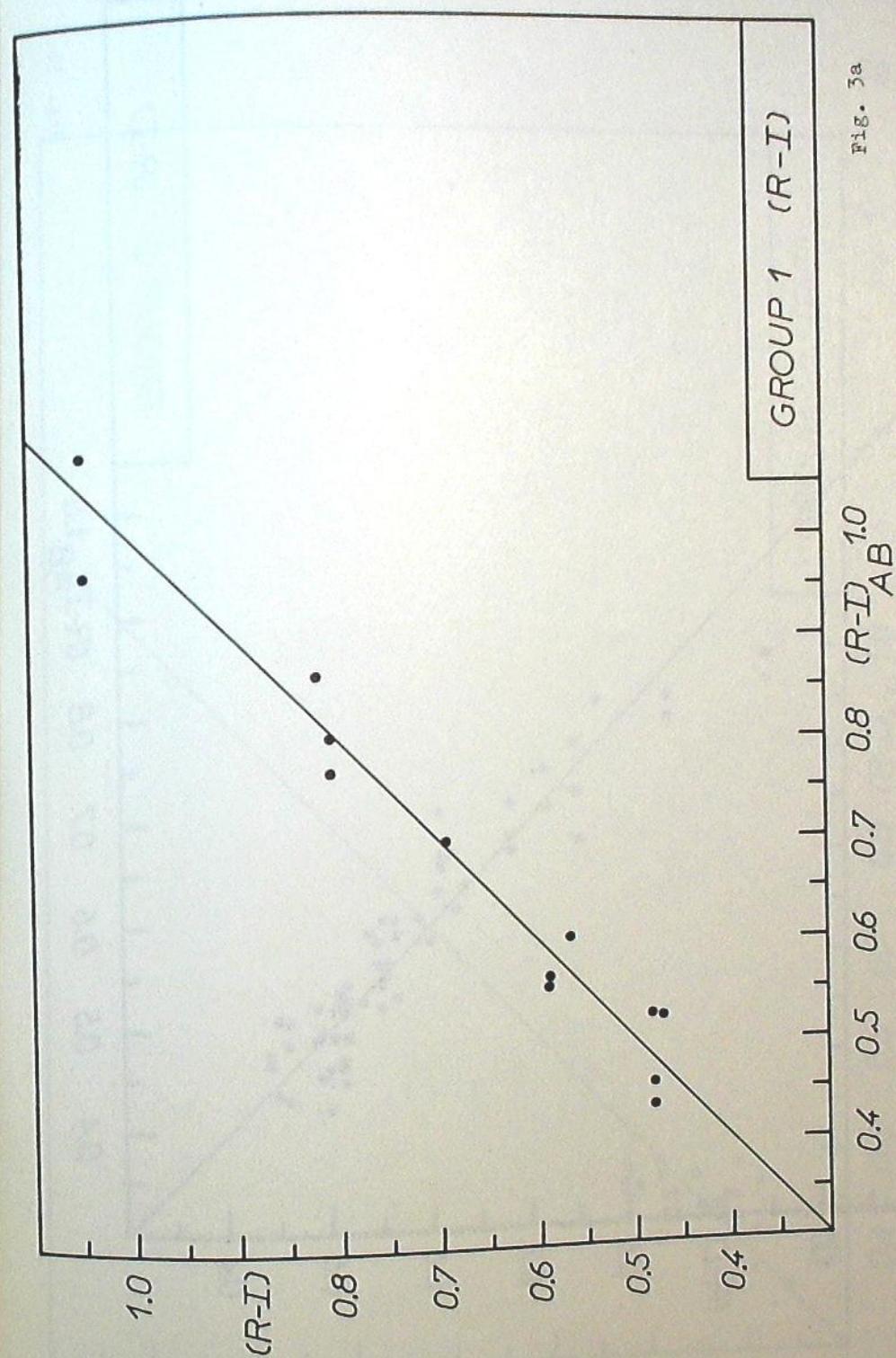
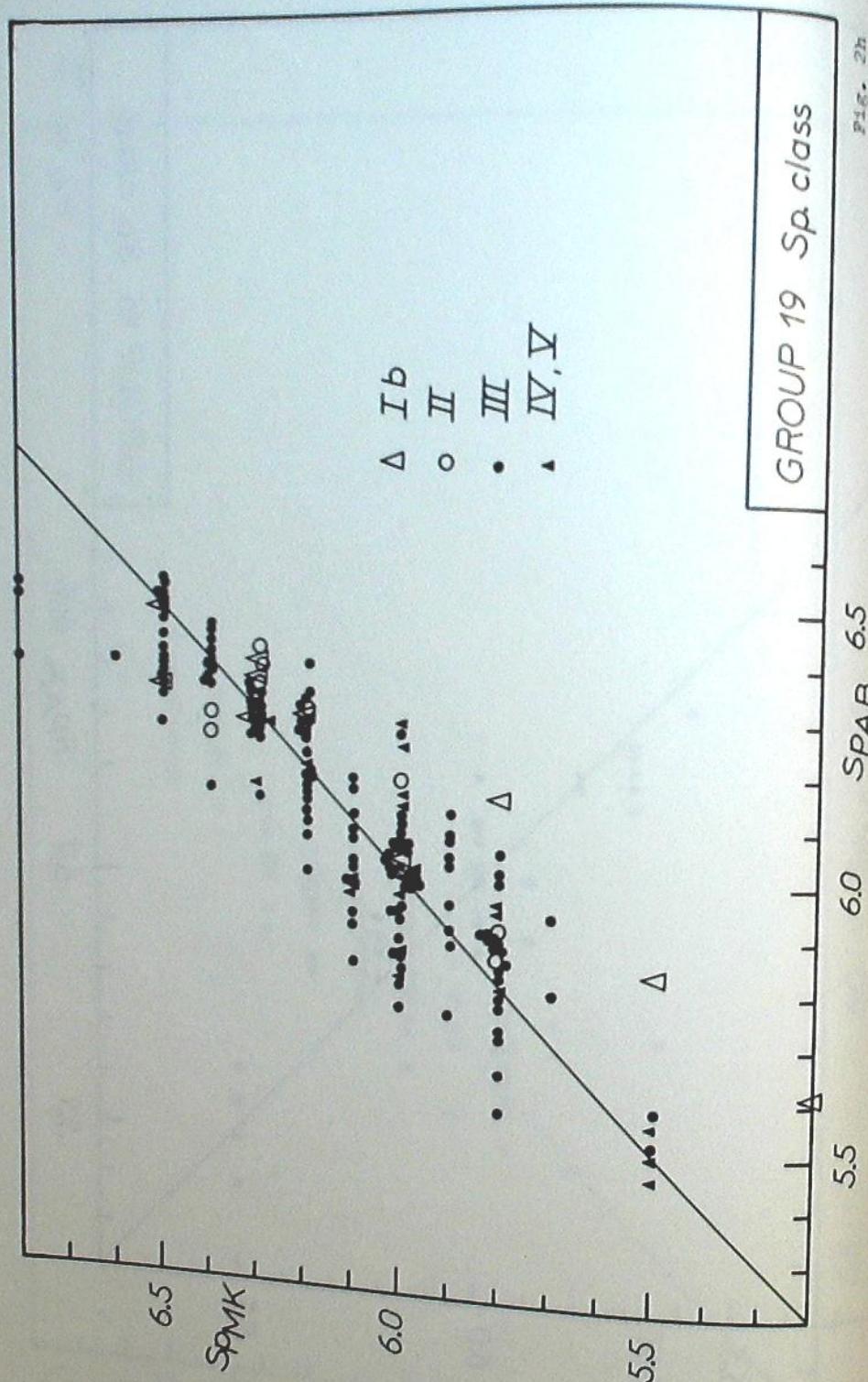
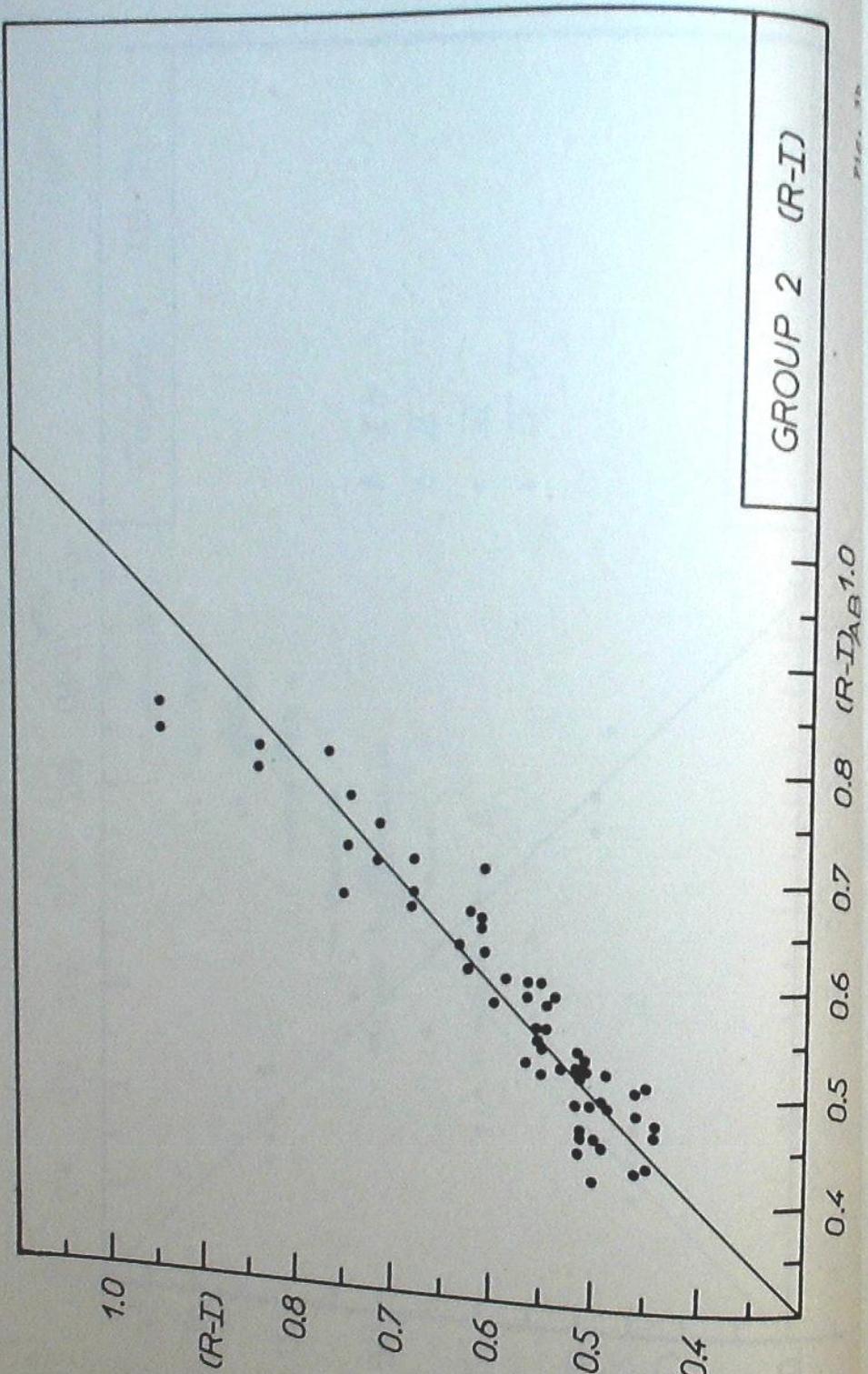
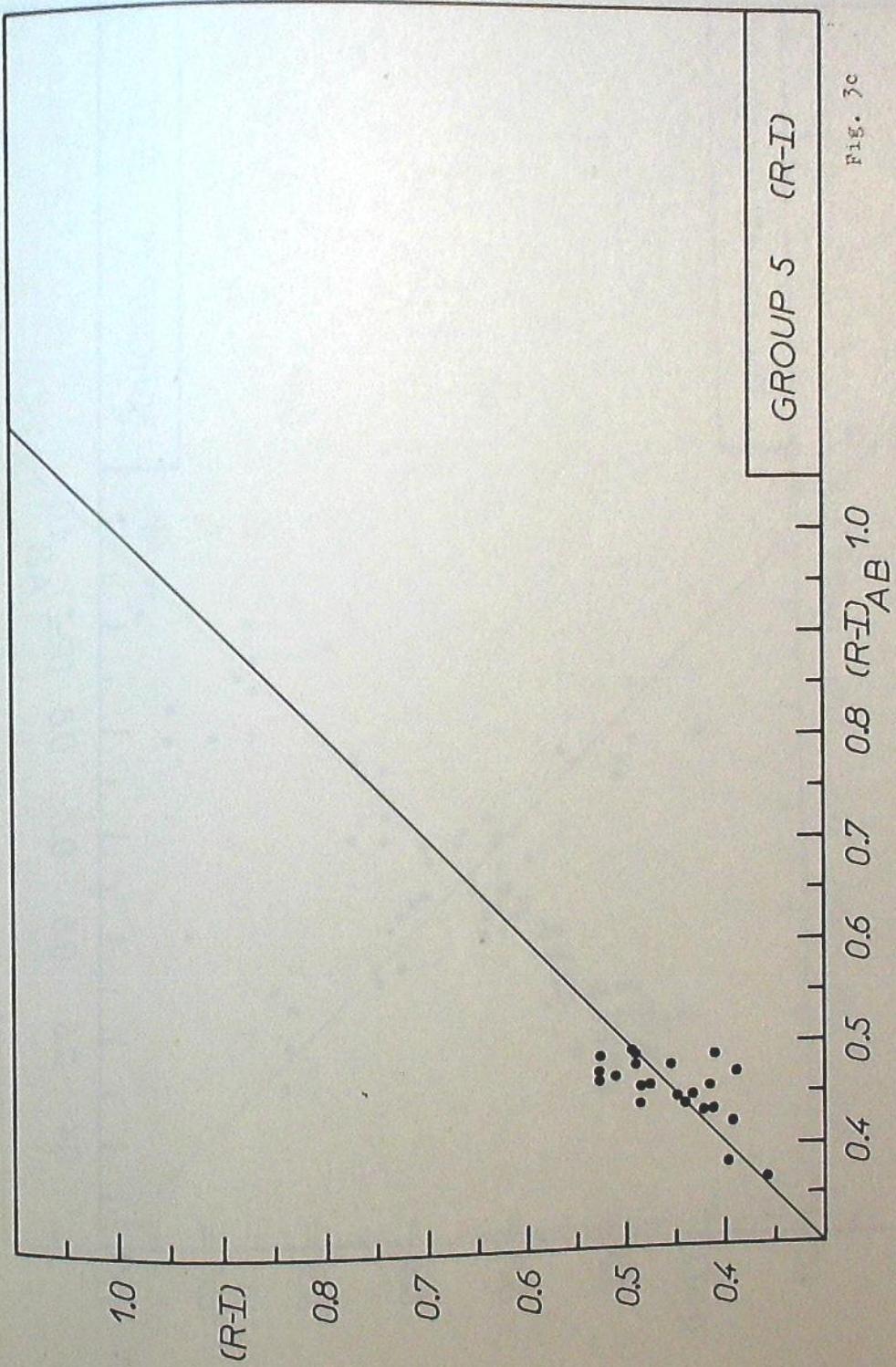
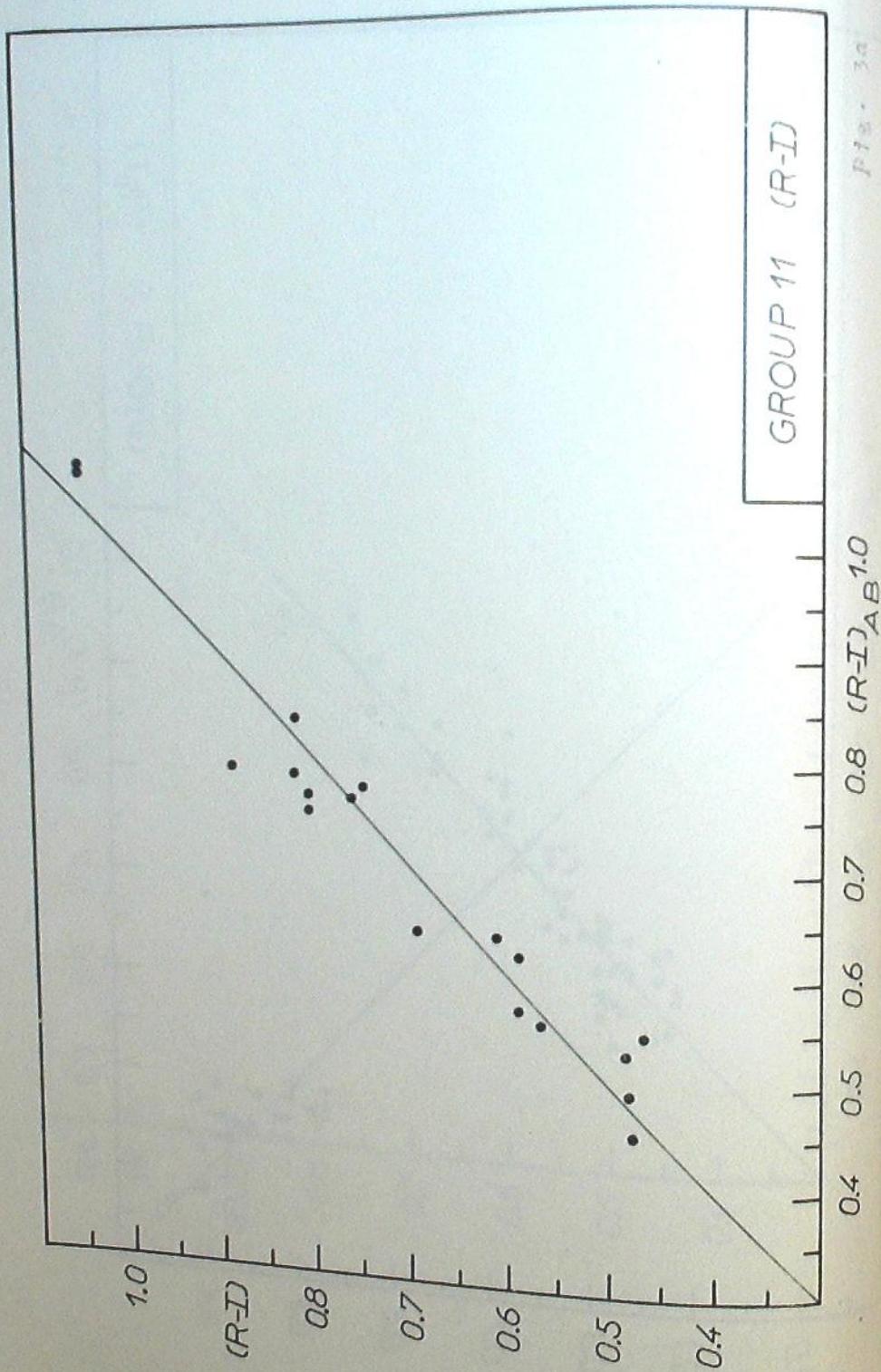
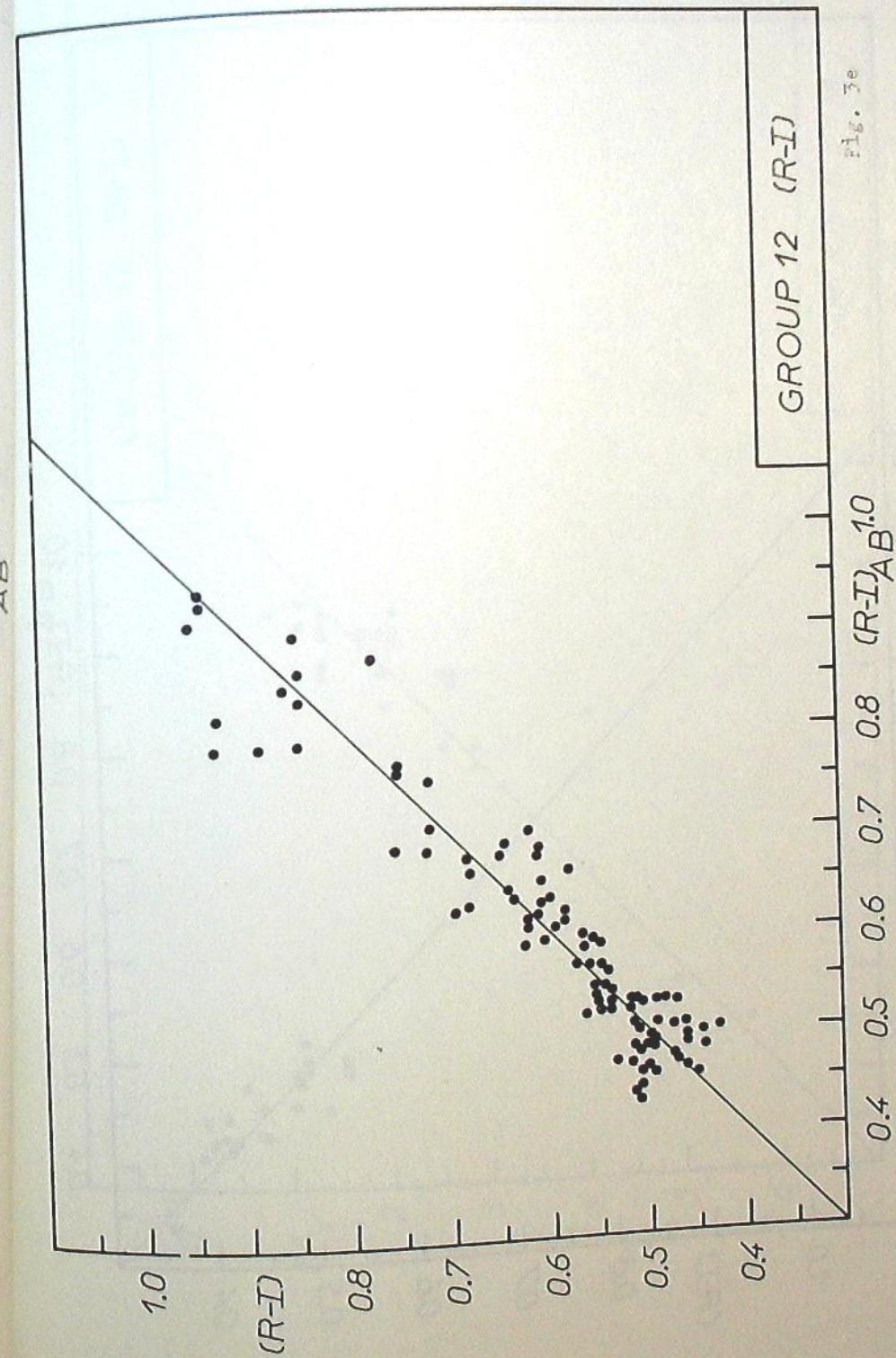
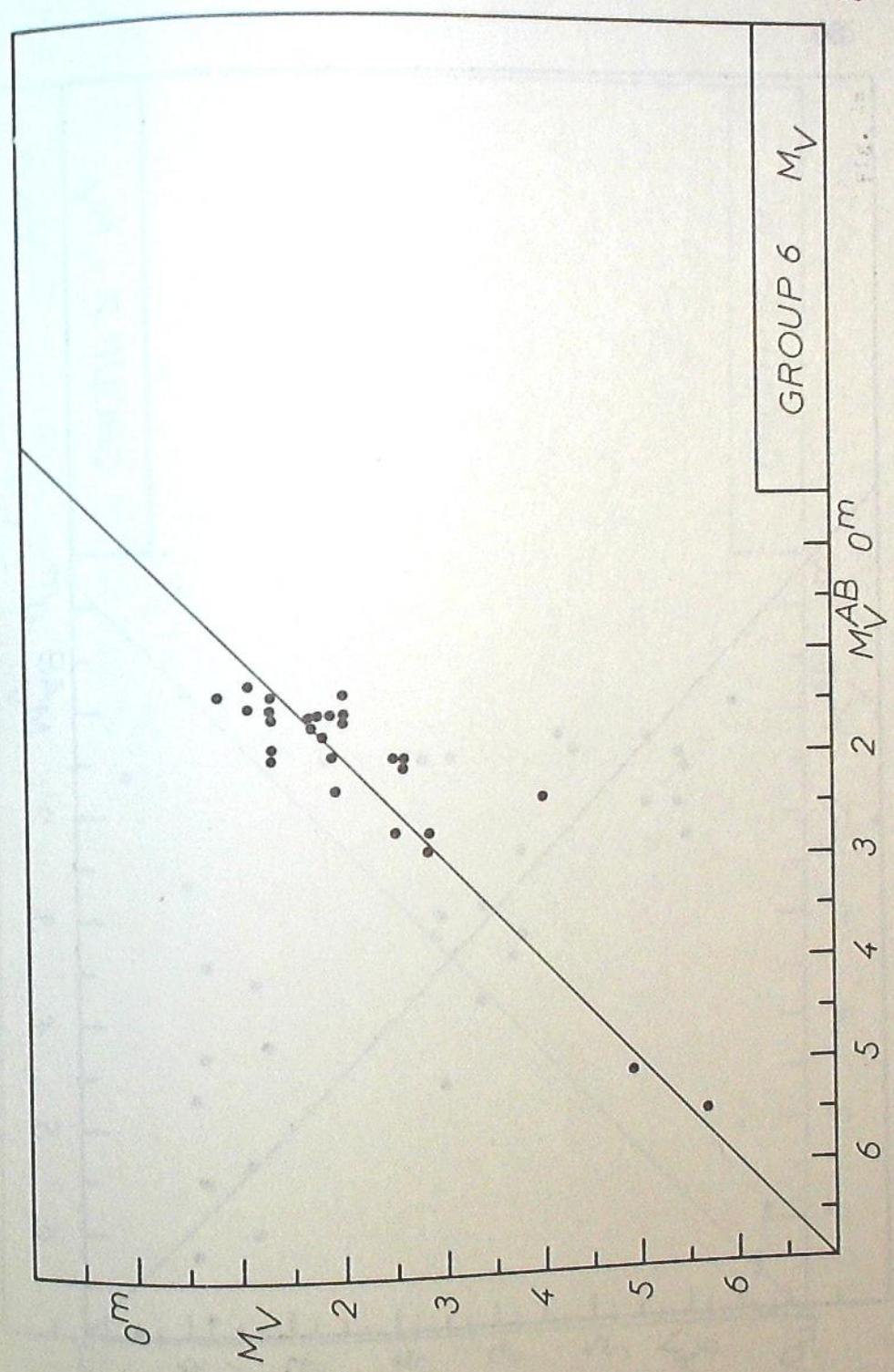
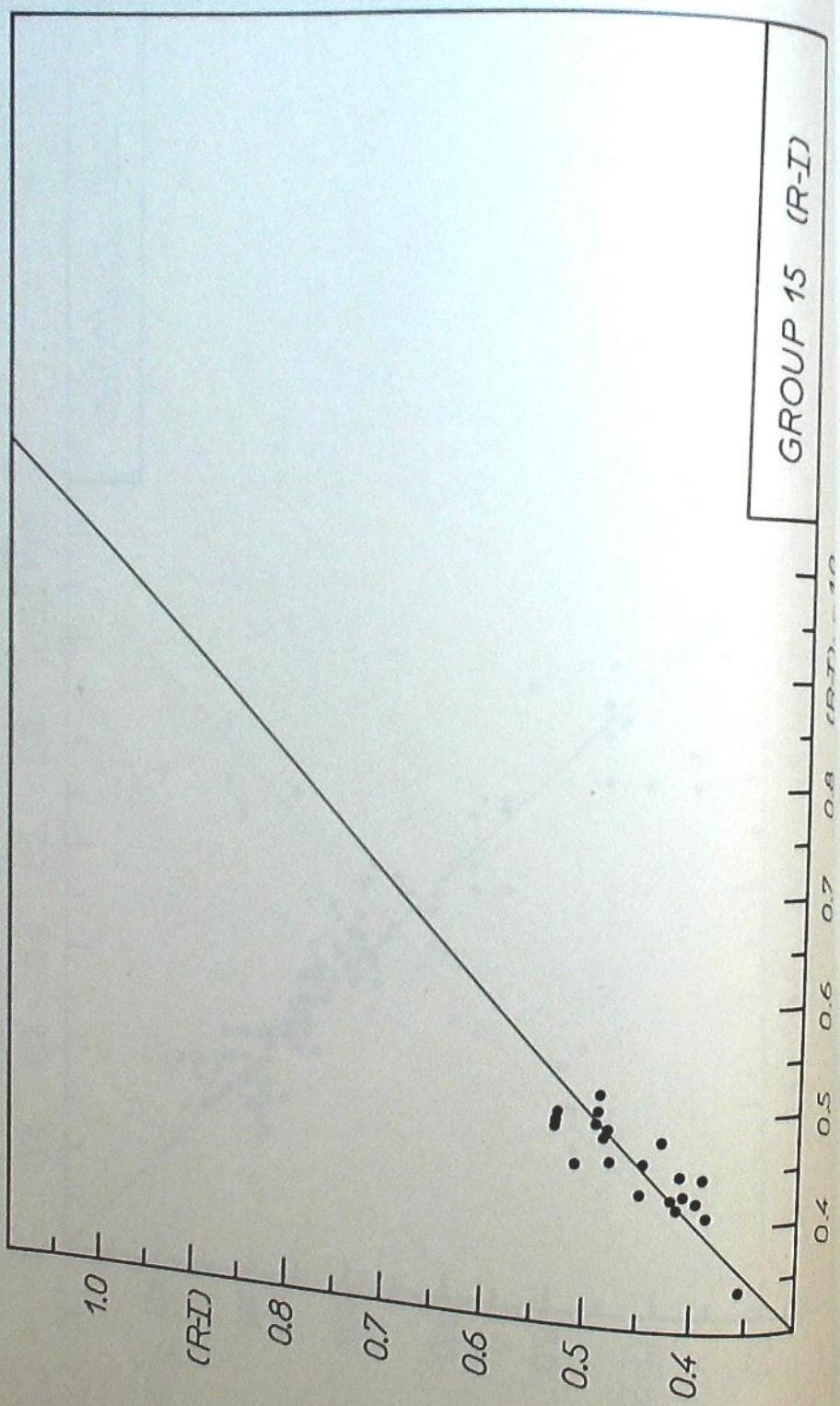


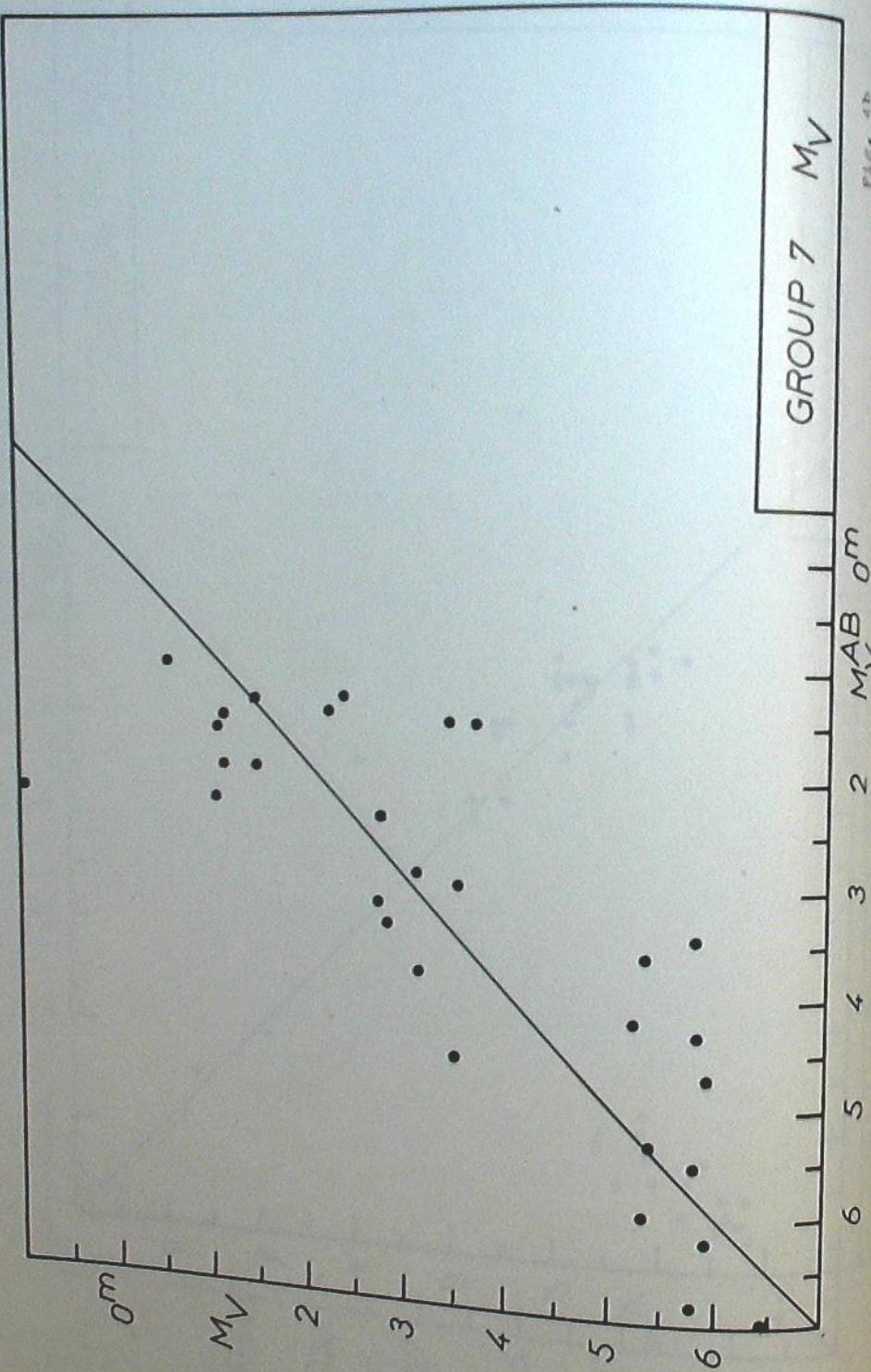
Fig. 3a

GROUP 2  $(R-I)$ GROUP 5  $(R-I)$

GROUP 11  $(R-I)$ GROUP 12  $(R-I)$



84



85

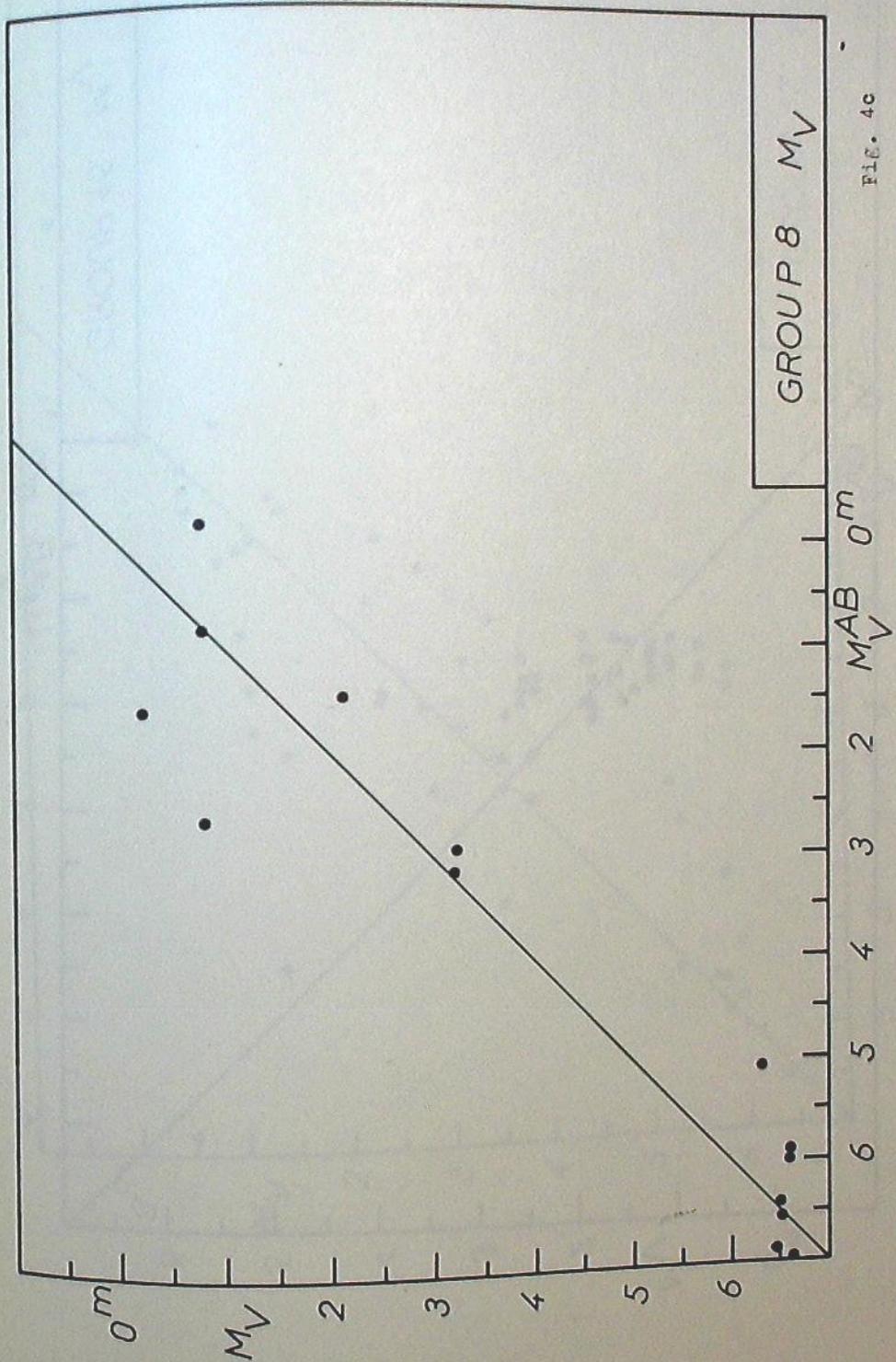
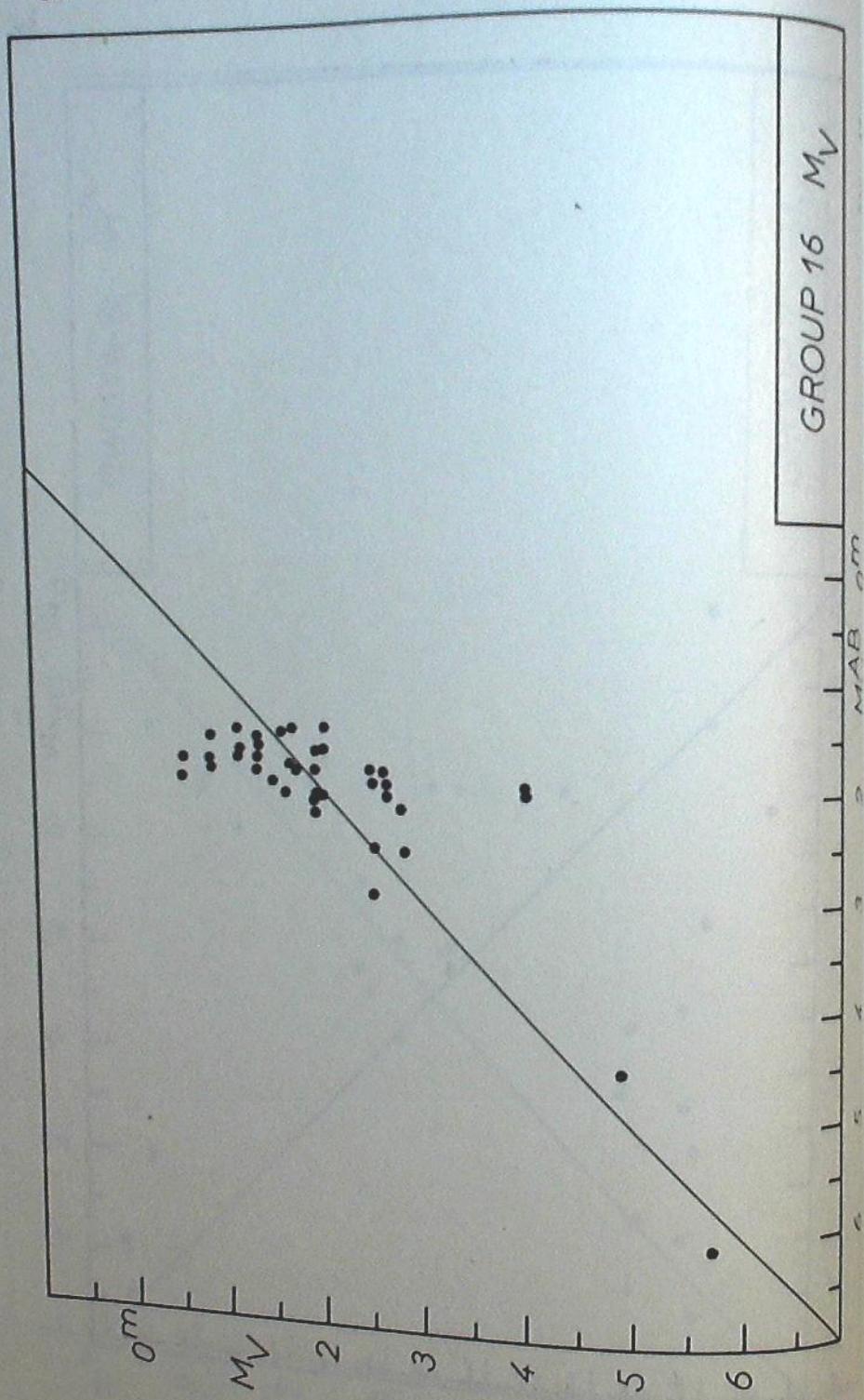
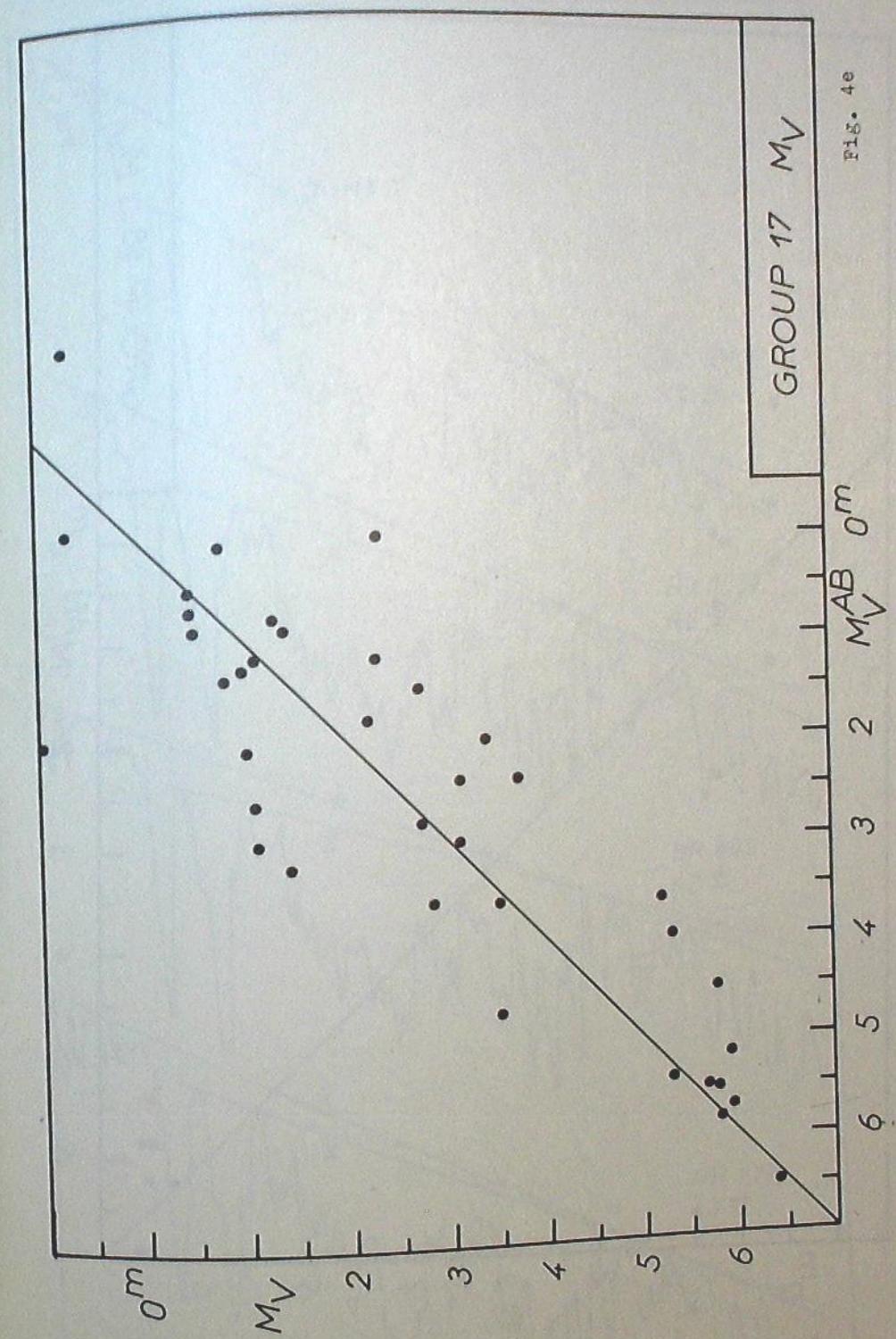
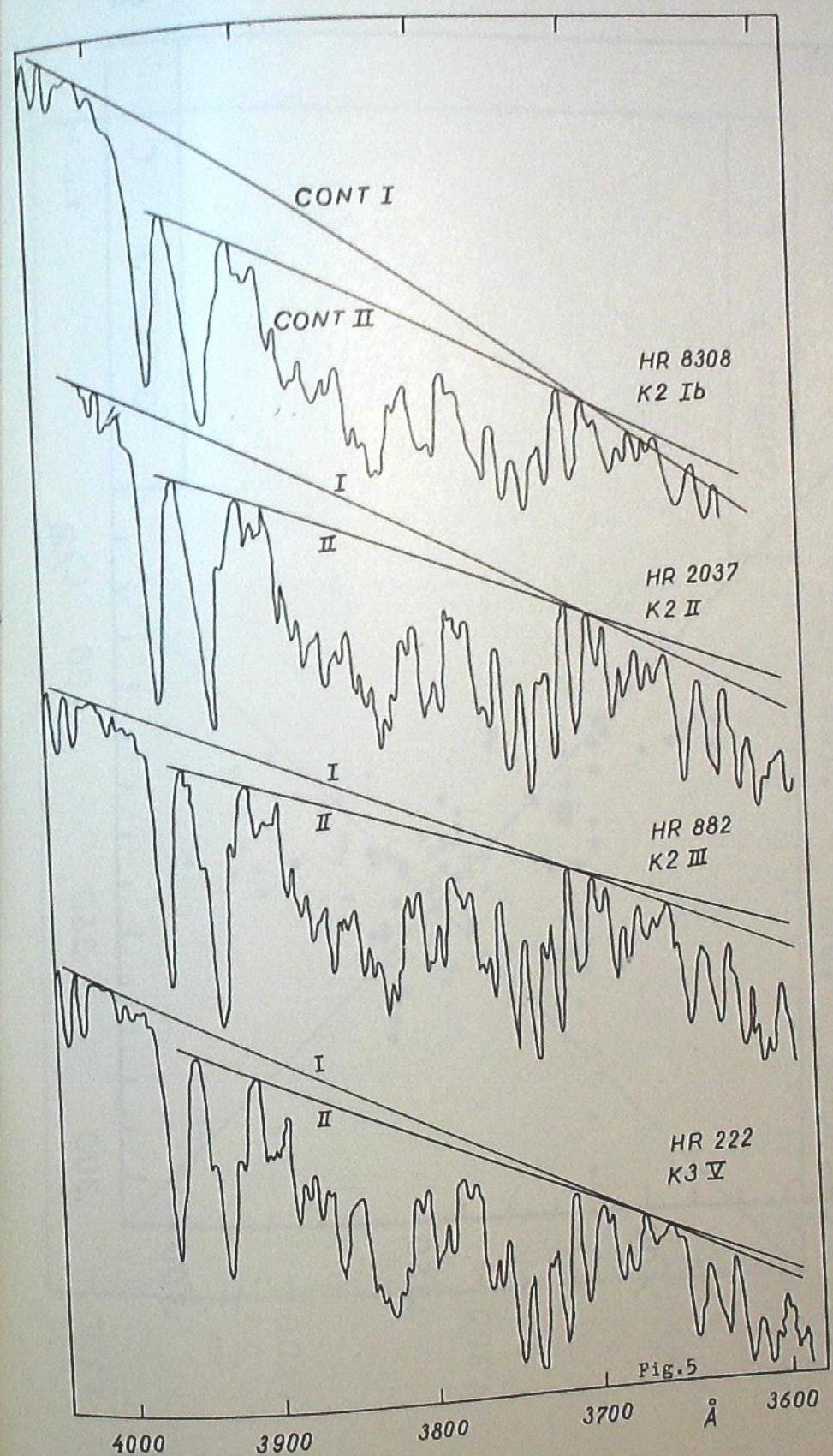
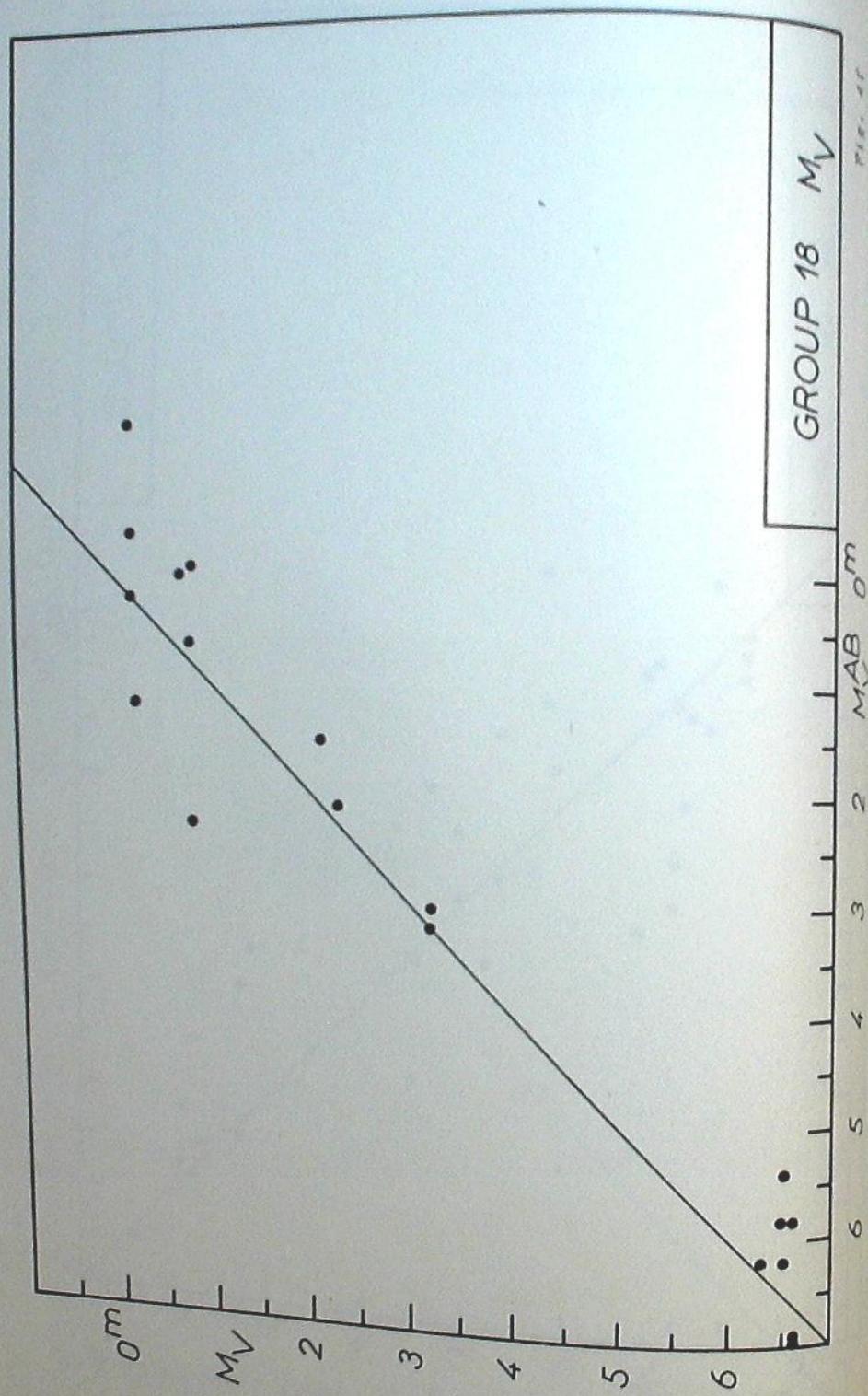
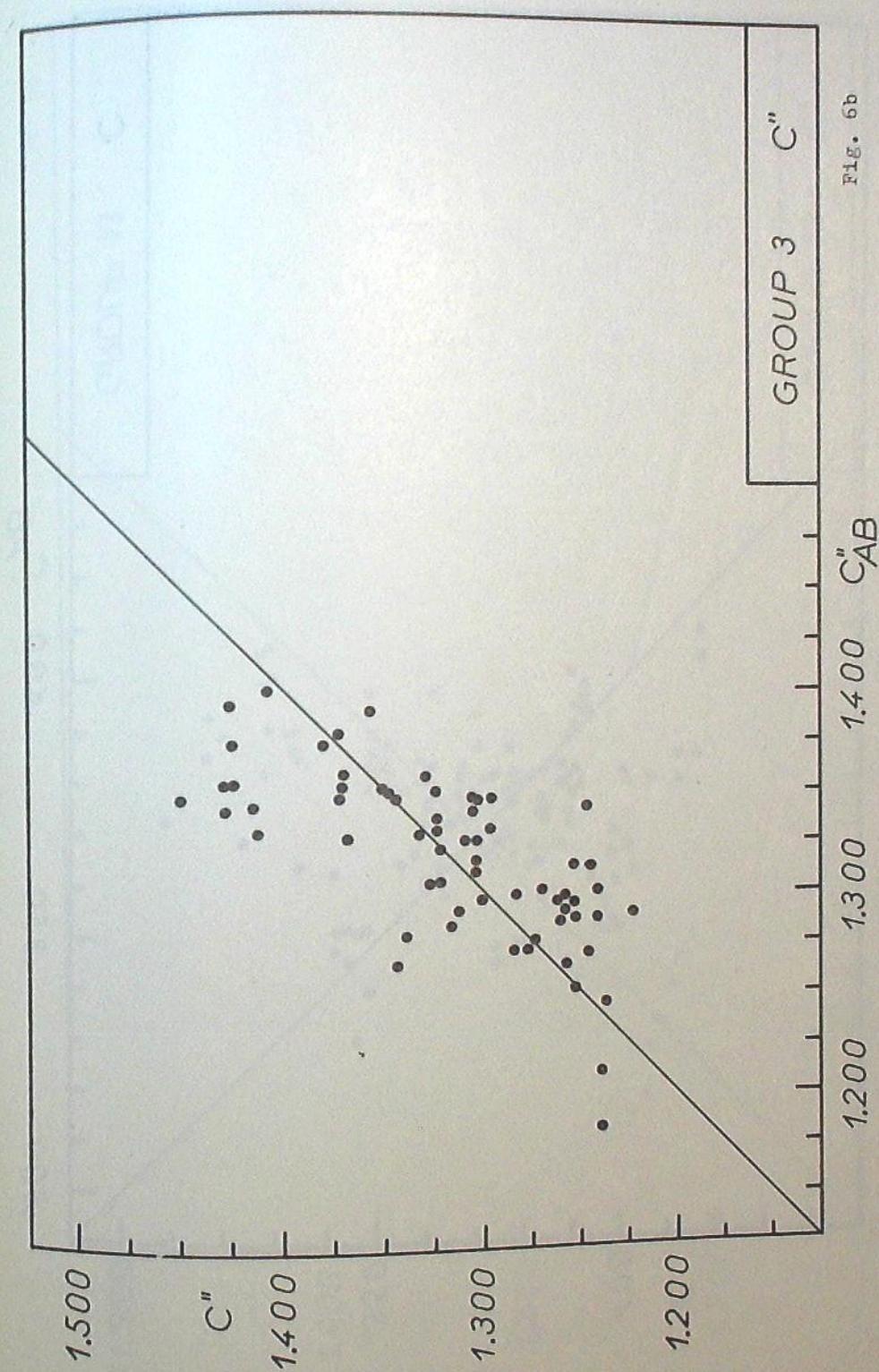
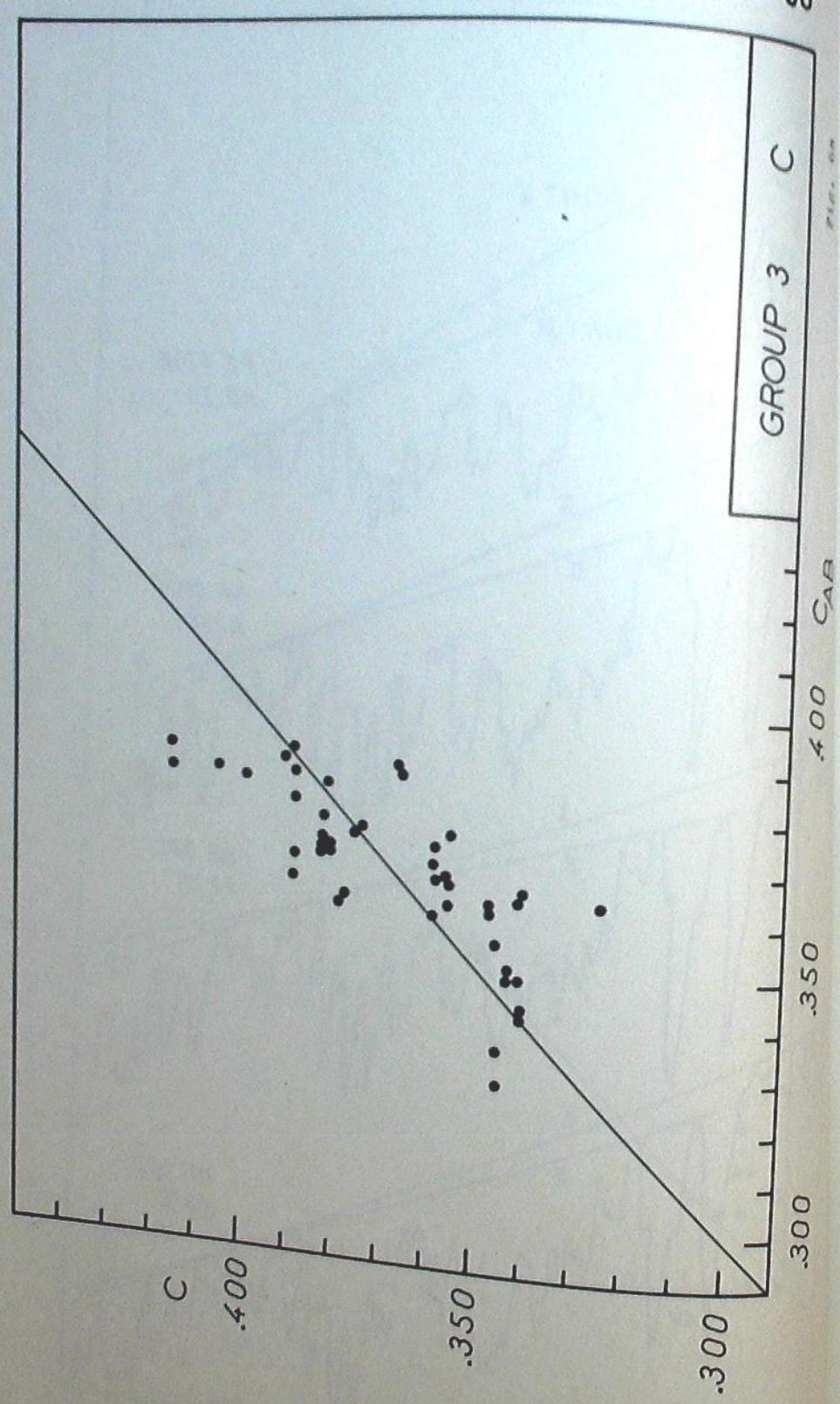


FIG. 4c

GROUP 16  $M_V$ GROUP 17  $M_V$





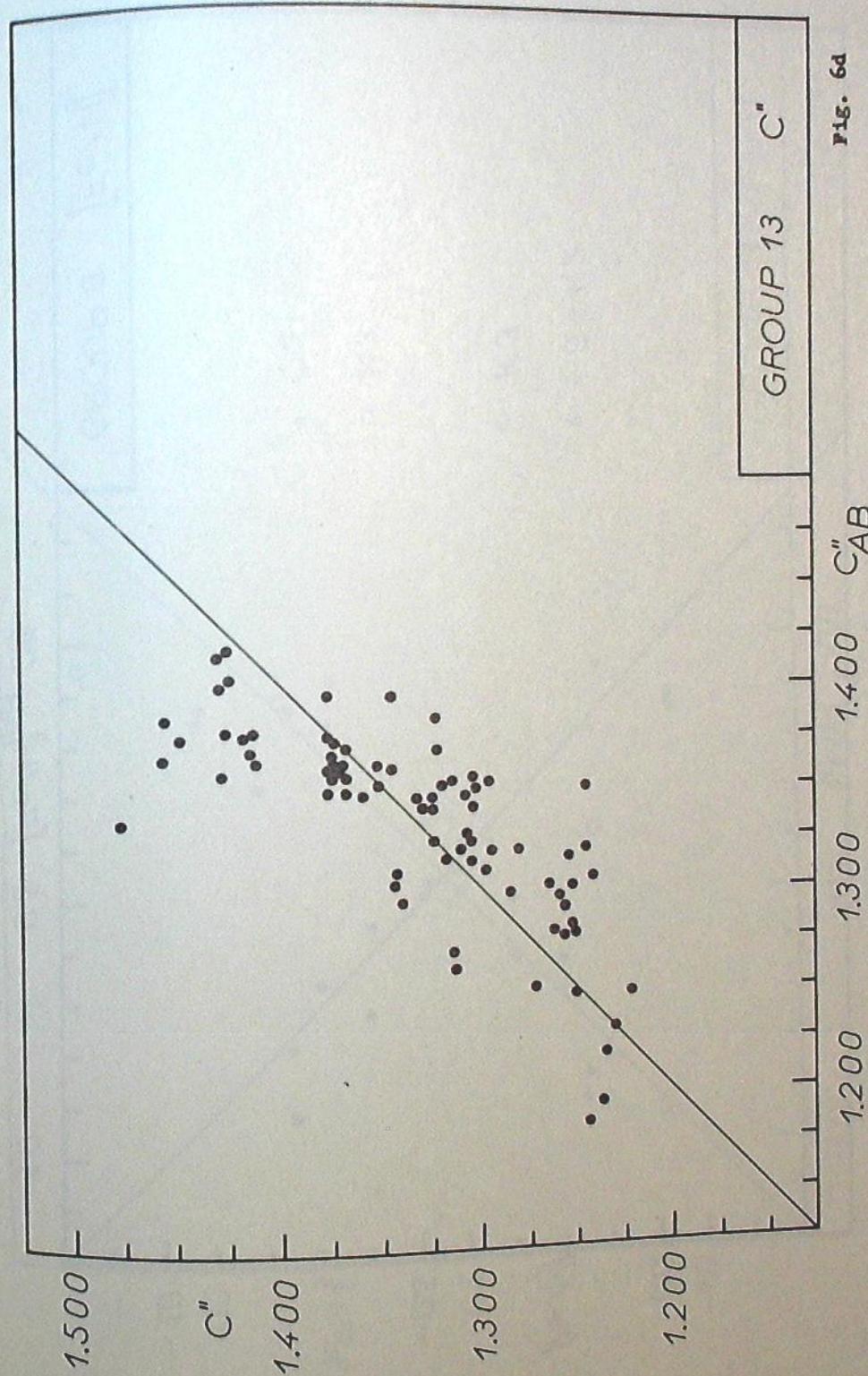
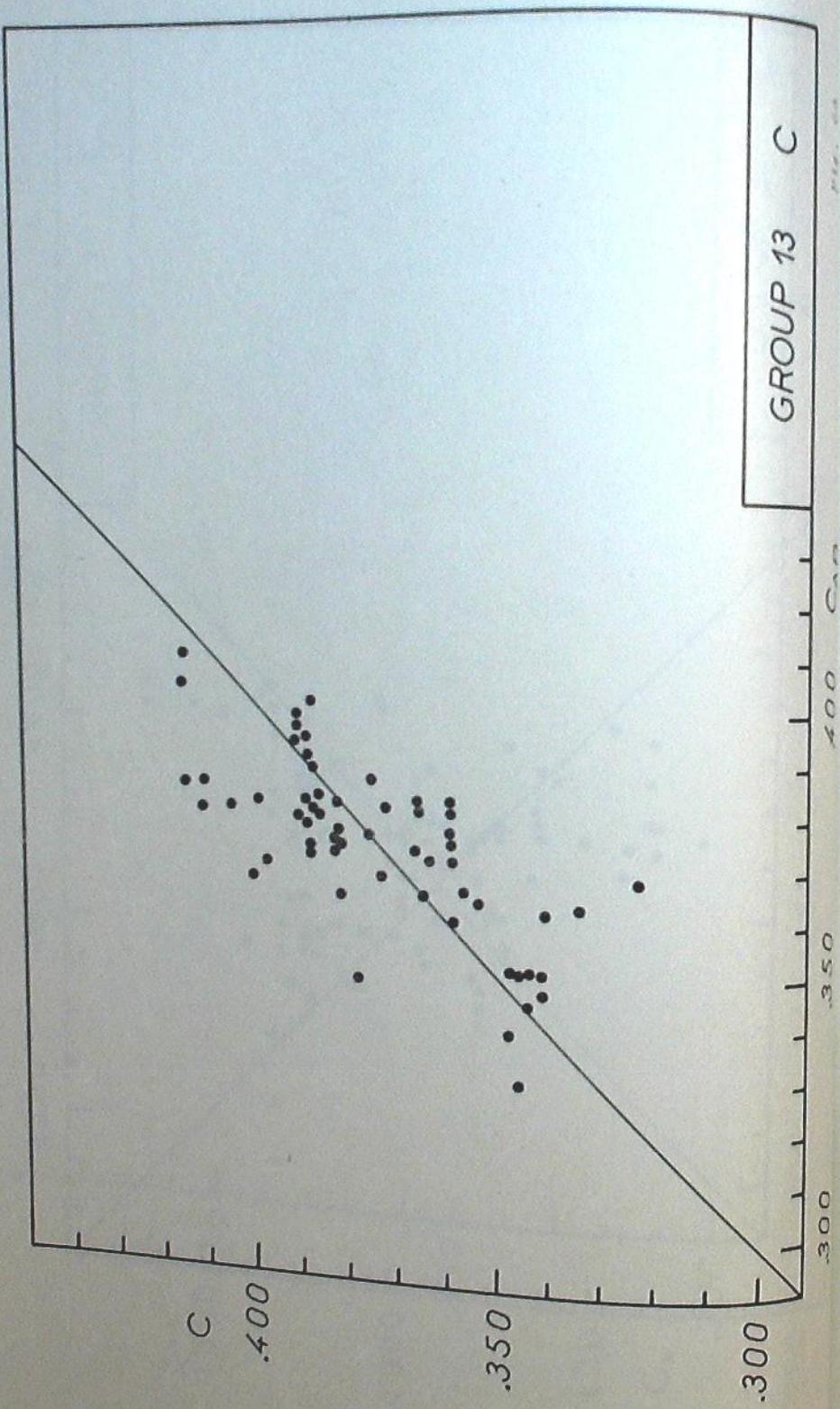


Fig. 6d

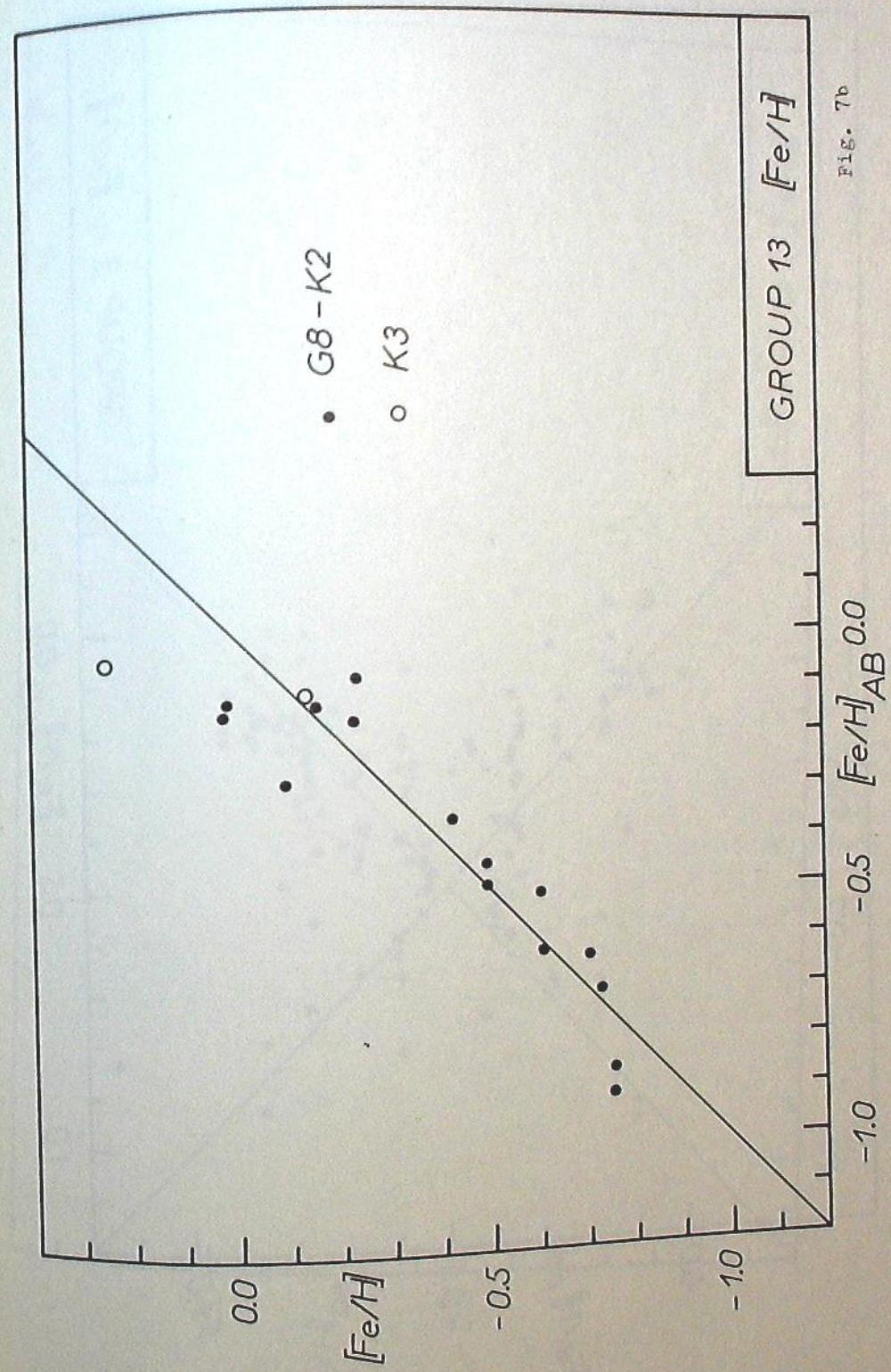
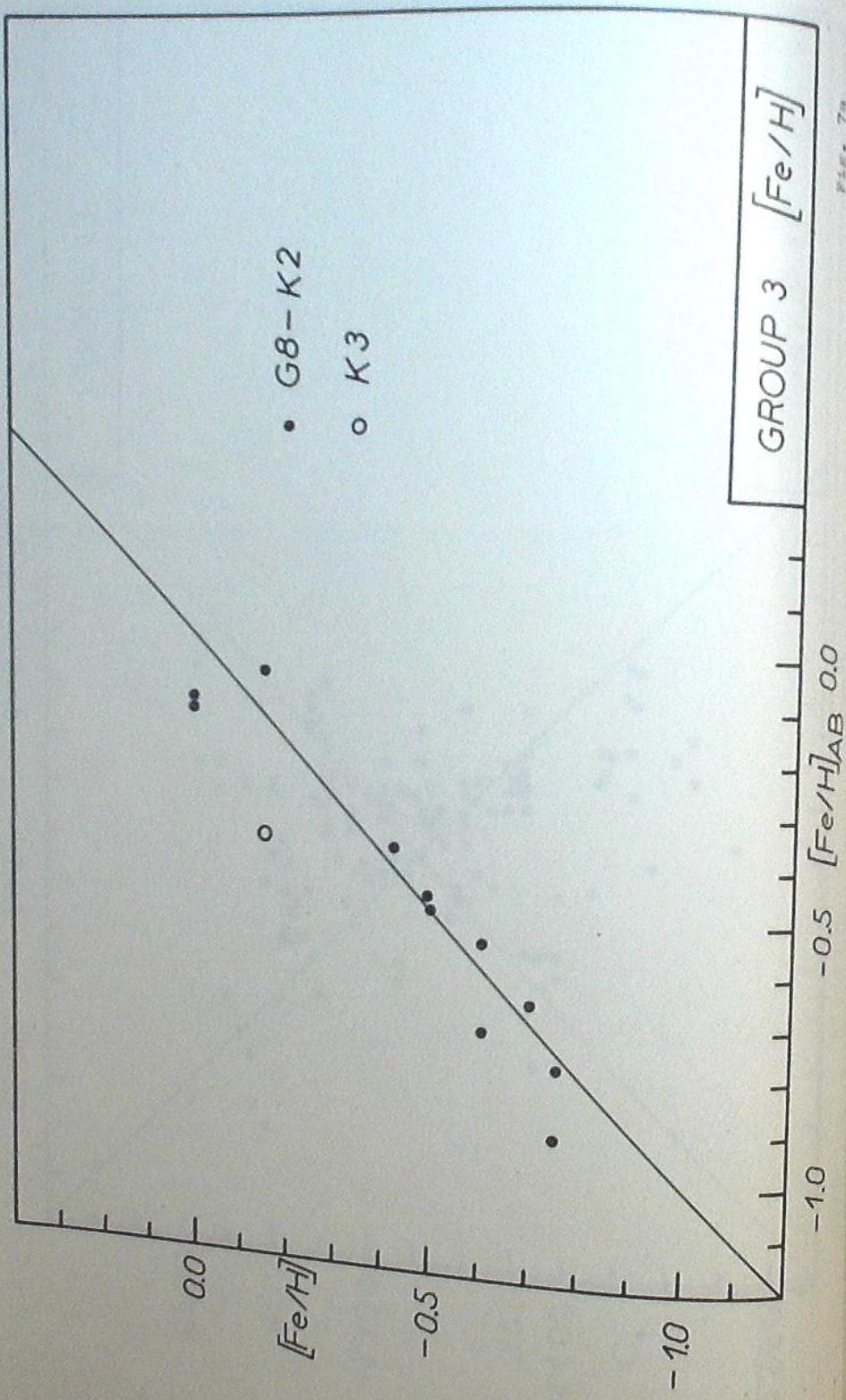
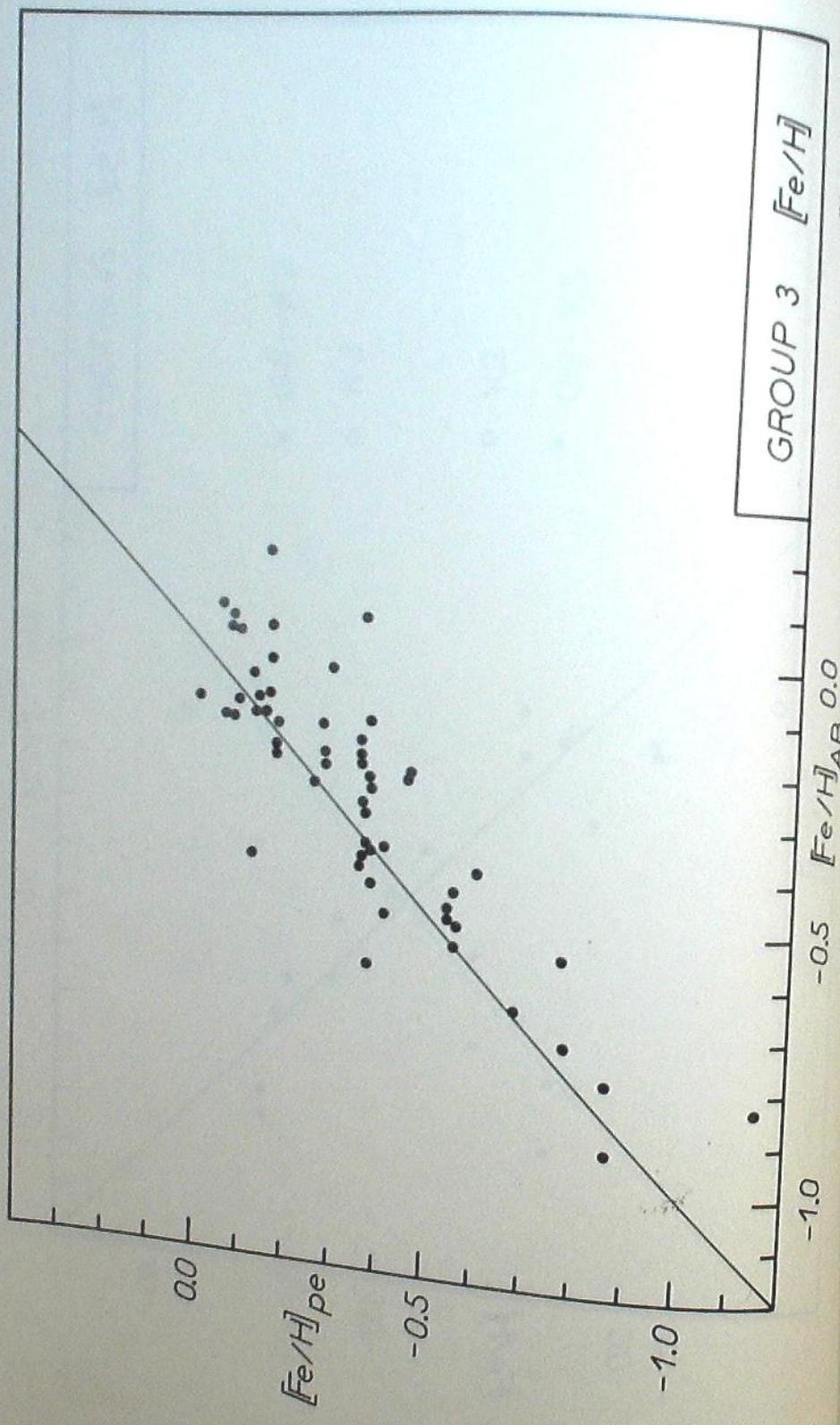
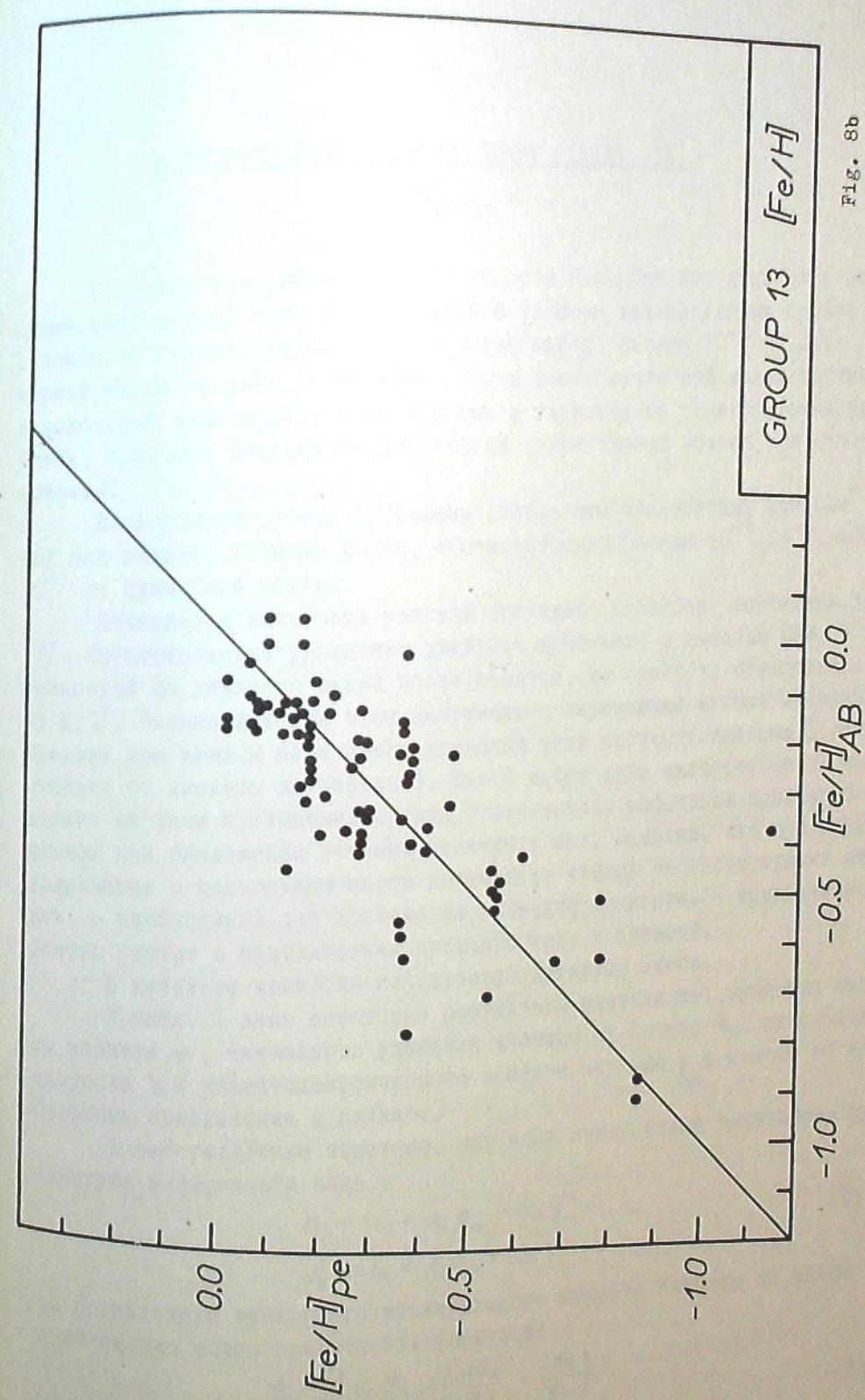


Fig. 7b

GROUP 3  $[Fe/H]$ GROUP 13  $[Fe/H]$

К ВОПРОСУ О СУТОЧНОМ ВРАЩЕНИИ ПЛАНЕТ. II.

Р.И.КИЛАДЗЕ

В предыдущих работах [1], [2] автором построен класс орбит в ограниченной задаче трех тел, названный классом квазикруговых орбит; рассмотрен случай, когда планета имеет массу, равную  $10^{-3}$  от суммарной массы системы и показано, что в этом случае рой малых частиц, в некоторый начальный момент времени движущихся по квазикруговым орбитам, приносит планете отрицательный вращательный момент при столкновении.

В настоящей работе приведены результаты аналогичных вычислений для планет, имеющих массы, соответственно равные  $10^{-4}, 10^{-5}$  и  $10^{-6}$  от суммарной массы.

Вычисление начальных условий проведено способом, описанным в [1]. Интегрирование уравнений движения выполнено с помощью ЭВМ с точностью до девятого знака после запятой, по способу, предложенному в [3]. Вычисления при этом выполнены с переменным шагом: интервал времени при каждом шаге интегрирования взят пропорциональным  $S$  (расстояние от планеты до частицы). Такой выбор шага интегрирования позволяет на всем протяжении орбиты ограничиться небольшим количеством членов при разложении искомых величин в ряд. Заметим, что при интегрировании с постоянным шагом количество членов соответствующих рядов, — необходимое для достижения заданной точности, — чрезвычайно быстро растет с приближением третьего тела к планете.

В качестве контроля использован интеграл Якоби.

В табл. I даны некоторые результаты вычислений: значения массы планеты  $\mu$ , начального удаления частицы от Солнца  $R_0$ , начальной скорости  $V_0$  и планетоцентрического момента частицы  $q_m$  в момент её наибольшего приближения к планете.

В работе [2] было показано, что если между этими величинами существуют зависимости вида:

$$R_0 = a_0 + a_1 q_m + a_2 q_m^2 + \dots, \quad (1)$$

$$V_0 = b_0 + b_1 q_m + \dots,$$

то производную суммарного вращательного момента планеты по массе приближенно можно представить формулой:

$$\frac{1}{\pi_0} \cdot \frac{dQ}{d\mu} \approx \frac{2}{3} \mu \left( \frac{2a_2}{a_1} + \frac{b_1}{b_0} \right), \quad (2)$$

где  $r_0$  обозначает радиус планеты (в единицах расстояния планеты Солнца).

## Таблица

$\mu$	$R_o$	$V_o$	$q_m \cdot 10^6$	$R_o$	$V_o$	$q_m$
	0.941 808 30	-0.088 529 98	+449.5	I.058 637 I4	+0.086 808 25	+89
	0.940 662 I8	-0.090 303 57	+225.4	I.060 I79 62	+0.089 054 92	+57
$10^{-4}$	0.939 519 54	-0.092 072 9I	+ 22.8	I.063 275 42	+0.093 568 24	+ 16
	0.939 382 08	-0.092 285 84	- 0.2	I.063 380 37	+0.093 72I 03	- 0
	0.938 380 32	-0.093 838 04	-I56.8	I.064 832 8I	+0.095 834 95	-208
	0.937 244 60	-0.095 598 95	-3I0.2	I.066 395 92	+0.098 I08 42	-390,
	0.97I 076 04	-0.043 698 42	+ 68.8	I.029 872 36	+0.044 490 49	+ 46,
$10^{-5}$	0.970 333 34	-0.044 829 40	+ 4.9	I.030 303 I2	+0.045 I27 28	+ I0,
	0.970 270 80	-0.044 924 66	- 0.I	I.030 443 22	+0.045 334 35	- 0.
	0.969 592 06	-0.045 958 66	- 49.5	I.030 734 36	+0.045 764 6I	- 2I,5
	0.986 497 6I	-0.020 32I 85	+ 28.0	I.0I3 558 98	+0.020 27I I8	+ 32.8
	0.986 III I8	-0.020 905 56	+ I0.5	I.0I3 972 9I	+0.020 877 84	+ I3.7
$10^{-6}$	0.985 853 74	-0.02I 294 44	+ 0.3	I.0I4 249 08	+0.02I 299 23	+ 2.6
	0.985 596 49	-0.02I 683 I2	- 8.6	I.0I4 3I7 32	+0.02I 400 88	+ 0.I
	0.985 2I0 93	-0.022 265 77	- I8.7	I.0I4 525 44	+0.02I 7I0 84	- 7.I
	0.984 825 74	-0.022 847 96	- 25.4	I.0I4 80I 99	+0.022 I22 68	- I5.2

Значения величин  $a_i, b_i$ , вычисленных с помощью данных табл. I, приведены в табл. 2. Определение величин  $a_i, b_i$  выполнено отдельно для двух потоков (внутреннего и внешнего) частиц; данные расположены левой и правой половине табл. 2, соответственно.

### Таблица

$\mu$	$a_0$	$a_1$	$a_{2x}$	$b_0$	$\mu b_1$	$a_0$	$a_1$	$a_{2x}$	$b_0$	$\mu b_1$	Таблица 2
$10^{-4}$	1.0634	-6.4	0.25	+0.094	-0.00087	0.9394	6.0	-0.19	-0.092	+0.0009	
$10^{-5}$	1.0304	-12.9	0.20	+0.045	-0.00020	0.9703	12.9	-0.17	-0.045	+0.0001	
$10^{-6}$	1.0143	-27	0.25	+0.021	-0.00004	0.9858	27	-0.19	-0.021	+0.0000	

С помощью данных табл. 2 нетрудно вычислить правую часть (2) для различных значений массы. Соответственные значения для внутреннего и внешнего потоков, а также их средние приведены в табл. 3. Замечательно

## К вопросу о суточном вращении планет. II.

что правая часть (2) оказывается почти одинаковой для обоих потоков при всех значениях массы планеты.

Таблица 2

$\mu$	Внутренний поток	Внешний поток	Среднее
$10^{-4}$	-0.049	-0.058	-0.053
$10^{-5}$	-0.020	-0.024	-0.022
$10^{-6}$	-0.011	-0.014	-0.012

Как видно из табл. 3, при всех значениях массы планеты величина вращательного момента, приносимого частицами, оказывается отрицательной, а по порядку величины данные табл. 3 оказываются равными значениям  $\frac{1}{\tau_0} \cdot \frac{Q}{\mu}$ , взятым для планет (за исключением Меркурия и Венеры).

Это означает, что малые частицы, движущиеся по круговым орбитам, могут сообщить планете только обратное вращение со скоростью, близкой к современным скоростям вращения.

Сентябрь, 1968

ଅଲ୍ପରୀତିରେ କାହାରୁଙ୍ଗିରେ ରହିଥାଏଇ କ୍ଷୁଦ୍ରମାନ୍ଦ୍ୟରେ ଆଶ୍ରମିତ୍ତରେ ଆମେ ଯାଏଇଲୁ. ॥

6-3001d

(၁၇၈၀၂၀)

ON THE AXIAL ROTATIONS OF PLANETS. II.

B. T. KTLADZ

### (Summary)

The motion of a particle having small mass in the Sun's and planet's gravitation field has been studied. The derivative of the planet's kinetic moment with respect to the mass has been computed, for the planet mass values  $10^{-4}$ ,  $10^{-5}$  and  $10^{-6}$ .

## Цитированная литература

1. Киладзе Р.И. Об одном классе орбит в ограниченной задаче трех тел. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1965, 32, 209.
2. Киладзе Р.И. К вопросу о суточном вращении планет. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1965, 32, 223.
3. Steffensen I.F. On the restricted problem of three bodies. Kong. Danske Videnskab. Selskab. Mat.-fys. Medd. 1956, 30, N.18.

БЮЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

К ВОПРОСУ О СУТОЧНОМ ВРАЩЕНИИ ПЛАНЕТ. III.

Р.И. КИЛАДЗЕ

Введение. В предыдущих работах [1], [2], [3], автором рассмотрен процесс приобретения вращательного момента планетой при столкновении её с частицами, движущимися по квазикруговым орбитам (в ограниченной задаче трех тел). Был сделан вывод, что такие частицы передают планете отрицательный момент вращения, т.е. планета, сформированная из частиц, движущихся по квазикруговым орбитам, должна обладать обратным вращением.

В настоящей работе проведено аналогичное исследование для случая частиц, движущихся по эллиптическим орбитам с небольшим эксцентриситетом.

Недавно в литературе появились подобные работы, выполненные для малых значений массы планеты [4], [5]. При этом автор для вычисления начальных данных пользуется другими принципами, по сравнению с изложенным ниже. Тем не менее, результаты этих работ качественно совпадают с результатами наших вычислений, что и следовало ожидать.

Определение начальных данных. Строго говоря, понятие большой полуоси, эксцентриситета и других элементов орбиты имеет смысл только в случае двух тел. В более сложных задачах появляется некоторый произвол, связанный с проблемой выбора системы координат.

В целях преодоления указанной трудности будем придерживаться принципов, аналогичных изложенным в [1].

Как и в [1], рассмотрим движение тела исчезающей малой массы во вращающейся системе координат, относительно которой Солнце имеет координаты  $(0,0)$ , а координаты планеты суть  $(-1, 0)$  в течение всего времени. Предполагается, что планета движется по круговой орбите. За единицу массы выберем сумму масс Солнца и планеты. Массу планеты обозначим через  $\mu$ .

При этих условиях интегралу Якоби можно придать следующий вид:

$$\text{где } \left( \frac{dx}{dt} \right)^2 + \left( \frac{dy}{dt} \right)^2 = (1-\mu) \left( R^2 + \frac{2}{R} \right) + \mu \left( r^2 + \frac{2}{r} \right) - C, \quad (1)$$

$$R = \sqrt{x^2 + y^2}, \quad (2)$$

$$r = \sqrt{(x+1)^2 + y^2}$$

Рассмотрим движение частицы в некоторый момент, когда  $y=0$  и  $x>0$ .

В этом случае интеграл Якоби принимает вид:

$$\left(\frac{dx}{dt}\right)^2 + \left(\frac{dy}{dt}\right)^2 = (1-\mu)(x^2 + \frac{2}{x}) + \mu\left[(x+1)^2 + \frac{2}{x+1}\right] - C. \quad (3)$$

Функция, стоящая в правой части (3), имеет один минимум в интервале  $(0, \infty)$ . Соответствующая координата  $A$ , очевидно, должна являться корнем уравнения :

$$(1-\mu)(A - \frac{1}{A^2}) + \mu\left[A + 1 - \frac{1}{(A+1)^2}\right] = 0, \quad (4)$$

Откуда

$$A = 1 - \frac{7}{12}\mu - \frac{1127}{20736}\mu^2 + \dots \quad (5)$$

В дальнейшем удобнее будет пользоваться интегралом Якоби в форме:

$$C_1 + \left(\frac{dx}{dt}\right)^2 + \left(\frac{dy}{dt}\right)^2 = (x-A)^2 \left[1 + \frac{2(1-\mu)}{A^2 x} + \frac{2\mu}{(A+1)^2(x+1)}\right], \quad (6)$$

где

$$C_1 = C - (1-\mu)(A^2 + \frac{2}{A}) - \mu\left[(A+1)^2 + \frac{2}{A+1}\right]. \quad (7)$$

Чтобы выразить величины  $x$ ,  $\frac{dx}{dt}$  и  $\frac{dy}{dt}$  через элементы орбиты  $a, e, E$ , поступим следующим образом.

Рассмотрим предельный случай, когда  $\mu \rightarrow 0$ . При этом длина радиус-вектора  $\rho$ , радиальная составляющая скорости  $\frac{d\rho}{dt}$  и её тангенциальная составляющая  $V_t$  связаны с элементами орбиты следующими соотношениями :

$$\rho = a \cdot (1 - e \cdot \cos E), \quad (8)$$

$$\frac{d\rho}{dt} = \frac{\sqrt{a} \cdot e \cdot \sin E}{\rho}, \quad (9)$$

$$V_t = \frac{\sqrt{a(1-e^2)}}{\rho} - \rho. \quad (10)$$

В случае круговых орбит вместо (10) имеем :

$$V_c = \frac{1}{\sqrt{a}} - a. \quad (II)$$

Формулы (8), (9), (10) и (II) легко получаются путем рассмотрения задачи двух тел.

Аналогичные зависимости будем искать для более общего случая, когда  $\mu \neq 0$ .

Для этого воспользуемся интегралом Якоби для случая двух тел:

$$C_1 + \left(\frac{d\rho}{dt}\right)^2 + V_t^2 = \rho^2 + \frac{2}{\rho}, \quad (12)$$

который получается из (6) при  $\mu=0$  и заменой величин  $x$ ,  $\frac{dx}{dt}$ ,  $\frac{dy}{dt}$ , на  $\rho$ ,  $\frac{d\rho}{dt}$  и  $V_t$ , соответственно. При установлении зависимости величин  $x$ ,  $\frac{dx}{dt}$  и  $\frac{dy}{dt}$  от величин  $\rho$ ,  $\frac{d\rho}{dt}$ ,  $V_t$  (или  $\alpha, e, E$ ) мы будем руководствоваться следующими принципами.

1. Существует взаимнооднозначная зависимость между величинами  $x$  и  $\rho$  в интервале  $(0, \infty)$ ; причем, когда  $\mu \rightarrow 0$ , то  $x \rightarrow \rho$ .

2. В рассматриваемом нами частном случае (когда  $y=0$ )  $\frac{dx}{dt}$  соответствует радиальной составляющей скорости, а  $\frac{dy}{dt}$  — её тангенциальной составляющей.

3. Если в задаче двух тел при некотором положении малого тела тангенциальная составляющая её скорости численно равна круговой скорости для данной точки пространства, то в соответствующей задаче трех тел величина  $\frac{dy}{dt}$  также равна скорости движения по квазикруговой орбите, проходящей через данную точку.

4. Постоянная Якоби  $C_1$  является функцией от величин  $\mu, a, e$ , но не зависит от  $E$ .

Для установления зависимости между величинами  $x$  и  $\rho$  приравниваем правые части (6) и (12) :

$$(x-A)^2 \left[1 + \frac{2(1-\mu)}{A^2 x} + \frac{2}{(A+1)^2(x+1)}\right] = (\rho-1)^2 \left(1 + \frac{2}{\rho}\right). \quad (13)$$

Легко видеть, что принцип I удовлетворяется теми решениями уравнения (13), для которых выполняются условия :

$$\begin{cases} x > A, \text{ когда } \rho > 1 \text{ и} \\ x < A, \text{ когда } \rho < 1. \end{cases} \quad (14)$$

Величину  $\rho$ , определенную таким образом, назовем приведенной величиной радиуса-вектора.

Для нахождения величины  $\frac{dx}{dt}$  дифференцируем равенство (13) :

$$\left\{(1-\mu)\left(x - \frac{1}{x^2}\right) + \mu\left[x + 1 - \frac{1}{(x+1)^2}\right]\right\} \frac{dx}{dt} = \left(\rho - \frac{1}{\rho^2}\right) \frac{d\rho}{dt}; \quad (15)$$

при этом мы воспользовались принципом 2.

Подставляя (9) в (15), находим :

$$\frac{dx}{dt} = \frac{\left(1 - \frac{1}{\rho^2}\right) \sqrt{a} e \cdot \sin E}{(1-\mu)\left(x - \frac{1}{x^2}\right) + \mu\left[x + 1 - \frac{1}{(x+1)^2}\right]} \quad (16)$$

Величина  $\frac{dy}{dt}$  получается подстановкой (13) в (6) :

$$\frac{dy}{dt} = \sqrt{(\rho-1)^2 \left(1 + \frac{2}{\rho}\right) - \left(\frac{dx}{dt}\right)^2} - C_1. \quad (17)$$

Для определения величины  $C_1$  воспользуемся принципом 3. Применим данный принцип к (10) и (II), находим:

$$\frac{\sqrt{a(1-e^2)}}{\rho_0} - \rho_0 = \frac{1}{\sqrt{\rho_0}} - \rho_0, \quad (18)$$

откуда

$$\rho_0 = \alpha(1 - e^2). \quad (19)$$

Подстановка (19) в (8) дает:

$$\cos E_0 = e. \quad (20)$$

Здесь, как и в дальнейшем, нулевым индексом отмечены величины, относящиеся к точке орбиты, где тангенциальная составляющая скорости равна круговой скорости.

Для установления зависимости  $\frac{dy}{dt}$  от  $\rho$  в случае квазикруговых орбит воспользуемся (14) и (22) из [1], которые в случае, когда  $y = 0$ , принимают вид:

$$v^2 \frac{dx}{du} = x(1 + 2v)^2 + \mu - \frac{1-\mu}{x^2} - \frac{\mu}{(x+1)^2}, \quad (21)$$

$$v \frac{dx}{du} = -\frac{7}{2}\mu + \frac{7}{2}\mu^2 - \frac{4655}{384}\mu^3 + \mu v\left(\frac{15}{4} - \frac{2471}{48}\mu\right) + \mu v^2\left(-\frac{107}{6} + \frac{19319}{36}\mu\right) + \frac{883}{12}\mu v^3 - \frac{42335}{162}\mu v^4, \quad (22)$$

где

$$v = \frac{1}{2x} \cdot \frac{dy}{dt}. \quad (23)$$

Исключив из (21) и (22)  $\frac{dx}{du}$  и используя (13) и (23), получаем формулу, аналогичную (II):

$$\frac{dy}{dt} = \left(1 - \frac{7}{12}\mu + \frac{371}{1152}\mu^2\right)\rho + \left(\frac{479}{864}\mu - \frac{25193}{3456}\mu^2\right)\rho^2 - \frac{1229}{1296}\mu\rho^3 + \frac{38627}{31104}\mu\rho^4 - \frac{2545}{2592}\mu\rho^5 + \dots \quad (24)$$

Здесь введено обозначение:

$$P = \frac{1}{\sqrt{\rho}} - \rho. \quad (25)$$

Формула (24), очевидно, устанавливает также зависимость между  $\frac{dy}{dt}$  и  $\rho_0$ .

Подставляя значения величин  $\rho_0$ ,  $\frac{dx_0}{dt}$  и  $\frac{dy_0}{dt}$ , определяемых с помощью (13), (16), (19), (20) и (24), в (17), получим величину  $\alpha$ . После этого, воспользовавшись принципом 4, с помощью формулы (17) можно найти величину  $\frac{dy}{dt}$  для различных значений  $E$ . Практически, когда  $\rho$  мало отличается от единицы, вместо (13) удобнее пользоваться приближенным равенством, являющимся решением (13) относительно  $x$ :

$$x = \lambda + m\left(1 - \frac{7}{24}\mu - \frac{7}{1152}\mu^2 - \frac{49}{27648}\mu^3\right) + m^2\left(\frac{25}{144}\mu + \frac{7}{3456}\mu^2\right) + m^3\left(-\frac{25}{288}\mu + \frac{185}{4472}\mu^2\right) + \frac{59}{1728}\mu m^4 - \frac{1}{128}\mu m^5. \quad (26)$$

Здесь введено обозначение:

$$m = \rho - 1. \quad (27)$$

Аналогично, вместо (16) можно приближенно считать:

$$\frac{dx}{dt} = \left\{1 - \frac{7}{24}\mu - \frac{7}{1152}\mu^2 - \frac{49}{27648}\mu^3 + \left(\frac{25}{72}\mu + \frac{7}{1728}\mu^2\right)m + \left(-\frac{25}{96}\mu + \frac{185}{13824}\mu^2\right)m^2 + \frac{59}{432}\mu m^3 - \frac{5}{128}\mu m^4\right\} \frac{\sqrt{a}e \sin E}{\rho}. \quad (28)$$

И, наконец, подставляя (19), (24) и (28) в (17), - с учетом (25), - получим:

$$C_1 = \frac{1}{\alpha} + 2\sqrt{\rho_0} - 3 + \mu\rho_0^2 \left[ \left(\frac{7}{6} - \frac{63}{64}\mu\right) + \left(-\frac{479}{432} + \frac{19733}{1296}\mu\right)\rho_0 + \frac{1229}{648}\rho_0^2 - \frac{38627}{15552}\rho_0^3 + \frac{2548}{1290}\rho_0^4 \right] + \mu \frac{e^2}{\rho_0} \left[ \left(\frac{7}{12} - \frac{7}{96}\mu\right) + \left(-\frac{25}{36} + \frac{7}{36}\mu\right)m_0 + \left(\frac{25}{48} - \frac{1235}{6912}\mu\right)m_0^2 - \frac{59}{216}m_0^3 + \frac{5}{64}m_0^4 \right]. \quad (29)$$

Следовательно, начальные данные находятся в следующем порядке: формула (8) дает величину  $\rho$ , посредством которой получаем  $x$  и  $\frac{dx}{dt}$  с помощью (26) и (16) или (28); далее, из (19) получаем  $\rho_0$ , а с помощью (29) вычисляем  $C_1$ , после чего из (17) получается  $\frac{dy}{dt}$ .

Выбор орбит. Как было показано в работах [2], [3], [4], частицы, движущиеся по квазикруговым орбитам, встречают планету в виде нескольких потоков. В каждом потоке можно выделить одну орбиту, двигаясь по которой, частица приносит планете нулевой момент; в конечном же счете частицы, приносящие отрицательный момент, оказываются в большинстве.

Посмотрим, как обстоит дело с частицами, движущимися по эллиптическим орбитам с небольшим эксцентриситетом.

В настоящей работе будут рассмотрены лишь орбиты, имеющие большие полуоси, равные приведенному радиусу квазикруговой орбиты, двигаясь по которой, частица имеет нулевой момент относительно планеты при встрече с ней. Из результатов работ [2], [3] для каждого значения массы (с помощью интерполирования) можно получить по два значения начальной координаты  $x_i$ , соответствующих подобным орбитам. Переход к соответствующему значению  $\alpha$  можно осуществить с помощью формулы (13), предварительно заменив в ней  $\rho$  на  $\alpha$ .

Значения величин  $\alpha$ , полученных таким путем для различных  $\mu$ , даны в табл. I.

$\mu$	$x_1$	$x_2$	$a_1$	$a_2$
$10^{-3}$	0.884 351 0	I.122 575 0	0.884 898 4	I.123 191 8
$10^{-4}$	0.939 382 1	I.063 380 4	0.939 438 6	I.063 440 5
$10^{-5}$	0.970 271 7	I.030 443 2	0.970 277 4	I.030 449 1
$10^{-6}$	0.985 853 7	I.014 317 3	0.985 854 3	I.014 317 9

Рассмотрим в задаче двух тел совокупность частиц, движущихся по орбитам, имеющим равные большие полуоси и эксцентриситеты.

Легко видеть, что во вращающейся системе координат соответствующее семейство орбит можно получить путем поворота какой-нибудь орбиты на некоторый угол  $\alpha_0$  относительно начала координат (сдвигом орбиты по азимуту).

При повороте на некоторый угол (обозначим его через  $\Delta\alpha_0$ ), траектория частицы вновь совпадет сама с собой. Нетрудно видеть, что

$$\Delta\alpha_0 = 2\pi(1 - a^{-5/2}). \quad (30)$$

Совокупность орбит, для которых величина  $\alpha_0$  меняется от 0 до  $\Delta\alpha_0$ , очевидно, охватит все орбиты, имеющие заданные значения  $a$  и  $e$ . При этом, если большие полуоси этих орбит ориентированы в пространстве случайным образом и если моменты прохождения частиц через перигелий являются случайными величинами, то функция распределения орбит по  $\alpha_0$  должна быть постоянной величиной.

Если удастся построить функцию зависимости величины кинетического момента частицы в точке наибольшей близости к планете от  $\alpha_0$  (при постоянном  $a$  и  $e$ ):

$$q_m = f(\alpha_0), \quad (31)$$

то средний момент, приносимый всеми частицами данного потока, будет:

$$\bar{q}_m = \frac{1}{\Delta\alpha_0} \int_0^{\Delta\alpha_0} f(\alpha_0) d\alpha_0, \quad (32)$$

где  $\Delta\alpha_0$  определяется из (30).

Полный момент, приносимый частицами данного потока в единицу времени, будет равен (с точностью до постоянного множителя, зависящего от плотности вещества в пространстве) произведению выражения (32) на среднюю относительную скорость частиц  $\bar{V}$ :

$$Q = \bar{V} \cdot \bar{q}_m \quad (33)$$

Величину  $\bar{V}$  можно вычислить по формуле:

$$\bar{V} = \ell \left( \frac{1}{a^{5/2}} - 1 \right), \quad (34)$$

где

$$\ell = a \int_0^{2\pi} \sqrt{1 - e^2 \sin^2 \varphi} d\varphi \quad (35)$$

является длиной эллиптической орбиты.

Подставляя (30), (32), (34) в (33), получаем:

$$Q = \frac{1}{2\pi\sqrt{a}} \int_0^{2\pi} \sqrt{1 - e^2 \sin^2 \varphi} d\varphi \int_0^{\Delta\alpha_0} f(\alpha_0) d\alpha_0 = \frac{1 - \frac{1}{4}e^2 - \frac{3}{64}e^4}{\sqrt{a}} \int_0^{\Delta\alpha_0} f(\alpha_0) d\alpha_0 \quad (36)$$

Практически, при построении орбит, вместо зависимости (31) получаем зависимость величины  $q_m$  от эксцентрисической аномалии  $E$ . Чтобы получить зависимость вида (31), необходимо установить зависимость  $\alpha_0$  от  $E$ .

Рассмотрим с этой целью изменение угла  $\alpha$  между большой полуосью орбиты и осью X с изменением времени  $t$  в задаче двух тел. Для определенности будем отсчитывать время с момента прохождения частицы через перигелий; это означает, что  $\alpha_0 = 0$  для частицы, которая пересекает ось X при прохождении через перигелий. Так как среднее движение планеты считаем равным единице, то искомой зависимостью будет:

$$\alpha = \alpha_0 + t. \quad (37)$$

Уравнение Кеплера при этом принимает вид:

$$E - e \cdot \sin E = a^{-3/2} t. \quad (38)$$

Очевидно, в момент пересечения частицей оси X величина  $\alpha_0$  будет равна величине истинной аномалии  $v$ :

$$\alpha_0 = v. \quad (39)$$

Исключая из (37), (38) и (39) величины  $\alpha$  и  $t$ , получим:

$$\alpha_0 = v - a^{3/2}(E - e \cdot \sin E). \quad (40)$$

Величину  $v$  можно определить с помощью формулы, известной из теоретической астрономии:

$$\operatorname{tg} \frac{v}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{E}{2}. \quad (41)$$

Формулы (40) и (41) устанавливают искомую зависимость  $\alpha_0$  от  $E$ . В случае небольших  $e$  вместо (41) удобнее пользоваться формулой:

$$\operatorname{tg} \frac{v-E}{2} = \frac{e \cdot \sin E}{1 + \sqrt{1-e^2} - e \cdot \cos E} = \frac{\delta \sin E}{1 - \delta \cos E}, \quad (42)$$

где

$$\delta = \frac{e}{1 + \sqrt{1 - e^2}}. \quad (43)$$

Руководствуясь принципами, изложенными в предыдущей главе, формулы (40), (41), (42) и (43) можно распространить также и на задачу трех тел.

В таблице 2 приведено несколько значений величин  $\alpha_0$  и  $q_m$  для

$e = 0.001$ ,  $e = 0.05$  и двух значений величины  $a$ , взятых из табл. I.

Аналогичные расчеты проведены также для значений эксцентриситета:  $e = 0.03, 0.01$  и  $0.003$  (при фиксированном значении величины большой полуоси). Всего рассчитано 125 орбит по данной программе.

Таблица 2

E	$\alpha = 0.884\ 898\ 4$		$\alpha = 1.123\ 191\ 8$	
	$\alpha_o$	$q_m \cdot 10^4$	$\alpha_o$	$q_m \cdot 10^4$
-3.141 593	-0.526 483	-17	+0.598 055	+ 60
-2.390 323	-0.464 895	+19	+0.378 509	+239
-1.620 734	-0.363 075	+101	+0.199 194	- 37
-0.822 024	-0.205 526	+161	+0.075 608	+ 26
0.000 000	0.000 000	- 36	0.000 000	+143
+0.822 024	+0.205 526	+118	-0.075 608	+190
+1.620 734	+0.363 075	- 1	-0.199 194	+109
+2.390 323	+0.464 895	- 30	-0.378 509	- 28
+3.141 593	+0.526 483	-17	-0.598 055	+ 60

На рис. I приведены графики зависимости величины  $\frac{q_m}{e}$  от  $\alpha_o$  для семейства орбит  $\alpha = 0.8848984$  при различных значениях  $e$ . Как видно из рис. I, при малых эксцентриситетах график представляет собой кривую, похожую на синусоиду, имеющую один максимум и один минимум в интервале  $[-\frac{\alpha_o}{2}, \frac{\alpha_o}{2}]$ . При увеличении эксцентриситета орбит, на месте минимума начинает появляться вторичный максимум, который уже при умеренном значении эксцентриситета (в данном случае 0.03), сильно меняет вид функции  $q_m(\alpha_o)$  вплоть до того, что при  $e=0.05$  значение  $q_m = 0$  достигается для четырех значений  $\alpha_o$ .

Аналогичная картина наблюдается для семейства орбит, соответствующих  $\alpha = 1.123\ 191\ 8$  (рис. 2).

Как видно из рис. I и рис. 2, при сравнительно небольших значениях эксцентриситета, количество частиц, имеющих положительный кинетический момент при приближении к планете, существенно больше количества частиц с отрицательным кинетическим моментом. Данный эффект вызван следующим обстоятельством.

Как было отмечено в [1], движение частицы во вращающейся системе координат можно представить в виде суммы двух слагаемых: поступательного движения некоторой фиктивной точки, вокруг которой частица совершает вращательное движение по некоторому овалу (в первом приближении его можно изобразить эллипсом с отношением осей 1:2). Размер овала зависит от эксцентриситета орбиты, а направление движения (вращения) частицы — обратное относительно направления движения вокруг Солнца. По этой причине частицы, движущиеся по орбитам с достаточно большим эксцентриситетом, во вращающейся системе координат описывают кривые с петлями.

Для определенности рассмотрим частицы, в начальный момент движущиеся по орбитам с  $\alpha < 1$  и, следовательно, догоняющие планету во

время движения. При этом вблизи планеты из-за возмущений, (произведемых планетой) эксцентриситеты орбит растут и частицы начинают описывать петли.

Из-за этого те частицы, которые при невозмущенном движении, имея большой отрицательный момент, прошли бы далеко от планеты, в её окрестности меняют направление движения на обратное, одновременно приближаясь к ней и, в результате, вблизи планеты оказываются обладателями положительного кинетического момента (например, частица соответствующая  $\alpha_o = +0.205\ 526$  на рис. 3).

Что же касается частиц, имеющих при приближении к планете положительный момент (например, частица, соответствующая  $\alpha_o = -0.205\ 526$  на рис. 3), то при изменении направления движения они начинают удаляться от планеты и поэтому вблизи неё будут иметь опять-таки положительный кинетический момент.

Для частиц, движущихся по орбитам, имеющим  $\alpha > 1$ , наблюдается аналогичное явление, в результате чего частицы, соответствующие  $\alpha_o = -0.3 \div +0.1$  в окрестности планеты также меняют знак кинетического момента с отрицательного на положительный.

Соответствующие траектории имеют вид, симметричный с картиной, изображенной на рис. 3 и мы их здесь не приводим.

Очевидно, если произвести вычисления по (36), в результате получится положительная величина для  $Q$ . Однако, формулу (36) можно применять только для чрезвычайно малых значений эксцентриситета, когда можно считать, что все частицы данного роя сталкиваются с планетой.

В большинстве случаев, конечно, с планетой сталкиваются не все частицы, а только те из них, которые при своем движении приближаются к ней на расстояние меньше, чем радиус планеты  $r_o$ .

В [2] было показано, что кинетический момент таких частиц заключен в пределах:

$$r_o^2 - \beta \leq q_m \leq r_o^2 + \beta, \quad (44)$$

где введено обозначение:

$$\beta = \sqrt{2\mu r_o + (3 - 4\mu + \mu^2 - C_1)r_o^2 + r_o^4} \quad (45)$$

здесь  $\mu$  обозначает массу планеты, а  $C_1$  является постоянной Якоби.

В таком случае интегрирование под  $\alpha_o$  в (36) следует выполнять в тех интервалах  $\alpha_o$ , которым соответствуют значения  $q_m$ , определенные неравенствами (44). Формулы (32) и (36) при этом можно преобразовать следующим образом.

Допустим, нами установлена зависимость вида:

$$q_m = r_o^2 + B(\alpha_o - A_o) + C(\alpha_o - A_o)^2 + D(\alpha_o - A_o)^3. \quad (46)$$

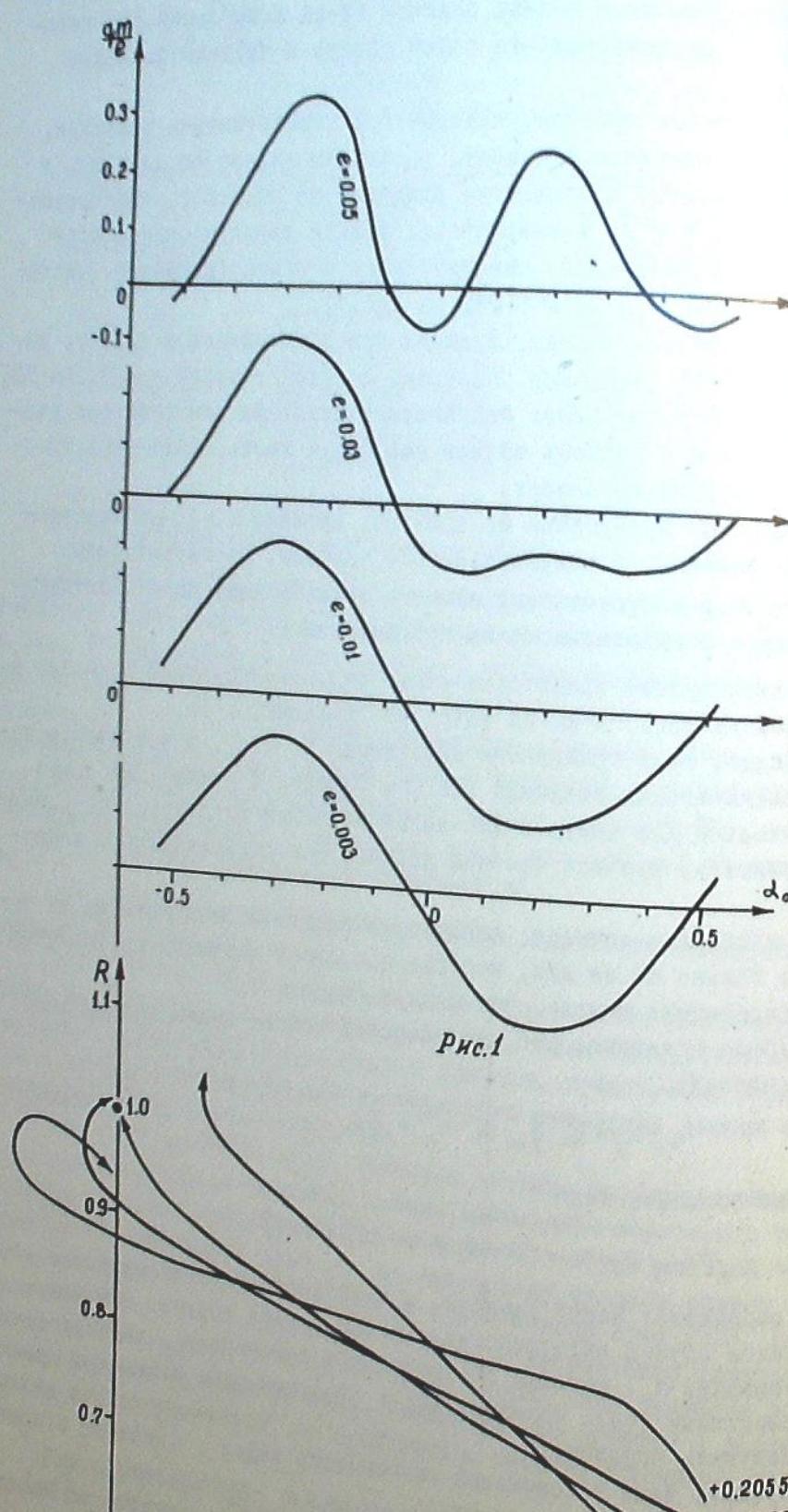


Рис. 3

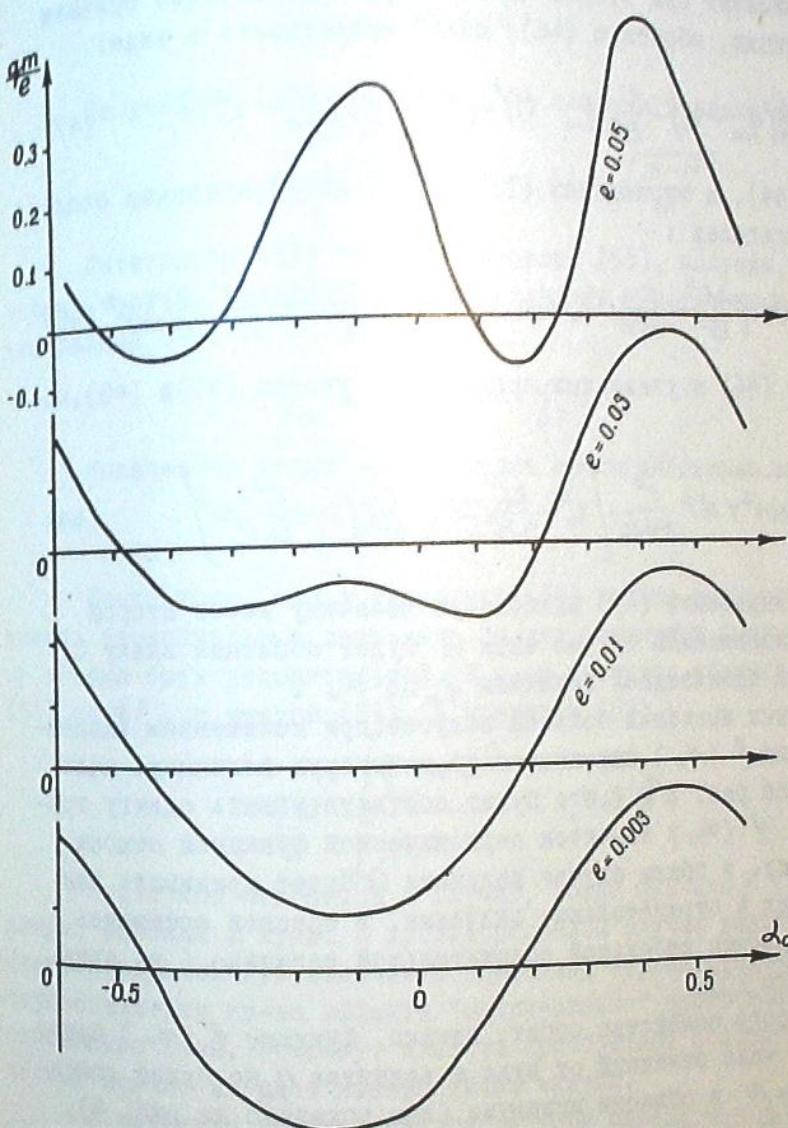


Рис. 2

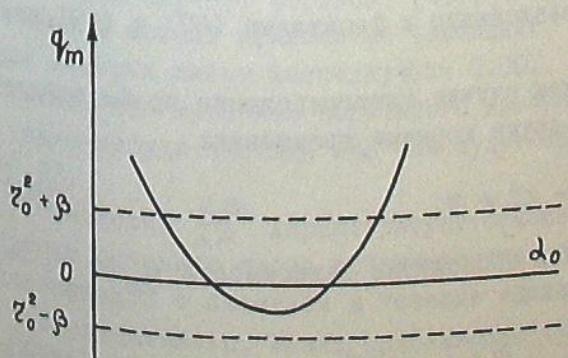


Рис. 4

для значений  $\alpha_0$  мало отличающихся от величины  $A_0$ .

Если коэффициент при втором члене, —  $B$ , — достаточно большой величина, то функцию, обратную (46), можно представить в виде:

$$\alpha_0 = A_0 + \frac{1}{B} (q_m - \tau_o^2) - \frac{C}{B^2} (q_m - \tau_o^2)^2 + \left( \frac{2C^2}{B^3} - \frac{D}{B^4} \right) (q_m - \tau_o^2)^3 + \dots \quad (47)$$

Согласно (44), в выражениях (32) и (36) интегрирование следует выполнять в пределах :

$$A_0 - \frac{1}{B} \beta - \frac{C}{B^2} \beta^2 - \left( \frac{2C^2}{B^3} - \frac{D}{B^4} \right) \beta^3 \leq \alpha_0 \leq A_0 + \frac{1}{B} \beta - \frac{C}{B^2} \beta^2 + \left( \frac{2C^2}{B^3} - \frac{D}{B^4} \right) \beta^3 \quad (48)$$

Интегрируя (46) в указанных пределах, с учетом (47) и (48), получим:

$$Q = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} \sqrt{1 - e^2 \sin^2 \psi} d\psi \frac{\beta}{B\sqrt{a}} \left[ \tau_o^2 - \frac{2C}{3B^2} \beta^2 + \frac{4C}{B^3} \left( D - \frac{C^2}{B} \right) \beta^4 \right]. \quad (49)$$

Так как в выражении (49) наибольшую величину имеет второй член, то в рассматриваемом случае знак  $Q$  будет обратным знаку  $C$ , т.е. знаку второй производной величины  $q_m$  по  $\alpha_0$ .

Для различных значений большой полуоси (при неизменном эксцентриситете) функция  $f(\alpha_0)$  изменяется на некоторую величину, мало зависящую от  $\alpha_0$  (на рис. I и 2 это будет соответствовать сдвигу графика по оси  $Y$ ).  $f(\alpha_0)$  является периодической функцией относительно  $\alpha_0$ ; поэтому, в общем случае величина  $Q$  будет принимать как положительные, так и отрицательные значения, в среднем оставаясь равной нулю или весьма небольшой положительной величине (за счет члена, содержащего  $\tau_o^2$ ).

Для некоторого семейства орбит, однако, функция  $f(\alpha_0)$  будет иметь экстремум, мало отличный от нуля и величина  $q_m$  не будет достигать значения  $\tau_o^2/\beta$  в области минимума (как показано на рис. 4), или значения  $\tau_o^2/\beta$  в области максимума.

В таком случае коэффициент  $B$  в выражении (46) будет малым по сравнению с другими членами разложения и формулами (47) и (49) нельзя пользоваться.

Легко видеть, что в таком случае интегрирование по  $d\alpha_0$  следует выполнять в промежутке между двумя корнями уравнения:

$$f(\alpha_0) = \tau_o^2 + \beta. \quad (50)$$

Будем считать, что в этом промежутке зависимость  $q_m$  от  $\alpha_0$  выражается параболой:

$$q_m = \tau_o^2 + F + G(\alpha_0 - H)^2. \quad (51)$$

Величина  $F$  будет при этом заключена в интервале:

$$-\beta \leq F \leq \beta \quad (52)$$

Из условия (50) с учетом (51) получим пределы интегрирования:

$$H - \sqrt{\frac{\beta - F}{G}} \leq \alpha_0 \leq H + \sqrt{\frac{\beta - F}{G}}. \quad (53)$$

Интегрируя (51) по  $d\alpha_0$  в пределах (53), получим, что рассматриваемые частицы приносят планете удельный кинетический момент, в среднем равный :

$$\bar{q}_m = \tau_o^2 + \frac{2}{3} F + \frac{1}{3} \beta. \quad (54)$$

Количество таких частиц будет пропорционально величине:

$$N = \sqrt{\frac{\beta - F}{G}}. \quad (55)$$

Из-за того, что в выражении (54) только величина  $F$  может принимать отрицательные значения, то для различных  $a$  суммарная величина  $q$  должна быть положительной. В этом нетрудно убедиться, интегрируя (54) по  $dF$ , с учетом (55), в пределах (52) :

$$\bar{q} = \frac{\int_{-\beta}^{\beta} \bar{q}_m N dF}{\int_{-\beta}^{\beta} N dF} = \tau_o^2 + \frac{\beta}{5}. \quad (56)$$

Сказанное относится к случаю, когда функция  $f(\alpha_0)$  имеет минимум, близкий к нулю. В противоположном случае величина  $\bar{q}$  будет иметь отрицательную величину. Последний вариант, однако, будет редко осуществляться из-за эффекта "закручивания" орбит вблизи планеты, описанного выше. Поэтому, планета приобретает положительный кинетический момент за счет именно таких частиц.

В качестве иллюстрации рассмотрим случай  $\mu = 0.001$ ,  $e = 0.05$ ,  $\tau_o = 0.0001$  (приблизительно такие значения  $\mu$  и  $\tau_o$  имеет Юпитер).

В этом случае, согласно (45),  $\beta = 0.0005$ , откуда  $\bar{q} = 10^{-4}$ .

Такой момент приносится частицами, интервал возможных значений для которых имеет величину  $2\beta = 0.001$ . С другой стороны, из рис. I и 2 видно, что интервал возможного изменения величины  $F$  (при условии, что какие-нибудь частицы все еще будут сталкиваться с планетой) равен  $\Delta F = 0.02$ .

Отношение  $\frac{2\beta}{\Delta F}$  характеризует отношение массы частиц, приносящих к планете основную часть кинетического момента, к массе всех частиц, сталкивающихся с планетой в течение единицы времени.

Следовательно, можно приближенно считать, что производная полного кинетического момента по массе равна:

$$\frac{dQ}{d\mu} = \bar{q} \frac{2\beta}{\Delta F} = 5 \cdot 10^{-6}. \quad (57)$$

Подобные рассуждения, конечно, имеют довольно грубый характер и величина  $\frac{dQ}{d\mu}$  из (57) может быть верной только по порядку величины. Тем не менее, она находится в удовлетворительном согласии с величиной  $\frac{Q}{\mu}$  для Юпитера, равной  $2 \cdot 10^{-5}$ .

Вопрос о количественном согласии наших расчетов с наблюдениями будет подробнее рассмотрен в очередной статье.

Январь, 1969.

କାଳରୁତ୍ତେବସ କରିବାକି ପରିବାସ ପାଇବାକିମାତ୍ରାମାତ୍ର.

6.30000

(ରେଡିଓମ୍ବାର୍)

Ծըսմաւրուս շրջապատճեցի մոռմանակ մպորդ մասն մյունց բանուն  
յան մոռմանակ մասն ըստ 10<sup>-3</sup>-մասն մյունց ալենցութեան գրաւութեանը աղքա-  
սամառաւրուս ալենցութեան արհեալուսի մոռմանակ մասն այս  
անցութեան մպորդ սորութեանը :  $e \leq 0.05$ .

ON THE AXIAL ROTATION OF PLANETS. III.

R. I. KILADZE

(Summary)

The motion of a particle having small mass on the elliptic orbits in the Sun's and planet's gravitation field is studied, if the mass of the planet is equal to  $10^{-3}$ .  
 The derivative of the planet's kinetic moment with respect to the mass is computed for the small values of eccentricity ( $e \leq 0.05$ ).  
 ЦИТИРОВАНО

The derivative of the planet's kinetic moment with respect to the mass is computed for the small values of eccentricity ( $e \leq 0.05$ ).  
 Цитир. в:

Цитированная литература  
е.Р.И. Об одном классе  
растущих

- И ц и р о в а н н а я л и т е р а т у р а

  1. Киладзе Р.И. Об одном классе орбит в ограниченной задаче трех тел Болл.Абастум.астрофизич.обс. 1965, 32, 209.
  2. Киладзе Р.И. К вопросу о суточном вращении планет. Болл.Абастум. астрофиз.обс. 1965, 32, 223.
  3. Киладзе Р.И. К вопросу о суточном вращении планет.II. Болл. Абастум.астрофиз.обс. 1970, 39, 99.
  4. Giuli R.T. On the rotation of the Earth produced by gravitational accretion of particles. Icarus. 1968, 8, N.2, 301.
  5. Giuli R.T. Gravitational accretion of small masses attracted from large distances as a mechanism for planetary rotation. Icarus. 1968, 9, N.1, 186.

БОЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

## СПЛОШНОЙ СПЕКТР СВЕЧЕНИЯ НОЧНОГО НЕБА В ВИДИМОЙ ОБЛАСТИ

Л. М. ФИШКОВА

## I. Введение

В спектре свечения ночного неба, кроме эмиссионных линий и полос, имеется слабый непрерывный фон. Он был обнаружен еще в 1923 г. Рэлеем в синей и фиолетовой областях спектра [1]. Снимая при помощи спектрографа с малой дисперсией и низкой разрешающей способностью (весь спектр умещался в пределах 2 мм), он получил помимо эмиссионных полос слабый сплошной спектр, на котором просступали фраунгоферовы линии Н и К ионизованного кальция. То же самое наблюдал Дюфэ [2]. В 1937 г. П.П.Добронравин и И.А.Хвостиков [3] фотографировали спектры свечения ночного неба в Симеизе (Крым) при помощи светосильного спектрографа. Они показали, что распределение интенсивности в спектре свечения ночного неба в области 3000–4000 ангстрем отличается от распределения в спектрах сумеречного и дневного неба; в спектре ночного неба в этом участке имеется избыток свечения. Основываясь на работах Рэлея и Дюфэ, обнаруживших фраунгоферовы линии в фиолетовой области спектра свечения ночного неба, П.П.Добронравин и И.А.Хвостиков отнесли наблюденный ими спектр к рассеянному свету, а избыток свечения в ближней ультрафиолетовой области предложили объяснить особенностями рассеяния ультрафиолетового солнечного света в верхних слоях атмосферы, где даже в полночь может присутствовать рассеянный солнечный свет в результате как многократного рассеяния в области тени, так и в результате селективной поглощении для отдельных длин волн.

Однако дисперсия и разрешающая способность использованных в те годы спектрографов были столь низкими, что не представлялось возможным выявить и тем более разделить на непрерывном фоне отдельные эмиссионные полосы. Результаты получались противоречивыми. Например, Эльви и др. [4], а также Барбье [5] в 40-ых годах уже не обнаружили точного совпадения полос поглощения в ультрафиолетовом спектре свечения ночного неба с Фраунгоферовыми линиями. В 50-ых годах в результате наблюдений при помощи спектрографов с большей разрешающей способностью было установлено, что наличие Фраунгоферовых линий является кажущимся и объясняется сочетанием большого числа эмиссионных полос. Эти полосы были отождествлены как полосы

молекулы  $O_2$  системы Герцберга и подробно изучены затем Чембертом [6], который показал, что если в ультрафиолетовой области спектра свечения ночного неба и есть непрерывный фон, связанный рассеянному свету, то он чрезвычайно слаб по сравнению с эмиссионными полосами  $O_2$ , причем сильные фраунгоферовы линии замываются и искажаются полосами Герцберга.

Распределение интенсивности в видимой области спектра свечения ночного неба впервые было изучено, с целью разделения на составляющие, в 1934 г. К.Б.Пангиным, И.А.Хвостиковым и В.М.Черняевым [7]. Они проводили спектрофотометрические наблюдения свечения ночного неба на склонах Эльбруса на высоте 3000 м. При этом ими был использован разработанный академиком С.И.Вавиловым визуальный метод гашения [8]. Этот метод, основанный на свойствах пороговой чувствительности человеческого глаза, является одним из наиболее чувствительных фотометрических методов. С его помощью Пангину, Хвостикову и Черняеву удалось получить в течение ночи до семи полных кривых распределения интенсивности в области 4550–5900 ангстрем спектра свечения ночного неба. Разрешающая способность использованного ими монохроматора не позволяла выделять отдельные эмиссионные линии (спектральная ширина цели составляла 150 ангстрем в синей и 300 ангстрем в желто-зеленой области спектра). Но измерение за ночь нескольких кривых распределения интенсивности в спектре и построение ночного хода интенсивности для разных участков спектра позволило установить, что, во-первых, спектральное распределение в течение ночи меняется; во-вторых, ночной ход интенсивности свечения в синей области спектра ночного неба имеет минимум в полночь, а в желто-зеленой области, наоборот, достигает в полночь максимума. На основе этих фактов авторы предположили, что свечение ночного неба состоит из собственного свечения атмосферы, имеющего максимум около полуночи, и рассеянного света, минимального в полночь. Кроме того, добавляется небольшая часть, которая может быть отнесена к прямому свету звезд. По данным Панинина, Хвостикова и Черняева в среднем собственное свечение атмосферы составляет половину полного свечения ночного неба в видимой области спектра, а рассеянный свет — примерно одну четверть. При этом в начале ночи доля рассеянного света больше, почти одна треть от полной интенсивности.

В последующие годы проводились многочисленные исследования сплошного спектра свечения ночного неба как при помощи спектрографического, так и при помощи фотоэлектрических методов. Ниже будет дан обзор основных результатов. При этом сплошным спектром свечения ночного неба мы будем называть сложный спектр, который состоит

из а) собственного свечения верхней атмосферы в непрерывном спектре, б) рассеянного в верхней атмосфере солнечного света, попадающего туда даже в полночь в результате многократного рассеяния, в) прямого света звезд и других внеземных объектов, г) зодиакального света, д) рассеянного в тропосфере света от всех, указанных в предыдущих пунктах источников. В последнее время собственное свечение верхней атмосферы в непрерывном спектре часто называют континуумом свечения ночного неба, хотя состав его до настоящего времени не известен достаточно определенно. Вероятно, что собственное свечение верхней атмосферы в непрерывном спектре состоит не только из континуума, т.е. излучения, возникающего при переходах между двумя состояниями, хотя бы одно из которых соответствует непрерывной последовательности энергетических уровней, но также и из эмиссионных линий и полос, которые вследствие чрезвычайно малой их интенсивности и недостаточной разрешающей способности методов исследования не могут пока быть выделены.

#### П. Обзор результатов фотометрических наблюдений сплошного спектра свечения ночного неба

I). Абсолютная интенсивность. Фотометрические наблюдения сплошного спектра ночного неба проводились в подавляющем числе случаев при помощи электрофотометров, снабженных интерференционными светофильтрами. Выделялись области спектра свечения ночного неба, свободные от эмиссионных линий и полос. В ближней ультрафиолетовой и синей областях спектра это сделать трудно из-за большого количества близко расположенных эмиссионных полос Герцберга молекулярного кислорода по всему спектру от 3100 до 4500 ангстрем. В видимой области чаще всего выбирают участки около 5100–5300, 5700 и 6050 ангстрем. Измерения интенсивности сплошного спектра в указанных участках проводились с целью учета непрерывного фона в фотоэлектрических наблюдениях основных эмиссий ночного неба — 5577 и 6300–6364 ангстрем атомарного кислорода, 5890–5896 ангстрем натрия. Этот метод, известный под названием двухфильтрового метода Рока [9], применялся на всех станциях мировой сети, проводивших электрофотометрические наблюдения свечения ночного неба по международным программам МГТ, МГС и МГСС. Он заключается в том, что свечение ночного неба измеряется в двух фильтрах — одном, центрированном на длину волны эмиссионной линии, другом, центрированном на близлежащий участок сплошного спектра, в котором различимых линий и полос нет; интенсивность эмиссионной линии получается в результате вычитания из интенсивности, измеренной в первом фильтре, соответственно приведенной интенсивности, измеренной во втором фильтре. Для достижения

ния достаточной точности измерения интенсивностей линий с помощью двухфильтрового метода необходимо знать распределение интенсивности в сплошном спектре свечения неба в зависимости от длины волн, поэтому естественно, что интерес к сплошному спектру возрос. В течение последнего десятилетия выполнен ряд электрофотометрических наблюдений видимой области сплошного спектра свечения неба.

Прежде всего, при помощи прокалиброванных в абсолютных единицах электрофотометров была измерена абсолютная интенсивность в сплошном спектре. Разными авторами в разные годы получены величины, меняющиеся в близких пределах. Некоторые данные можно видеть в таблице I, в которой даны интенсивности в ряде участков сплошного спектра в рэлеях на 1 ангстрем, приведенные к зениту.

Таблица I

Авторы	Годы	$\lambda, \text{ \AA}$	Интенсивность рэлей/ангстрем	Ссылка
Барбье, ДиФэз, Вильямс	1949-1951	5180	1.3 - 2.4	[10]
К.К.Чуваев	1952	5300	0.7 - 1.4	[11]
В.М.Морозов	1957-1959	5300	0.8 - 4.5	[12]
Л.Фишкова, Г.В.Маркова	1958-1962	5270 6050	1.3 - 2.2 1.2 - 2.0	[13, 14]
Дандекар	1966	5577 5893 6300	3.5 2.6 3.4	[15]

Средняя интенсивность сплошного спектра в области 5000-6500 ангстрем в зените составляет 1.3 - 2.4 рэля на ангстрем. Это означает, что интегральная интенсивность сплошного спектра в указанном диапазоне протяженностью 1500 ангстрем составляет в среднем около 3000 рэлей, что на порядок больше средней интенсивности самой яркой эмиссионной линии видимого свечения неба - зеленой кислородной линии 5577 ангстрем. В таблице I представлены полные интенсивности сплошного спектра, включающие как собственное свечение верхней атмосферы, так и внеземную составляющую.

2) Радиальное распределение интенсивности сплошного спектра свечения неба в атмосферную и атмосферную составляющие. При фотометрировании сплошного спектра большое значение имеет разделение его составляющих, каждая из которых пред-

ставляет самостоятельный интерес. Если распределение звездной составляющей важно для изучения структуры Галактики, зодиакальная составляющая характеризует распределение пылевого вещества в межпланетном пространстве, то атмосферная составляющая сплошного спектра неба, возникающая в результате собственного свечения верхней атмосферы, представляет интерес для изучения физических и физико-химических свойств атмосферы Земли.

Согласно академику В.Г.Фесенкову [16] интенсивность свечения неба можно представить в виде :

$$I(z, A) = \int_0^{\infty} F(z) P^{\sec z} (1+X) + L(\theta) P^{\sec z} + 0.355 \Psi(z, z_1) \sec z / (1 - \frac{1}{4} \sin^2 \theta_1) + L Z P^{\sec z} (1+S). \quad (1)$$

Здесь  $F(z)$  - функция ван Райна

$$F(z) = \frac{(1+h)}{\sqrt{(1+h)^2 - \sin^2 z}}, \quad (2)$$

где  $h = \frac{H}{R}$ ,  $H$  - высота светящегося слоя,  $R$  - радиус Земли,  $z$  - зенитное расстояние точки наблюдения,  $z_1$  - зенитное расстояние внеземного источника,  $\theta_1$  - галактическая широта точки наблюдения,  $L(\theta)$  - интенсивность звездной составляющей,  $X$  - член, характеризующий рассеяние атмосферной составляющей в тропосфере. Третий член формулы - рассеянный в тропосфере свет внеземной составляющей, при этом

$$\Psi(z, z_1) = \frac{P^{\sec z} - P^{\sec z_1}}{\sec z_1 - \sec z}. \quad (3)$$

$LZ$  - интенсивность зодиакальной составляющей, а  $S$  - характеризует её рассеяние в тропосфере. В.Г.Фесенков разработал полуэмпирический метод расчета рассеяния в тропосфере; согласно этому методу

$$X = K \frac{\bar{F}(z)}{F(z)}, \quad (4)$$

где  $K$  определена эмпирически и представляет собой отношение освещенности площадки от рассеянного света неба, к освещенности площадки от прямого света Солнца. Величина  $\bar{F}(z)$ :

$$\bar{F}(z) = \frac{\iint F(z) f(\vartheta) \Psi(z, z_1) \sin z dz d\vartheta}{\iint f(\vartheta) \Psi(z, z_1) \sin z dz d\vartheta}, \quad (5)$$

где  $f(\vartheta)$  - индикаторика рассеяния в реальной атмосфере, исследованная при помощи ореольного фотометра:

$$f(\vartheta) = 1 + 1.652 \cos^2 \vartheta + 1.214 \cos^4 \vartheta, \quad (6)$$

$\vartheta$  - угол рассеяния. Для функций  $\Psi(z, z_1)$ ,  $K$  и  $\bar{F}(z)$  составлены соответствующие таблицы для разных значений  $h$  и коэффициента прозрачности  $P$ . Для  $P > 0.8$  можно пользоваться для учета рассеяния в тропосфере приближенным выражением

$$\text{вместо } P^{m_z}, \quad 1.1(P + 0.03)^{m_z}, \quad (7)$$

Ашбёром [17] составлены таблицы коэффициентов рассеяния для разных значений оптической толщины  $\tau$ , высоты светящегося слоя и альбедо земной поверхности. Эти коэффициенты вычислены на основе метода Барбье [10] приближенного решения уравнения переноса для чисто радиевского рассеяния.

Формулы Фесенкова и таблицы Ашбёра можно использовать для вычисления рассеянного в тропосфере света от атмосферного и внеземного источников, т.е. коэффициентов  $X$  и  $S$  и третьего члена в формуле (1) для интенсивности сплошного спектра свечения ночного неба.

Для выделения внеземной составляющей сплошного спектра необходимо знать функцию  $L(\theta)$  в зависимости от галактических координат и функцию  $LZ(\phi)$  в зависимости от эклиптических координат точки наблюдения.

В зависимости от чувствительности и величины поля зрения используемого электрофотометра будет существовать предельная звездная величина  $m_0$  такая, что при  $m < m_0$  падение каждой звезды в поле зрения электрофотометра будет влиять на величину отсчета, а при  $m > m_0$  играет роль звездный фон, суммарный свет звезд, находящихся в поле зрения. Общепринятым прибором для электрофотометрических наблюдений свечения ночного неба являются фотоэлектрические фотометры с полем зрения порядка 20 квадратных градусов (диаметр поля зрения около  $5^\circ$ ). Можно показать [18], что предельной звездной величиной для таких фотометров является  $m_0 = 5$ . Более слабые звезды составляют суммарный фон.

Подсчет числа звезд в 792 точках неба для 206 выбранных площадок Каптейна для звезд от  $m = 6$  до  $m = 18$  был выполнен ван Райном в лаборатории Каптейна в 1925 г. [19]. Мегилл и Роч [20] использовали подсчеты ван Райна для составления таблиц распределения звездной составляющей, удобных для практической фотометрии свечения ночного неба. В этих таблицах звездная составляющая выражена в числах звезд десятой величины на квадратный градус для интервалов галактических широт  $\delta$  и галактических долгот  $\ell \pm 10^\circ$  для звезд как фотографической, так и визуальной величины от  $m = 6$  до  $m = 18$  и для интегрального света звезд с  $m > 6$ .

Подобная же работа была выполнена Смитом, Рочем и Оузном [21] для распределения зодиакальной составляющей сплошного спектра свечения ночного неба. На основе подробных электрофотометрических измерений яркости зодиакального света в области 5300 ангстрем, выполненных в обсерватории Халекала (Гавайские о-ва), ими построены карты таблицы, в которых яркость зодиакального света выражена в числах звезд десятой визуальной величины на квадратный градус через каждые  $5^\circ$  в зависимости от эклиптической широты  $\delta$  и элонгации  $\lambda - \lambda_0$ .

Таблицами Мегилла, Роча и Смита, Роча, Оузна удобно пользоваться для учета звездной и зодиакальной составляющих в электрофотометрических наблюдениях сплошного спектра свечения ночного неба. Представленные в них ряды величин звездной и зодиакальной составляющих можно считать первым приближением и использовать для выделения внеземной составляющей сплошного спектра, если, например, пойти по следующему пути [10]. Одновременно выполняются наблюдения в двух точках неба, в одной из которых внеземная составляющая остается постоянной; такой точкой является Полюс Мира. Допустим, что наблюдения проводятся в средних широтах одновременно в Полюсе Мира и в зените. Обозначим внеземную составляющую в обоих направлениях соответственно  $L_n$  и  $L_o$  и будем считать  $L_n$  известной из таблиц Роча и др. В средних широтах отношение интенсивности  $I_z$  к интенсивности в зените для зенитных расстояний  $Z = 30-50^\circ$  мало зависит от высоты светящегося слоя и в среднем равно 1.3. Полные интенсивности, измеренные в обоих направлениях, равны:

$$i_n = L_n P_\lambda^{m_2} + I_n; \quad i_o = L_o P_\lambda + I_o, \quad (8)$$

где  $I_n$  и  $I_o$  – атмосферная составляющая, не исправленная за атмосферное поглощение, а  $P_\lambda$  – коэффициент прозрачности. Так как  $I_n/I_o = 1.3$ , то искомая интенсивность внеземной составляющей в зените равна:

$$L_o P_\lambda = \frac{1}{1.3} (L_n P_\lambda^{m_2} - i_n) + i_o. \quad (9)$$

Коэффициент  $1/1.3$  – для случая Полюс Мира-зенит в средних широтах. В более общем случае обозначим этот коэффициент  $\gamma$ ; он будет равен единице, если оба направления имеют одинаковое зенитное расстояние. Приближенно значение  $\gamma$  можно определить из графика корреляции  $i_z$  с  $i_o$ . Но можно, зная распределение внеземной составляющей по таблицам Роча и др. и измерив полное излучение в двух точках, определить  $\gamma$  в первом приближении; используя это  $\gamma$  и табличное значение внеземной составляющей в Полюсе Мира, получить первое приближение для внеземной составляющей в данном направлении и, используя его, получить следующее приближение для  $\gamma$ . Этот метод последовательных приближений также можно использовать для разделения составляющих сплошного спектра [22].

Однако, если наблюдения свечения ночного неба выполняются при помощи электрофотометра, прокалиброванного в абсолютных единицах, то можно указать еще один способ использования таблиц Мегилла–Роча и Смита–Роча–Оузна для вычитания внеземной составляющей из полной интенсивности сплошного спектра свечения ночного неба. Известно, что для галактических широт  $\delta > 20^\circ$  и звезд  $m > 6$

средний колориндекс суммарного света звезд соответствует спектральному классу  $G0/20,23]$ . Тогда, если выполнить абсолютную калибровку электрофотометра путем измерения во всех светофильтрах яркости звезды класса  $G0$ , то легко можно для данного электрофотометра рассчитать звездную и зодиакальную составляющие в тех единицах, в которых проектирован фотометр, пользуясь вышеупомянутыми таблицами. Приведем расчет для того случая, когда калибровка фотометра выполнена путем измерения яркости  $\alpha$  Возничего (спектральный класс  $G0, m = 0.24$ ). Пусть отсчет в данном светофильтре по звезде, исправленный за атмосферное поглощение, будет  $\frac{n_*}{P_\lambda} \cdot \rho_{\lambda}^m$ , где  $P_\lambda$  - коэффициент прозрачности. Сравнение величины  $\frac{1}{P_\lambda^m} \cdot \rho_{\lambda}^m$ , где  $\tau$  - поправка, приводящая отсчет к отсчету по звезде класса  $G2$  (Солнце), с абсолютным распределением энергии в спектре Солнца позволяет получить абсолютный коэффициент  $q_\lambda$ , равный числу отклонения регистрирующего прибора на одну абсолютную единицу, в данном случае - на один разлай. Если  $\delta_*$  - яркость  $\alpha$  Возничего, а  $\delta_{10}$  - яркость звезды  $10^m$ , то

$$\frac{\delta_*}{\delta_{10}} = 2,512^{10-0,24} = 7950. \quad (10)$$

Тогда отсчет по одной звезде  $10$  класса  $G2$  будет равен

$$\frac{n_* \tau}{P_{10}^m} = 1,26 \cdot 10^{-4} \frac{n_*}{P_{10}^m}, \quad (II)$$

а яркость внеземной составляющей в данном направлении наблюдения будет равна

$$I_{\text{внз}} = 1,26 \cdot 10^{-4} q_\lambda n_* \Omega (S_{10}^* + S_{10}^{\text{sc}}) \text{ разлай}, \quad (12)$$

где  $S_{10}^*$  и  $S_{10}^{\text{sc}}$  - интегральный свет звезды и зодиакальный свет в направлении наблюдения, выраженные в числах звезд  $10^m$  [15] на квадратный градус согласно таблицам Мегилла-Рока и Смита-Роча-Оузна, а  $\Omega$  - поле зрения фотометра в квадратных градусах.

Теперь можно получить интенсивность атмосферной составляющей сплошного спектра ночного неба. Её величина будет равна:

$$I_{\text{атм}} = \frac{q_\lambda}{1.1(P+0.03)^m} \left[ n_g - \frac{1}{n_g} \frac{P_{10}^m}{P_\lambda^m} \right] - \text{red}(z, A) = \\ = \frac{q_\lambda}{1.1(P+0.03)^m} \left[ n_g - 1,26 \cdot 10^{-4} n_* \Omega (S_{10}^* + S_{10}^{\text{sc}}) P_{10}^m \right]. \quad (13)$$

Здесь  $n_g$  - полный отсчет в данном светофильтре, не исправленный за атмосферное поглощение, а  $\frac{1}{n_g} \frac{P_{10}^m}{P_\lambda^m}$  - часть отсчета, обягченная внеземной составляющей. Член  $\text{red}(z, A)$  представляет собой свет внеземной составляющей, рассеянный в тропосфере. Согласно расчетам В.Г.Фесенкова [16] рассеянный в тропосфере интегральный звездный свет для случая, когда Млечный Путь расположен в зените, не

превышает 15 звезд  $10^m$  на квадратный градус, а рассеянный зодиакальный свет еще в пять раз меньше. Так как внеземная составляющая в Полюсе Мира, области бедной звездами, составляет не менее 200 звезд  $10^m$  на кв.градус, а в области Млечного Пути почти в пять раз больше, то членом  $\text{red}(z, A)$  в первом приближении можно пренебречь.

Для примера на рис. I приводится распределение звездной составляющей сплошного спектра свечения ночного неба в разрядах на один ангстрем для  $\lambda = 5270 \text{ \AA}$  и  $\beta = 0^\circ$  и  $30^\circ$  в зависимости от  $\ell$ , а на рис. 2 - распределение зодиакальной составляющей для  $\rho = 0^\circ, 30^\circ$  и  $70^\circ$  в зависимости от элонгации. При расчете кривых рис. I и 2 использовались таблицы Мегилла-Рока и Смита-Роча-Оузна и калибровочные измерения на электрофотометре ночного неба, на котором ведутся наблюдения в Абастуманской обсерватории.

3) Вариации интенсивности сплошного спектра свечения ночного неба. Сравнение полных интенсивностей сплошного спектра свечения ночного неба (таблица I) с интенсивностями звездной и зодиакальной составляющих (рис. I и рис. 2) показывает, что за исключением случаев, когда  $\beta = 0^\circ$  и  $\rho = 0^\circ$ , интенсивность сплошного спектра свечения ночного неба превышает интенсивность внеземной составляющей. Электрофотометрические наблюдения в отдельных участках видимой области сплошного спектра [10, II, I3, I4, 24, 26] показали, что интенсивность вне Млечного Пути не менее, чем в два раза превышает интенсивность внеземной составляющей сплошного спектра. Освобожденная от внеземной составляющей интенсивность сплошного спектра увеличивается от зенита к горизонту, что свидетельствует об атмосферном происхождении этой части свечения [10, II], однако это увеличение происходит в меньшей степени, чем, например, для таких эмиссий как  $\lambda 5577 [\text{OI}]$  или  $\text{OH}$ . По данным Рока и Петтит [24] для  $\lambda 5300 \frac{I_{\text{внз}}}{I_0} = 1.29$ , по данным Барбье [10]  $\frac{I_{\text{внз}}}{I_0} = 1.80$  для  $5180 \text{ \AA}$ . Интенсивность атмосферной составляющей испытывает значительные вариации в течение ночи, от ночи к ночи и в течение года [10, I3, I4, I6]. Данных по этим вариациям чрезвычайно мало. По Барбье [26] интенсивность атмосферной составляющей сплошного спектра около  $5180$  ангстрем имеет сезонный ход с максимумами в мае и в августе, по наблюдениям Л.М.Фишковой и Г.В.Марковой [13, I4] интенсивность около  $5270$  и  $6050$  ангстрем имеет небольшие максимумы в июне и в январе. По-видимому, вариации в разных участках сплошного спектра могут быть различными. Отмечен и широтный эффект атмосферной компоненты: как показали Дэвис и Смит [27], интенсивность около  $5340$  ангстрем минимальна в низких широтах.

Изучалась связь интенсивности свечения верхней атмосферы в непрерывном спектре с интенсивностью эмиссионных линий в спектре

свечение неба. Особенно подробно исследовалась корреляция интенсивности в зеленой части непрерывного спектра с интенсивностью эмиссии атомарного кислорода 5577 ангстрем. Получены самые противоречивые результаты. Барбье (Верхний Прованс, Франция) в 1949-1950 г.г. обнаружил почти линейную корреляцию интенсивности около 5180 ангстрем ( $I_{5180}$ ) с интенсивностью 5577[OI] (коэффициент корреляции достигал 0.9). При этом наблюдалась не только хорошая корреляция средних за ночь  $I_{5180}$  и  $I_{5577}$ , но и ночной ход  $I_{5180}$  в большинстве случаев повторял ночной ход  $I_{5577}$ , правда, амплитуда первого заметно меньше амплитуды второго. К.К.Чуваев [28] попытался на основе наблюдений Барбье корреляции интенсивности сплошного спектра с интенсивностью 5577[OI] и собственных электрофотометрических наблюдений в Крыму выполнить разделение составляющих сплошного спектра свечения неба. Ему удалось выделить раздельно атмосферные компоненты, коррелирующие с 5577. Выполненный Чуваевым анализ показал, что часть интенсивности атмосферной компоненты около 5300 ангстрем, которая коррелирует с 5577, составляет всего 4% от полной интенсивности сплошного спектра в этом участке, в то время как не коррелирующая часть составляет 23%. Дюмон [18] также наблюдал корреляцию интенсивности около 5020 с эмиссией 5577[OI]; наблюдения проводились в Верхнем Провансе в направлении на Полюс Мира. По его данным корреляция не такая тесная, как у Барбье, и является нелинейной: связь больше для малых  $I_{5020}$  и  $I_{5577}$ . Танабе [29], наблюдая в Халекала (Гавайские о-ва) в 1961-62 г.г., обнаружил в сплошном спектре около 5300 две компоненты - коррелирующую и не коррелирующую с 5577, при этом корреляция наблюдалась лишь для отдельных ночей и её характер от ночи к ночи менялся, прямая на графике корреляции не проходит через начало координат и имеет незначительный наклон. Результаты упомянутых авторов приводятся на рис. 3, 4 и 5. В то же время Кулкарни и Стейгер [30], наблюдая там же, где и Танабе, в 1961-1963 г.г. на большем материале не обнаружили корреляции интенсивности сплошного спектра около 5400 ангстрем с эмиссией 5577 (коэффициент корреляции 0.1). В.М.Морозов провел статистический анализ большого количества электрофотометрических наблюдений свечения неба, выполненных на Звенигородской станции под Москвой в 1957-1960 г.г. [12, 31-37], и обнаружил, что корреляция интенсивности сплошного спектра около 5300 ангстрем с эмиссией 5577 имеет место не всегда, коэффициент корреляции может меняться от 0.4 до 0.8.

Никакой корреляции интенсивности сплошного спектра около 5100-5300 ангстрем с эмиссиями 5890-5896  $\text{Na}$ , ОН, 6300-6364[OI] не наблюдалось [12, 31-37, 41]. Отмечено сходство ночных вариаций интенсивности сплошного спектра около 6050 с ночныхами вариациями интен-

сивности эмиссии 5890-5896  $\text{Na}$  [13, 14].

Делались попытки из электрофотометрических наблюдений установить характер спектрального распределения в сплошном спектре свечения неба. Хотя из этих наблюдений, выполнявшихся с двумя-тремя относительно широкополосными светофильтрами, можно было получить лишь весьма приблизительное представление о спектральном распределении в сплошном спектре, тем не менее некоторые интересные данные о характере этого распределения были получены. Прежде всего, оказалось, что сплошной спектр свечения неба краснее спектра среднего света звезд [11, 42, 43, 44]. Например, отношение интенсивности в участке сплошного спектра около 5700 ангстрем к интенсивности около 5300 минимально в области Млечного Пути; это отношение растет от зенита к горизонту, что свидетельствует о том, что атмосферная составляющая сплошного спектра, увеличивающаяся к горизонту согласно эффекту ван Райна, более красная, чем звездная составляющая [42]. Отношение интенсивностей  $I_{5700}/I_{5300}$  равно в среднем 1.4 [43, 44]; близкую величину имеет отношение  $I_{6000}/I_{5300}$  [13, 43]. Во всяком случае, около 6000 ангстрем интенсивность сплошного спектра свечения неба продолжает оставаться несколько больше, чем около 5300, возможно, что около 6000 имеет место максимум интенсивности. Величины указанных отношений меняются от ночи к ночи, что свидетельствует о непостоянстве спектрального состава сплошного спектра свечения неба. Например, отношение интенсивности около 5577 ангстрем к интенсивности около 5300, измеренное при помощи фотоэлектрического спектрометра, меняется от 1.0 до 1.4 [45]. Примерно такую же величину имеют вариации отношений  $I_{6050}/I_{5270}$  и  $I_{5700}/I_{5270}$  [13, 14, 44].

Таким образом, уже на основе электрофотометрических наблюдений со светофильтрами можно судить о сложности и изменчивости спектрального состава сплошного спектра свечения неба. Понятно, нельзя представить спектральное распределение в нем в виде распределения, соответствующего тепловому излучению с какой-то определенной температурой, т.е. отнести распределение в сплошном спектре свечения неба к определенному спектральному классу звезд. Несмотря на это, такие попытки делались. Примером могут служить работы В.М.Морозова [12, 31-37] и развернувшаяся вокруг них дискуссия [38, 39, 40]. Морозов выполнил электрофотометрические наблюдения сплошного спектра около 5300 и 5700 ангстрем. Затем, предположив распределение типа G2, провел статистический анализ, вычислив коэффициенты корреляции и построив прямые регрессии для интенсивностей около 5300 и 5890 ангстрем, и пришел к выводу о хорошей корреляции интенсивности фона около 5300 с интенсивностью фона около 5890 в том случае, если отношение  $I_{5890}/I_{5300}$  принять равным тому, которое соответствует распределению типа G2.

Однако из многочисленных статистических расчетов В.М.Морозова видно, что корреляция интенсивности сплошного спектра около 5890 с интенсивностью около 5700 или 5300 не является уверенной и отступления превышают ошибку метода электрофотометрических измерений. Это свидетельствует о наличии около 5890 и 5700 ангстрем компонент сплошного спектра, не коррелирующей со сплошным спектром около 5300. По разбросу точек на корреляционных графиках  $I_{5300} - I_{5890}$  и  $I_{5700} - I_{5890}$  по вариациям величины этого разброса в зависимости от сезона можно судить о том, что спектральное распределение в сплошном спектре свечения ночного неба не остается постоянным, как это утверждает Морозов, и тем более не может быть представлено одним спектральным классом G2. Можно также показать, что в пределах ошибок, допускаемых электрофотометрическим методом со светофильтрами и статистическими расчетами Морозова, его метод нечувствителен к спектральному классу в пределах BO-K5 [46]. Трудно судить о спектральном распределении по измерениям в двух близко расположенных друг к другу спектральных участках, 5300 и 5700 ангстрем, пользуясь светофильтрами с полушириной полосы пропускания не менее 70–90 ангстрем. Также следует отметить, что в ряде случаев использовались области спектра, не свободные от эмиссионных линий и полос. Например, в известной работе Барбье [47] по наблюдениям сплошного спектра в фиолетовой области использовался светофильтр, центрированный на 3670 ангстрем, в область пропускания которого попадают полосы Герцберга  $O_2$ . В область пропускания светофильтров, использованных в работе К.К.Чуваева [11] по исследованию распределения в области 4700–5600, попадают эмиссии  $OH$ ,  $NI$ ,  $O_2$ .

### Обзор результатов спектральных наблюдений распределения интенсивности в сплошном спектре свечения ночного неба

Во введении уже упоминались первые попытки получить из спектральных наблюдений распределение интенсивности в ультрафиолетовой и видимой части спектра [1, 2, 3, 7]. В ультрафиолетовой области расположены полосы Герцберга  $O_2 A^3\Sigma_u^- - X^1\Sigma_g^+$ , которые столь же яркие, что и непрерывный фон довольно трудно. Удалось лишь установить, что он гораздо слабее, чем в видимой области. До сих пор его происхождение не ясно, хотя отмечавшееся рядом авторов [1, 2, 6] присутствие Фраунгоферовых линий, возможно, свидетельствует о заметной роли ионогенеза [48] из наблюдений ультрафиолетового свечения ночного неба в области 3300–4600 ангстрем при помощи небуллярного спектрографа Н.Н.Парийского, установленного под Алма-Атой на высоте 3000 м, (дис-

персия 1000 Å/мм, около 3500 ангстрем), удалось установить, что интенсивность сплошного спектра (непрерывный фон и слабые неразрешенные полосы) составляет около половины интенсивности всего излучения в этой области. При этом распределение интенсивности не совпадает с распределением типа G2, что выражается в резком возрастании интенсивности в коротковолновую область, начиная с 3600 ангстрем. Чемберлен [49] и В.И.Ярин [50] исследовали спектр свечения ночного неба в области 3000–4000 ангстрем, используя спектрографы с гораздо большей дисперсией (23 и 100 Å/мм соответственно). При этом в результате многочасовых экспозиций удалось получить хорошо разрешенные полосы  $O_2$ , но непрерывный фон получился слишком слабым, чтобы можно было уверенно судить о распределении интенсивности в нем. В.И.Ярин лишь отмечает, что фраунгоферовых линий в этом участке непрерывного спектра нет.

Спектральные исследования распределения интенсивности в видимой области спектра свечения ночного неба при разрешающей способности, достаточной для уверенного отделения непрерывного спектра от эмиссионных линий и полос, впервые выполнены, начиная с 1957 г., Н.Н.Шефовым [51, 52, 53] в Звенигороде, В.И.Ярином [50, 54] в Якутске, О.Г.Тарановой [55] на ст. Лопарская под Мурманском. Распределение в сплошном спектре изучалось при помощи спектрографа СП-48 [58] (дисперсия  $\sim 80$  Å/мм) при спектральной ширине щели не более 3.5 ангстрем. В первой работе Шефова [51], 1957–1958 г.г., распределение интенсивности в непрерывном спектре в диапазоне 5000–6500 ангстрем имеет экстремальный ход с максимумом около 5900. Этот ход, а также абсолютная интенсивность испытывают небольшие вариации от ночи к ночи. В этой работе Н.Н.Шефовым использовалась панхроматическая пленка с максимумом чувствительности около 6300 ангстрем и красной границей чувствительности около 6700. В последующих работах Шефова, 1960–1961 г.г., выполненных при помощи аналогичного метода, но с использованием кинопленки, сенсибилизированной до 7000 ангстрем с максимумом чувствительности около 6800 [52, 53], получено несколько отличное распределение: монотонный рост интенсивности до 6200–6300 и резкое падение интенсивности до 6900 ангстрем. В.И.Ярин [50] получил в области 5600–6600 распределение интенсивности с максимумом около 5900–6000. Как по данным Шефова, так и по данным Ярина интенсивность сплошного спектра в максимуме около 6000 ангстрем может меняться от 2 до 4 рэй/ангстрем. О.Г.Таранова [55] наблюдала сплошной спектр в области 5600–6900 в зоне полярных сияний, но в течение тех же суток, когда сияния отсутствовали (по крайней мере, когда в спектре ночного неба отсутствовали эмиссии, характерные для сияний). Распределение аналогично тому, которое получили Шефов в 1957–58 г.г. и Ярин: максимум интенсивности около 5900 ангстрем. При этом средняя интен-

сивность в максимуме составляла 4.5 рэлея/ангстрем, в отдельные ночи достигала 10 рэлей/ангстрем, наименьшая величина была 3(час). Проводились под углом 20° к горизонту и, очевидно, не приводились к зениту). Отметим, что Тарановой использовалась кинопленка с максимумом и границей чувствительности 6800 и 7000 ангстрем, соответственно.

З.В.Карягина и Л.Н.Тулекова [56], а позднее и Л.М.Гиндилис [57] исследовали распределение в сплошном спектре свечения неба в участке 4000–6500 при помощи упомянутого выше небулярного спектрографа под Алма-Атой. Дисперсия метода очень мала (2000 Å/mm около 5500), поэтому трудно отделить фон от крыльев эмиссионных линий. В распределении, полученном Гиндилисом, интенсивность в указанном диапазоне длин волн растет с ростом длины волны, намечаются два максимума – около 4600–4700 и около 6300 ангстрем; наблюдались суточные вариации величин отношения интенсивностей в двух участках спектра, свидетельствующие о вариациях спектрального распределения.

На рис. 6 приводятся кривые распределения интенсивности в сплошном спектре свечения неба по данным упомянутых авторов. Сравнение этих кривых показывает, что между данными отдельных авторов имеются расхождения. Общим является тот факт, что интенсивность непрерывного спектра в видимой области имеет максимум в желто-красной области.

#### IV. Спектральные и электрофотометрические наблюдения сплошного спектра свечения неба в Абастумани

I). Метод наблюдений и обработки. Исследование сплошного спектра свечения неба в Абастуманской астрофизической обсерватории АН Грузинской ССР ( $\varphi = 41^{\circ}45'N$ ,  $\lambda = 42^{\circ}49'E$ ) выполнены на основе спектральных и электрофотометрических наблюдений, которые ведутся систематически с 1957 г. Для спектральных наблюдений используются два светосильных дифракционных спектрографа СП-48 [58] (средняя дисперсия  $\sim 85 \text{ \AA/mm}$ , наблюдения велись при спектральной ширине щели 3.57 ангстрема). Съемка спектров производилась на высокочувствительных пленках: с 1958 по 1967 г. применялся кинонегатив типа Ди и Дк Ф-ки № 5 с чувствительностью  $S_{\text{вн}} = 350$  ед. ГОСТ'a, а, с сентября 1967 г. применялись астрономические пленки повышенной чувствительности к большим экспозициям типа А-700, А-700Ф и А-600, выпускаемые Казанским филиалом Гос.НИИ фотомеханической промышленности. Последние через 50 минут экспозиции сохраняют чувствительность не менее  $S_{\text{вн}} \sim 100$  ед. ГОСТ'a. Пленки дополнительночувствовались путем дополнительной

подсветки перед экспозицией.

Для того чтобы получить истинное распределение интенсивности в сплошном спектре, необходимо достаточно точно знать спектральную чувствительность используемой пленки. С этой целью на тех же спектрографах фотографировались спектры стандартных источников с известным распределением энергии. Спектральная чувствительность каждой пленки определялась независимо по нескольким источникам – по спектрам Солнца и Луны, по спектру прокалиброванного люминесцентного спектрографа и по спектру стандартной ленточной лампы с известной цветотемпературой. Во всех случаях получилось достаточно хорошее совпадение. На рис. 7 приводятся спектральные характеристики использованных пленок; на оси ординат отложены относительные единицы. Все пленки проявлялись в одном и том же стандартном методом проявителе № 2 (Агфа-І2), 16 минут при 20°C.

Другим важным обстоятельством является возможное влияние рассеянного в спектрографе света на наблюдаемое распределение в сплошном спектре. Источником его могут быть духи, возникающие в результате несовершенства решетки. Для использованных спектрографов СП-48 относительная интенсивность духов Роулента  $< 0.5\%$ , а духи Лаймана не обнаружены. Кроме того, имеет место рассеяние света внутри спектрографа в результате отражений от плоскостей оптики, краев оправ и механических частей. Этот источник может дать слабый дополнительный фон в особенности от ярких эмиссионных линий 5577, 6300–6364. Также может присутствовать слабый фон по всему спектру в результате непереодических ошибок в штрихах решетки. Влияние последних двух источников рассеянного в спектрографе света исследовалось следующим образом: щель делилась на три части по высоте и средняя часть закрывалась; фотографировался сплошной спектр стандартной лампы, получались два сплошных спектра, разделенных светлым промежутком, заполненным очень слабым рассеянным светом, интенсивность которого оценивалась по отношению к интенсивности сплошного спектра сверху и снизу. Оказалось, что интенсивность рассеянного в спектрографе света не превышает 0.005% от интенсивности света, входящего в спектрограф. Это означает, что если, например, суммарная интенсивность всех эмиссий в видимой области,  $I_{5577} + I_{6300} + I_{6364} + I_{\text{он}} + I_{\text{на}} + I_{\text{спл.сп}}$  будет равна её максимально возможной величине около 7000 рэлей, то интенсивность рассеянного света составит не более 0.35 рэля или 5% от средней наблюдаемой интенсивности сплошного спектра, если принять за среднюю интенсивность сплошного спектра около 6000 ангстрем 2 рэля/ангстрем или 7 рэлей в пределах использованной спектральной ширины щели. Таким образом, влиянием рассеянного в спектрографе света можно пренебречь, ибо его интенсивность меньше ошибок определения интенсивности в используемом спектрофотометрическом методе.

Спектральные наблюдения велись в направлении на север зенитного расстояния  $67^{\circ}$ , в Полюсе Мира (зенитное расстояние  $48^{\circ}$ ), иногда на юг для зенитного расстояния  $67^{\circ}$  и в зените.

Электрофотометрические наблюдения велись при помощи электрофотометра с интерференционными светофильтрами, прокалиброванного в абсолютных единицах — рэлеях. Конструкция электрофотометра, метод наблюдений и обработки подобно описаны ранее [13, 14]. При помощи этого же электрофотометра в течение каждой ночи наблюдений по Полярной звезде определялся коэффициент прозрачности атмосферы [13], и все электрофотометрические и спектральные наблюдения исправлялись за атмосферное поглощение с учетом рассеяния в тропосфере согласно приближенному методу В.Г.Фесенкова [16]. Электрофотометрические наблюдения сплошного спектра свечения неба велись через светофильтры, центрированные на  $\lambda 5270, 5720, 6050$  с эквивалентной шириной полосы пропускания  $\Delta\lambda = 52.3, 42.7, 41.4$  ангстрем, соответственно. На рис. 8 приводятся кривые пропускания этих светофильтров. Абсолютная чувствительность электрофотометра в указанных областях спектра составляла 2.4 рэлея/мм для 5270, 2.5 рэлея/мм для 5720 и 3.3 рэлея/мм для  $\lambda 6050$  ангстрем.

Ошибка электрофотометрических измерений абсолютной интенсивности сплошного спектра не превышала 10–15%. Что же касается спектральных наблюдений, то ввиду очень малой интенсивности сплошного спектра работать приходилось часто в области недодержек характеристической кривой пленок, поэтому ошибка спектральных измерений интенсивности сплошного спектра не лучше 20–30%.

2). Распределение интенсивности в сплошном спектре свечения неба в области 4700–6700 ангстрем. С 1958 по 1969 г.г. получено более 800 спектров свечения неба в видимой области. Однако, ввиду того, что интенсивность сплошного спектра свечения неба чрезвычайно мала, из этого материала лишь сотни спектров оказались пригодными для уверенного измерения интенсивности сплошного спектра. В основном это спектры, полученные на свежих пленках и с экспозицией не менее 4 часов, для 1958–59 г.г., 1964 г., 1967 г., 1968 г., и начала 1969 г. Окончательно было изучено распределение интенсивности в области 5500–6700 ангстрем на 74 спектрах и в области 4700–5800 на 10 спектрах. В области 5500–6700 интенсивность сплошного спектра измерялась в 30 точках, в области 4700–5800 — в 16 точках. Измеренные интенсивности исправлялись за спектральную чувствительность пленки и атмосферное поглощение и приводились к рэлеям на ангстрем путем сравнения с электрофотометрическими наблюдениями в области 6050 ангстрем, которые проводились одновременно и в том же направлении, что и спектральные наблюдения.

На рис. 9 и рис. 10 приводятся кривые распределения интенсивности в области  $\lambda 5500$ – $6700$  ангстрем, усредненные по месяцам, на рис. 11 — средние за ряд ночей кривые для области 4700–5800 и на рис. 12 — средняя по всем изученным спектрам кривая распределения интенсивности в области 4700–6700 ангстрем сплошного спектра свечения неба. Все кривые на рис. 9–12, и соответственно отложенные на оси ординат интенсивности даны для направления наблюдения на север при зенитном расстоянии  $z = 67^{\circ}$ .

Интенсивность сплошного спектра уменьшается с ростом длины волн в области 4700–6700 ангстрем. На фоне этого общего хода выделяются отдельные максимумы. Особенно заметны и уверенно повторяются в одном и том же месте максимумы около 5950 и 6200–6300 ангстрем. Из рис. 9 и 10 видно, что такой характер распределения неизменно сохраняется от года к году и в течение года, меняется лишь интенсивность общего непрерывного фона и высота максимумов над ним. На рис. 13 приводится распределение для ряда ночей, когда наблюдения велись одновременно в двух направлениях. Видно, что характер полученного распределения не зависит от направления наблюдения. Интенсивность как в максимумах, так и непрерывного фона уменьшается с уменьшением зенитного расстояния, интенсивность непрерывного фона при одном и том же зенитном расстоянии на севере больше, чем на юге.

Распределение интенсивности в непрерывном фоне, проведенном под максимумами, близко к распределению в спектре рассеянного в атмосфере солнечного света. Для проверки этого факта во время ясных ночей около полнолуния снимался спектр рассеянного в атмосфере лунного света и определялось распределение интенсивности в нем. Результат приводится на рис. 14, на котором сравнивается распределение в сплошном спектре свечения неба за вычетом максимумов около 5950 и 6250 ангстрем, среднее за 14 ночей, и распределение в рассеянном лунном свете, среднее за 4 ночи. Интенсивности на оси ординат выражены в относительных единицах, причем интенсивность для  $\lambda 6300$  принята за единицу. Получилось хорошее совпадение обеих кривых. Другим доказательством заметного вклада рассеянного света в сплошном спектре свечения неба является присутствие на спектре фраунгоферовых линий. В области 5500–6700 ангстрем имеются две сильные фраунгоферовы линии  $H_{\alpha}$  6563 и  $D\lambda$  5890–5896. Однако при разрешении 3.57 ангстрема они заполнены эмиссионными линиями  $H_{\alpha}$  и  $D\lambda$  свечения неба, интенсивность которых сравнима или больше интенсивности сплошного спектра, поэтому эти фраунгоферовы линии заметить на спектре неба очень слабы, удалось обнаружить фраунгоферовы линии. Это видно из рис. 15, на котором изображен участок спектра около 5200

как для свечения ночного неба (кривая а), так и для рассеянного лунного света (кривая б): на спектре свечения ночного неба хорошо видны фраунгоферовы линии тройлет  $MgI$  и  $E(Fe)$ .

Интенсивность непрерывного фона от ночи к ночи меняется. Например, для длин волн 5600, 5750 и 6000 ангстрем она варьирует в пределах от 8 до 3 рэлея/ангстрем, от 7 до 2.8 рэлея/ангстрем и от 4.5 до 1.8 рэлея/ангстрем, соответственно. При этом сезонный ход почти не обнаруживается, если не считать небольшого максимума летом (рис. 16 для интенсивности непрерывного фона около 6600). Наклон кривой спектрального распределения, который можно характеризовать величиной отношения интенсивностей для двух длин волн, например, отношением интенсивности для 5600 к интенсивности для 6600 ангстрем ( $I_1/I_2$ ), как уже указывалось, в среднем близок к наклону кривой распределения в спектре рассеянного света. Если для рассеянного света ( $I_1/I_2$ ) = 1.9, то для непрерывного фона в свечении ночного неба ( $I_1/I_2$ ) = 1.7. (Если как интенсивность рассеянного света, так и интенсивность свечения ночного неба выражены в рэлеях. Однако для свечения ночного неба это отношение меняется от ночи к ночи в пределах от 2.1 до 1.3. Можно было бы предположить, что в некоторых случаях уменьшение  $I_1/I_2$  связано с влиянием звездной составляющей, для которой, если считать интегральный свет звезд относящимся к классу G2 и выразить распределение энергии в нем в квантах/см<sup>2</sup> сек ангстрем, отношение  $I_1/I_2 = 1$  [59]. В связи с этим важно оценить вклад внеатмосферной составляющей в сплошной спектр свечения ночного неба для направления  $z = 67^\circ N$ , в котором велись спектральные наблюдения. Соответствующий расчет можно сделать, используя одновременные электрофотометрические наблюдения и таблицы Мегилла-Рока и Смита-Рока-Оузна, по методу, описанному в пункте 2 части II этой статьи. Для этого были взяты две ночи наблюдений: 24-25.II.68, когда влияние звездной составляющей было наибольшим, в поле зрения спектрографа попадал Млечный Путь (галактические координаты центра поля зрения менялись за время экспозиции  $\delta = +8^\circ - +20^\circ$ ,  $\ell \sim 70-102^\circ$ ) и 24-25.IX.68, когда влияние звездной составляющей было мало, ( $\delta = 38-49^\circ$  при  $\ell \sim III-74^\circ$ ). По таблицам находилась средняя за время экспозиции величина звездной составляющей в центре поля зрения  $S_{10}^*$ . Затем по формуле (12) вычислялась её интенсивность в рэлеях/ангстрем для 6050. Она оказалась равной  $S_{10}^* = 0.4$  рэлея/ангстрем и  $S_{10}^* = 0.2$  для 24-25.II и 24-25.IX. соответственно. Так как средняя за ночь интенсивность сплошного спектра для этих ночей и  $\lambda 6050$  была 3.9 и 3.0 рэлея/ангстрем, то видно, что вклад звездной составляющей в направлении наблюдения  $z = 67^\circ N$  не превышает 10% от наблюданной интенсивности. Причем эта величина представляет собой верхний предел, так как она измерена для электрофотометра с полем зрения 19 кв.градусов, в то время как спектрограф имеет поле зрения 117 кв.градусов, стало быть вклад звездной составляющей в результаты спектральных наблюдений будет еще меньше. Таким же способом был оценен и вклад зодиакальной составляющей: он не превышает 0.6 рэлея/ангстрем для  $z = 67^\circ$ , т.е. составляет не более 15% наблюданной интенсивности сплошного спектра. Таким образом, вклад внеатмосферной составляющей в интенсивность сплошного спектра свечения ночного неба в направлении  $z = 67^\circ N$  не превышает ошибку спектрографических измерений малых интенсивностей и не должен существенно повлиять на характер наблюденного распределения интенсивности в сплошном спектре. Вариация величины отношения  $I_1/I_2$ , на которые указывалось выше, по-видимому связана с другими причинами.

Замечена зависимость интенсивности непрерывного фона от прозрачности атмосферы. С ростом коэффициента прозрачности  $\rho_\lambda$  интенсивность непрерывного фона уменьшается, что продемонстрировано на рис. 16 для  $\lambda\lambda$  5750 и 6700. При этом отношение интенсивности для 5600 к интенсивности для 6600,  $I_1/I_2$ , увеличивается с ростом  $\rho_\lambda$  (рис. 17).

На кривых рис. 9, 10, 12 над непрерывным фоном отчетливо виден максимум интенсивности около 5950 ангстрем. Ширина этого максимума около 300 ангстрем. Его амплитуда в течение года меняется, она максимальна зимой, особенно в ноябре, и минимальна, почти исчезает с весны по сентябрь. В направлении  $z = 67^\circ N$  интенсивность в максимуме 5950 в отдельных случаях достигает 8 рэлея/ангстрем, возвышаясь над непрерывным фоном почти на 3.5 рэлея. Этот максимум расположен под эмиссионными линиями  $\lambda\lambda$  5890-5896 ангстрем и полосой OH(8.2), интенсивность которых также максимальна зимой. Поэтому, естественно, возник вопрос, не является ли максимум около  $\lambda 5950$  результатом засветки, рассеяния в эмульсии от ярких линий  $Na$ , либо результатом наложения крыльев контуров линий  $Na$  и полосы OH(8.2). Для проверки этого предположения был поставлен эксперимент, в котором изучаемое явление моделировалось. Белый экран освещался одновременно рассеянным лунным светом и неоновой лампой. Яркость последней подбиралась так, чтобы комбинированный спектр представлял собой яркие линии на относительно слабом сплошном фоне, т.е. что имеется в свечении ночного неба. Кроме такого комбинированного спектра, снимался только сплошной спектр при выключенной лампе. Оба спектра сравнивались и никакой разницы в распределении интенсивности по непрерывному фону обнаружено не было. Это видно из рис. 19, на котором приводится распределение интенсивности в комбинированном спектре (сплошная линия) и в спектре рассеянного света при выключенной лампе (пунктир), вертикальными штрихами показано положение ярких линий  $Na$  (кривые на рис. 19 приводятся без учета спектральной чувствительности пленки). Затем был

измерен инструментальный контур эмиссионных линий на спектре, построены контуры линий  $\text{Na}$  и полосы OH(8.2), чтобы проверить возможность образования максимума около 5950 в результате наложения крыльев упомянутых линий. Результат приводится на рис. 20: 1) основная интенсивность линий  $\text{Na}$  и OH(8.2) для случая 2-3.XI, 64, когда интенсивность этих эмиссий была близка к максимальной, вместе со сплошным спектром, причем из последнего вычтена часть, относящаяся к рассеянному свету (пунктир); 2) вычисленное по контурам соответствующих линий распределение интенсивности в этом спектре (сплошная линия). Видно, что наложением крыльев контуров указанных линий нельзя объяснить наличие максимума фона в этом участке спектра. Наложение крыльев дало бы небольшой максимум около 5920 шириной  $\sim 40$  ангстрем, причем его амплитуда составляла бы не более 20% от интенсивности линий полосы OH(8.2), в то время как наблюдаемый максимум около 5950 гораздо шире и имеет максимальную интенсивность, сравнимую с интенсивностью полосы OH(8.2). Таким образом, широкий максимум на сплошном спектре свечения неба около 5950 нельзя объяснить ошибками съемки и обработки спектров. Он реально существует и его интенсивность достигает максимума зимой и минимума летом. Кроме того, на рис. 9 и 10 можно заметить, что интенсивность максимума 5950 не меняется от года к году. Его интенсивность в годы максимума солнечной активности такая же, что и в годы минимума солнечной активности (кривые для января 1958 г. и января 1969 г. на рис. 9; кривые для ноября 1959, 1964 и 1967 г. на рис. 10).

Другой, широкий максимум на кривых распределения интенсивности в сплошном спектре свечения неба, расположенный около 6200–6300 ангстрем ведет себя иначе. Он интенсивен в годы большой солнечной активности 1958–1959 г.г., причем в летние месяцы он интенсивнее, чем в зимние (кривая июня 1958 г. на рис. 9). В годы минимума солнечной активности он почти не заметен, разве что только на кривой июля 1968 г. (рис. 10).

3). Электрофотометрические наблюдения сплошного спектра свечения неба для  $\lambda\lambda$  5270, 5720 и 6050 ангстрем, как уже упоминалось, одновременно со спектральными наблюдениями велись электрофотометрические наблюдения в светофильтрах, центрированных на  $\lambda\lambda$  5270, 5720 и 6050 ангстрем (рис. 8). В область пропускания светофильтра 5270 практически не входят эмиссионные линии; эмиссионные полосы OH(9.2) 5200 и OH(6.0) 5243, попадающие в крыло светофильтра, настолько слабы, что их вкладом можно пренебречь; то же самое относится к эмиссии 5199  $\text{Å}$ , тем более, что она появляется лишь в периодах больших геомагнитных возмущений. Вклад эмиссионных линий в светофильтры 5720 и 6050 продемонстрирован в таблице 2, в которой показано, сколько % пропускает светофильтр для указанных эмиссий свечения неба (пропускание в максимуме свето-

фильтров 5720 и 6050 38% и 34.5% соответственно).

Таблица 2

Светофильтр	5893	%		
		OH(5.0)	6300	OH(9.3)(R и Q)
6050	I.6	4.0	0.5	I.5
5720	5577	5893		
	2.2	I.8		

Кроме того, в область пропускания светофильтров 5720 и 6050 входит часть полосы 5950. Если в светофильтр 5720 входит не более 20% этой полосы, то в область пропускания светофильтра 6050 входит её значительная часть. Для оценки вклада полосы 5950 в интенсивность, измеренную в светофильтре 6050, по сравнению с вкладом эмиссионных линий и полос, указанных в таблице 2, были выбраны две ночи наблюдений: I3-I4.XI.58 и I3-I4.II.58. Первая ночь характеризуется максимальной величиной интенсивности как эмиссий  $\text{Na}$  и OH, так и полосы 5950, а в течение второй ночи интенсивность эмиссий  $\text{Na}$  и OH была мала, а полосы 5950 – минимальная. На рис. 18 приводится кривая пропускания светофильтра 6050 и кривая распределения интенсивности в участке 5800–6200 ангстрем сплошного спектра свечения неба для I3-I4.XI.58, заштрихованный участок – часть полосы 5950, попадающая в область пропускания фильтра, тонкая линия – уровень непрерывного фона, соответствующего рассеянному свету. В таблице 3 даны для указанных двух ночей полная интенсивность в рэлеях, измеренная в фильтре 6050, вклад в рэлеях эмиссионных линий и полосы 5950, интенсивность сплошного спектра и интенсивность сплошного спектра без полосы 5950.

Таблица 3

Дата	Полная интенсивность (рэлеи)	$I_{\text{Na}}$	$I_{6050}$	$I_{\text{OH}}$	$I_{5950}$	Интенсивность сплошного спектра	Интенсивность спектра без $\lambda 5950$
I3-I4.II.1958	I07	I	I	5	I0	100	90
I3-I4.XI.1958	I97	5	I	I0	II8	181	63

Оказалось, что эмиссии  $\text{Na}$ , 6300, OH могут изменить отчет в светофильтре 6050 не более, чем на 10% даже тогда, когда интен-

сивность этих эмиссий максимальна. В то же время полоса  $\lambda 5950$ , когда ее интенсивность максимальна, может увеличить отчет в светофильтре 6050 почти в два раза. Таким образом, вариации интенсивности, измеренной в этом светофильтре, должны отражать вариации интенсивности полосы  $\lambda 5950$ , если таковая действительно существует в свечении ночного неба, а не является результатом ошибок спектральных наблюдений. Однако в светофильтр 6050 входит еще и значительная часть непрерывного фона, интенсивность которого может меняться значительно и независимо от других эмиссий. Чтобы исключить влияние вариаций непрерывного фона, можно рассмотреть вариации отношения интенсивности, измеренной в фильтре 6050, к интенсивности, измеренной в светофильтре 5270,  $I_{6050}/I_{5270}$ . В область пропускания светофильтра 5270 входит в основном только непрерывный фон, поэтому вариации величины отношения  $I_{6050}/I_{5270}$ , очевидно, будут определяться вариациями интенсивности полосы  $\lambda 5950$ , согласно данным таблицы 3. Для вычисления этого отношения были использованы электрофотометрические наблюдения, выполненные в светофильтрах 6050 и 5270 в направлении на Поляс Мира, где внеземная составляющая не меняется, за 1958–1962 г.г. Результат приводится на рис. 21, каждая точка на котором – среднее за ряд близких по времени ночей наблюдений. Отношение  $I_{6050}/I_{5270}$  максимально зимой в ноябре–декабре, в полном соответствии с зимним максимумом полосы  $\lambda 5950$  по спектральным наблюдениям. Действительно, чем больше интенсивность в максимуме полосы 5950 над фоном по спектральным наблюдениям, тем больше величина отношения  $I_{6050}/I_{5270}$  по одновременным электрофотометрическим наблюдениям. Это хорошо видно из таблицы 4, где приведены данные для нескольких ночей по мере возрастания интенсивности полосы 5950. Таким образом, электрофотометрические наблюдения подтверждают реальность полосы около  $\lambda 5950$  ангстрем в спектре свечения ночного неба. Выше отмечалось, что около 10–20% в отчете в фильтре 5720 вносит полоса  $\lambda 5950$ . Конечно, это величина, близкая к ошибке электрофотометрических наблюдений с широкополосными светофильтрами. Однако из таблицы 4, где также приводятся и величины отношения интенсивностей, измеренных в светофильтре 5720 и исправленных за влияние эмиссии  $\lambda 5577$ , к интенсивностям, измеренным в светофильтре 5270,  $I_{5720}/I_{5270}$ , видно, что отношение  $I_{5720}/I_{5270}$  также заметно увеличивается с ростом интенсивности полосы  $\lambda 5950$ , в пределах 20–30% от минимального к максимальному значению (в то время как  $I_{6050}/I_{5270}$  увеличивается более, чем в два раза).

Далее представляют интерес сезонные вариации интенсивностей сплошного спектра по электрофотометрическим наблюдениям. Для их построения использовались наблюдения в светофильтрах 5270 и 6050, выполненные в направлении на Поляс Мира, чтобы исключить влияние

вариаций внеземной составляющей сплошного спектра. Средние за ночь интенсивности усреднялись по полумесяцам за 1958–59, 1960, 1961 и 1962 и 1968–69 г.г. Результаты приводятся на рис. 22. Интенсивность сплошного спектра мало меняется в течение года, для области  $\lambda 5270$  наблюдаются два небольших максимума в июне и в конце декабря – начале января, а в области  $\lambda 6050$  – в ноябре–декабре.

Таблица 4

Дата	$I_{5950}$	$I_{6050}/I_{5270}$	$I_{5720}/I_{5270}$
17–18.У.58	0.1	0.8	1.2
13–14.УІ.58	0.1	0.7	1.0
14–15.Х.58	0.2	1.0	1.2
22–23.У.58	0.5	0.8	–
24–25.І.58	0.5	0.9	–
4–5.ХІ.59	0.7	1.0	1.3
18–19.П.58	1.1	1.0	–
19–20.П.58	1.4	1.1	–
29–30.ХІ.59	2.2	1.3	1.3
13–14.ХІ.58	2.4	1.7	1.7

В течение ночи интенсивность сплошного спектра также меняется, причем вариации в областях  $\lambda\lambda 5270$  и 6050 часто не совпадают. Электрофотометрические наблюдения ночных вариаций интенсивности сплошного спектра выполнялись в течение более чем трехсот ночей в направлении на Поляс Мира. Естественно, что в пределах данной статьи нет возможности привести все полученные кривые ночного хода. На рис. 23 представлены наиболее характерные из них. Как и следовало ожидать на основе сезонных вариаций отношения  $I_{6050}/I_{5270}$ , в летние месяцы интенсивность  $I_{5270}$  обычно выше, чем  $I_{6050}$ , причем ночной ход совпадает. Весной и осенью обычно  $I_{5270} = I_{6050}$ , также близки и вариации в обоих участках. Зимой, особенно, в ноябре,  $I_{6050}$  больше  $I_{5270}$ , причем ночной ход  $I_{6050}$  не совпадает с ночной ходом  $I_{5270}$ , что, по-видимому, является следствием роста зимой интенсивности полосы  $\lambda 5950$ , которая входит в светофильтр 6050 и имеет ночной ход, отличный от ночного хода интенсивности сплошного спектра в других участках последнего.

В течение цикла солнечной активности среднегодичная интенсивность сплошного спектра в областях  $\lambda\lambda 5270$  и 6050 также меняется: на рис. 24 видно небольшое уменьшение её, примерно в 1.3–1.5 раза с 1958 по 1962 г.

Наконец, исследовалась корреляция интенсивности сплошного спектра с интенсивностями эмиссий свечения ночного неба – кислородной, натриевой и гидроксильной. Прежде всего была проверена корреляция интенсивности сплошного спектра около  $\lambda 5270$  с эмиссией  $\lambda 5577$  ( $[O]$ ) (рис. 25). Оказалось, что имеется довольно слабая положительная

корреляция, причем в годы максимума солнечной активности она проявляется достаточно отчетливо (рис.26), а в годы минимума почти отсутствует (рис.27). (Каждая точка на рис.25-27 - средняя интенсивность за ночь). Интенсивность сплошного спектра около 6050 совершенно не коррелирует с эмиссией 5577, но хорошо коррелирует с эмиссией 5890-5896 (рис.29). То же самое можно видеть и на рис.28, где ночной ход интенсивности сплошного спектра около 5270 и 6050 сравнивается с ночных ходом интенсивности эмиссий 5577 OI и 5890-5896

на примере ночи 12-13.XI.58 с высокой активностью свечения. Видно, что в то время как вариации сплошного спектра около 5270 ангстрем совпадают с вариациями интенсивности эмиссии 5577[OI], вариации сплошного спектра около 6050 совпадают с вариациями эмиссии натрия. Однако, амплитуда вариаций интенсивности сплошного спектра гораздо меньше: если интенсивность 5577 меняется в течение ночи от минимального до максимального значения в 2 раза, то интенсивность сплошного спектра около 5270 - всего на 25%; также интенсивность эмиссии натрия меняется в 1.5 раза, а интенсивность сплошного спектра около 6050 ангстрем на 15%. Никакой корреляции интенсивности сплошного спектра в исследованных участках с интенсивностями эмиссий OH и 6300-6364[OI] не наблюдалось.

### Обсуждение результатов

Спектральные и электрофотометрические наблюдения сплошного спектра свечения неба, выполненные в Абастумани, в общем подтверждают результаты других авторов, описанные в § 2-3 части II, в том смысле, что состав сплошного спектра сложен и меняется во времени. Однако более подробные и систематические данные позволили получить некоторые новые факты и с другой точки зрения объяснить уже имеющиеся.

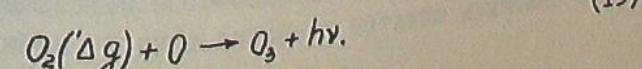
Сплошной спектр свечения неба состоит из непрерывного фона и ряда максимумов интенсивности над ним. В то время как по данным Н.Н.Шефова (1960-61г.) [52, 53] и Л.М.Гиндилиса [57] интенсивность в непрерывном фоне растет с ростом длины волн (рис.6), по наблюдениям в Абастумани кривые распределения интенсивности имеют обратный ход - интенсивность уменьшается с ростом длины волн (рис.12). Непрерывный фон в сплошном спектре свечения неба имеет ряд особенностей, позволяющих считать, что он обязан рассеянному в атмосфере свету. Это, во-первых, характер распределения интенсивности по спектру, которое близко к распределению в спектре рассеянного в атмосфере солнечного света (рис.14), и наличие Фраунгоферовых линий (рис.15). Во-вторых, зависимость спектрального распределения от прозрачности атмосферы,

которая выражается в том, что с ухудшением прозрачности наблюдается покраснение непрерывного фона - явление, аналогичное тому, которое наблюдала Е.В.Писковская-Фесенкова для дневного рассеяния в атмосфере [60]. Рассеянный свет вносит заметный вклад в сплошной спектр свечения неба. По-видимому, он обязан существованию даже в полночь рассеянному солнечному свету в результате многократного рассеяния в области тени, причем его абсолютная интенсивность и относительное спектральное распределение будут зависеть от состояния атмосферы, степени запыленности и т.п.

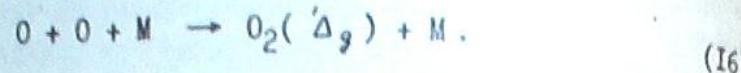
Наличие дополнительных максимумов интенсивности над непрерывным фоном около 5950 и 6200-6300 ангстрем можно объяснить собственным свечением верхней атмосферы в сплошном спектре. Максимум около 5950 совпадает с максимумом, который получали в сплошном спектре свечения неба Н.Н.Шефов (1957-58 г.) [51], В.И.Ярин [50] и О.Г.Таранова [55] (рис.6). Перечисленные авторы объясняют этот максимум флюресценцией молекулы  $\text{NO}_2$  в результате процесса



Флюресценция молекулы  $\text{NO}_2$  в результате взаимодействия окиси азота с атомарным кислородом изучалась в лаборатории в пламенах [61] и в электрическом разряде в смеси  $\text{NO}$  с  $\text{O}$  [66] и при этом наблюдалось желто-красное свечение. Возможность такого механизма в верхней атмосфере была подтверждена ракетными экспериментами по запуску на высоту около 100 км газообразной  $\text{NO}$  [62, 63]. При этом возникло желтовато-красное светящееся облако. Голом [63] измерил распределение интенсивности в его спектре и получил континуум от 6300 до 4000 ангстрем с максимумом около 5200 (рис.30). Шифф [66], изучая процесс (14) при прохождении потока воздуха через электрический разряд, получил континуум в широкой области от 4000 до 14000 ангстрем с максимумом около 6300, причем в коротковолновую сторону интенсивность падает быстрее, чем в длинноволновую (рис.30). Таким образом, континуум, возбуждаемый механизмом (14), имеет распределение, несколько отличное у разных авторов, что, возможно, связано с условиями возбуждения [64], но во всех случаях он получается достаточно протяженным с полушириной максимума  $\Delta\lambda$  4000-5000 ангстрем, в то время как полуширина максимума около 5950 в сплошном спектре свечения неба не превышает 300 (рис.30). Этот факт был также отмечен Гадденом [65], который предложил другой механизм возбуждения континуума около 5950, заключающийся во взаимодействии молекул кислорода, возбужденных до уровня ( $\Delta g$ ), с атомарным кислородом:



В результате образуются возбужденные молекулы озона, которые будут излучать в полосе Шапьюи. При этом молекулы  $O_2(\Delta_g)$  образуются в тройном соударении.



Согласно расчетам Гадсдена выход процесса (15) составляет 800 рэлей или примерно 0.6 рэлея/ангстрем, что вообще говоря близко к средней наблюдаемой интенсивности максимума 5950. Однако тогда непонятно, почему максимум интенсивности полосы 5950 наблюдается зимой, а не летом, когда озона в верхней атмосфере больше. Затем, согласно (15) и (16) интенсивность его должна быть пропорциональна кубу концентрации атомарного кислорода, так же как и интенсивность эмиссии 5577 [OI], которая возбуждается в результате (16) при  $M=0$ . А это означает, что между интенсивностью максимума  $\lambda 5950$  и интенсивностью эмиссии  $\lambda 5577$  должна иметь место почти линейная корреляция, чего на самом деле не наблюдается: интенсивность 5950 практически почти не зависит от интенсивности 5577 (рис.31). Наконец, максимум полосы 5950 не совпадает с максимумами полосы поглощения Шапьюи (5730 и 6020 с небольшим минимумом для 5870) и гораздо уже этой полосы. Максимум интенсивности в сплошном спектре свечения ночного неба около 5950 можно было бы объяснить также флюресценцией молекул  $NO$ , которая наблюдалась в этой области спектра Танака и Огава [67] в потоке газообразной  $NO$  через электрический разряд и Н.Я.Додоновой [68] при облучении газообразной  $NO$  ультрафиолетовым излучением электрического разряда в водороде с  $\lambda > 1300$  ангстрем. Микрофотограмма спектра, полученного Додоновой приводится на рис.32. Полосы диффузны и не разрешаются при использованной спектральной ширине щели 1.7 ангстрема; максимумы этих полос расположены около  $\lambda\lambda 5880, 5930, 5980$  и  $6015$  ангстрем и попадают между линиями полосы OH(8.2) в спектре свечения ночного неба, так что они могли бы образовать наблюдаемый максимум фона под полосой OH(8.2) около 5950 шириной  $\sim 300$  ангстрем. Молекулы  $NO$  имеются в атмосфере на высотах 70–110 км. Согласно ракетным наблюдениям Барта [69], который измерил абсолютную интенсивность ультрафиолетовых полос системы  $NO$  в свечении дневного неба, средняя концентрация  $NO$  на указанных высотах не менее  $3.9 \div 6.2 \cdot 10^7 \text{ см}^{-3}$ . Однако сам механизм возбуждения полос  $NO$  около 5900 еще совершенно не ясен и поэтому подсчитать возможную интенсивность их в свечении ночного неба пока нельзя. Если эта флюресценция имеет место, тогда сезонный ход интенсивности максимума 5950 с максимумом зимой можно было бы объяснить усилением ионизации  $NO$  летом.

Широкий максимум около 6200–6300 ангстрем, возможно, обраzuется в сплошном спектре свечения ночного неба благодаря кон-

тигууму молекул  $NO_2$ , возбужденных в процессе (14), если принять распределение интенсивности в этом континууме согласно измерениям Шиффа [66]. По наблюдениям в Абастумани интенсивность континуума  $NO_2$  мала. Максимум около 6300 хорошо виден на кривых, полученных в период максимума солнечной активности в 1958–59 г.г., когда его интенсивность над непрерывным фоном, приведенная к зениту, достигла 1.0 рэлея/ангстрем, в то время как в годы минимума солнечной активности она не превышала 0.1 рэлея/ангстрем (рис.9,10). Можно попытаться оценить квантовый выход реакции (14), воспользовавшись соотношением  $I$  (рэлей) =  $K n(NO) n(O)$ , где  $n(NO)$  и  $n(O)$  – концентрации окиси азота и кислорода; константа скорости реакции (14) по Барту [69] и Доэрти и Джонатану [70] равна  $6.4 \cdot 10^{-17} \div 1.7 \cdot 10^{-17} \text{ см}^3/\text{молек.сек.}$  Согласно ракетным измерениям Байкера и Уоддупса [71] свечение верхней атмосферы в сплошном спектре локализовано на высотах 79–104 км в слое толщиной 25 км. На высоте 85 км  $n(O) = 3 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$ , а  $n(NO)$  по Барту [69]  $3.9 \div 6.2 \cdot 10^7 \text{ см}^{-3}$ , тогда интенсивность континуума  $NO_2$  будет составлять  $3100 \div 500$  рэлей для максимальных и минимальных  $K$  и  $n(NO)$  соответственно. Или, если принять по Шифfu полуширину континуума  $NO_2$  4700 ангстрем, получим 0.7 – 0.1 рэлей/ангстрем, т.е. как раз то, что и наблюдается около 6200 – 6300 ангстрем. Из этих чисел видно, что интенсивность континуума  $NO_2$  недостаточна, чтобы приписать весь сплошной спектр свечения ночного неба в видимой области только механизму (14), игнорируя значительный вклад рассеянного света и другие возможные источники. Однако процесс (14) имеет место в верхней атмосфере и вносит вполне определенную долю, что сказывается на присутствии максимума около 6200–6300 ангстрем, а также небольшой связи интенсивности сплошного спектра с интенсивностью эмиссии 5577 (рис.4,5,25). Кстати, малая величина корреляции обеих эмиссий – также доказательство малого вклада механизма (14) в суммарную интенсивность сплошного спектра свечения ночного неба.

Таблица 5

Интенсивность в рэлях/ангстрем (в зените)	Рассеянный свет		Континуум $NO_2$		Флюрес- ценция		Внеземной свет $\theta > 80^\circ$ $\theta < 140^\circ$ $\theta > 45^\circ$
	5300	6600	5300	6600	$(NO_2 O_3?)$		
Максимальная	3.1	1.6	0.8	1.2	2.0		1.0
Минимальная	1.3	0.7	$\sim 0.1$	$\sim 0.1$	$\sim 0.1$		0.2

В заключение приводится таблица 5, в которой показана доля каждой из рассмотренных здесь составляющих сплошного спектра све-

чения ночных неба по наблюдениям в Абастумани.

Из таблицы 5 видно, что в видимой области сплошного спектра свечения ночного неба рассеянный свет составляет наибольшую долю в среднем 65-70% около 5300 и 6600 ангстрем, и 50-30% около 5950 ангстрем, когда интенсивность полосы  $\lambda$  5950 велика.

Май, 1969.

ନାମ ପାତ୍ର କାହାରଙ୍କ ଜୀବିତକଥା ପାଇଁ ଆପଣଙ୍କ କାହାରଙ୍କ

C. 9083723

(6) 80000

ნერილის I, II და III ნაწილებში ნარმორდენილია წამის ცის ნაფე  
ბის უნივერსიტეტის კულტურული დოკუმენტის და სპეციალურ დაკავირებას  
შეღებას მიმზიდვა. განხილულა: 1) აბსოლუტური ინფენსიონა უნივერსიტეტის სხვადასხვა უძრავი, 2) უნივერსიტეტის სპეცირის დაფილა აფრიკანურებრ  
ასუკულაციის და მიზანი მდგრადი დასახურის და 3) ინფენსიონა სივრცით ჩა  
ასრულებული და მიზანი მდგრადი დასახურის და 4) უნივერსიტეტის ინფენსიონის დამოკიდებულებ  
სამის ცის ნაფების კონსიური ხაზების ინფენსიონებზე, 5) ინფენსიონის  
განვითარებულ უნივერსიტეტში.

145  
მისამართით შეღერხილ უფრო ცანიერია; მისი ინტენსიონი გაფხულით  
მათ ვიზუალური გამოთავსი და გაცილებით ღირს მგზავრის აქტივობის მაქსიმუმს  
ჩაის, რომ არნევს 2 რელიეფური მასის, უწყვეტი სპეციული ინტენსიონის  
5270 არამარტინის მახლობლად და მის ღრეულამდე სკოლას ახასიათებს სუსტი  
კონსულ 5577[01] ემისიის ინტენსიონისთვის. ინტენსიონი 6050 ანგ-  
ურების მახლობლად კორელაციას ავდებს № 5893 ემისიის ინტენსიონისთვის  
(ნახ.25-29). თამას უმ ნათების უწყვეტი სპეციული საშუალო წილით ინ-  
ტენსიონს მცირება მზის აქტივობის შემცირებასთან ურთია (ნახ.24).  
გამომდევის მოსამართი, რომ უწყვეტი ფონი ნარმოიერნებს მზის  
სინათლის მრავალჯერად დაძნევით მზის გაუნათებერ ნაწილში (ღებამინის  
ნიჩილში). ინტენსიონის მაქსიმუმი 6200-6300 ანგულური მახლობლად  
განვითარებულის №2 -ის ფილორესცენტით, ხოლ მაქსიმუმი 5950 ანგ-  
ურების მახლობლად შეიძლება ნარმოსაღენდეს №0 მოღვაწლის ფილორესცენ-  
ტის შევევებს სპეციული ხილურ უანში.

## THE CONTINUOUS AIRGLOW SPECTRUM IN VISUAL REGION

L. M. FISHKOVA

### (Summary)

Chapters I, II and III represent a review of electrophotometric and spectral observations of the continuous airglow spectrum. The following questions are discussed: 1) the absolute intensity in various regions of continuous spectrum, 2) separation on atmospheric, stellar and zodiacal components, 3) intensity variations, 4) correlation of continuous spectrum intensity with that of airglow emission lines, 5) distribution of intensity in continuous spectrum.

The results of electrophotometric and spectral observations of airglow continuous spectrum in 4700-6700 Å region made at Abastumani in 1958-1969 are given in chapters IV and V. According to Abastumani observations continuous airglow spectrum represents continuous background with a wide maxima near 5950 and 6200-6300 Å (fig.12). Intensity distribution in continuous background almost coincides with that of scattered solar light in the Earth atmosphere. Continuous background intensities are equal to 8-3 R/A for 5600 and to 4,5-1,8 R/A for 6600 Å (in direction  $z = 67^\circ$ N), seasonal variations being almost absent. With increase of atmospheric extinction the increase of background intensity and decrease of ratio of intensity near 5600 to that near 6600 are shown (fig.16,17). Intensity maximum near 5950 has the halfwidth about 300 Å. It reaches its peak intensity in November-December ( $\sim 5$  R/A over the background in the direction  $z = 67^\circ$ N) and minimum in summer (fig.9,10), its intensity being independent on solar activity. Intensity maximum near 6200-6300

is a little wider and reaches its peak intensity in summer ( $\sim 2$  R/A over the background in the direction  $\alpha = 67^\circ N$ ); its intensity increases with solar activity. Continuous spectrum intensity near 5270 and its diurnal variations slightly correlate with emission [OI] 5577. Intensity near 6050 correlates with that of emission Na 5893 (fig. 25-29). Mean annual intensities of airglow continuous spectrum decrease along with the solar activity (fig. 24). It is supposed that a) continuous background arises from multiscattered solar light in the Earth shadow region, b) intensity maximum near 6200-6300 Å exists as a result of  $NO + O \rightarrow NO_2 + h\nu$  process, but c) intensity maximum near 5950 is probably a result of NO fluorescence in the upper atmosphere.

#### Цитированная литература

1. Rayleigh, Lord (Strutt R.J.) Further observations on the spectrum of the night sky. Proc. Roy. Soc. (London). 1923, A103, 45-49.
2. Dufay J. Le spectre du ciel nocturne. CR. 1923, 176, 1290-1292.
3. Добронравин П.П., Хвостиков И.А. Спектр ночного свечения неба в ультрафиолетовой области. Докл. АН СССР. 1939, 23, № 3, 233-237.
4. Elvey C.T., Swings P., Link W. The spectrum of the night sky. Aph.J. 1941, 93, 337-348.
5. Barbier D. Le spectre du ciel nocturne. Ann. d'Astroph. 1947, 10, 141-157.
6. Chamberlain J.W., Oliver N.J. Stellar absorption lines in night sky spectra. Aph.J. 1953, 118, N.2, 197-199.
7. Панин К.Б., Хвостиков И.А., Черняев В.И. Распределение энергии в спектре свечения ночного неба в разные часы ночи. Труды Эльбруской экспедиции 1934 и 1935 гг.
8. Вавилов С.И. Микроструктура света. М. 1950.
9. Roach F.E. Manual for photometric observations of the airglow during the IGY. Nation.Bur.Stand. 1956, Ref. N.5006.
10. Barbier D., Dufay J., Williams D. Recherches sur l'émission de la raie vert de la lumière du ciel nocturne. Ann. d'Astroph. 1951, 14, N.4, 399-437.
11. Чуваев К.К. О свечении земной атмосферы в непрерывном спектре. Докл. АН СССР. 1952, 87, № 4, 551-554.
12. Морозов В.М. Некоторые фотометрические данные о континууме в свечении ночного неба. Изв. АН СССР, сер. геофиз. 1961, № 12, 1887-1894.
13. Фишкова Л.М., Маркова Г.В. Некоторые результаты электрофотометрических наблюдений эмиссий OI, Na, OH и непрерывного фона в свечении ночного неба. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1952, 24, 161-173.

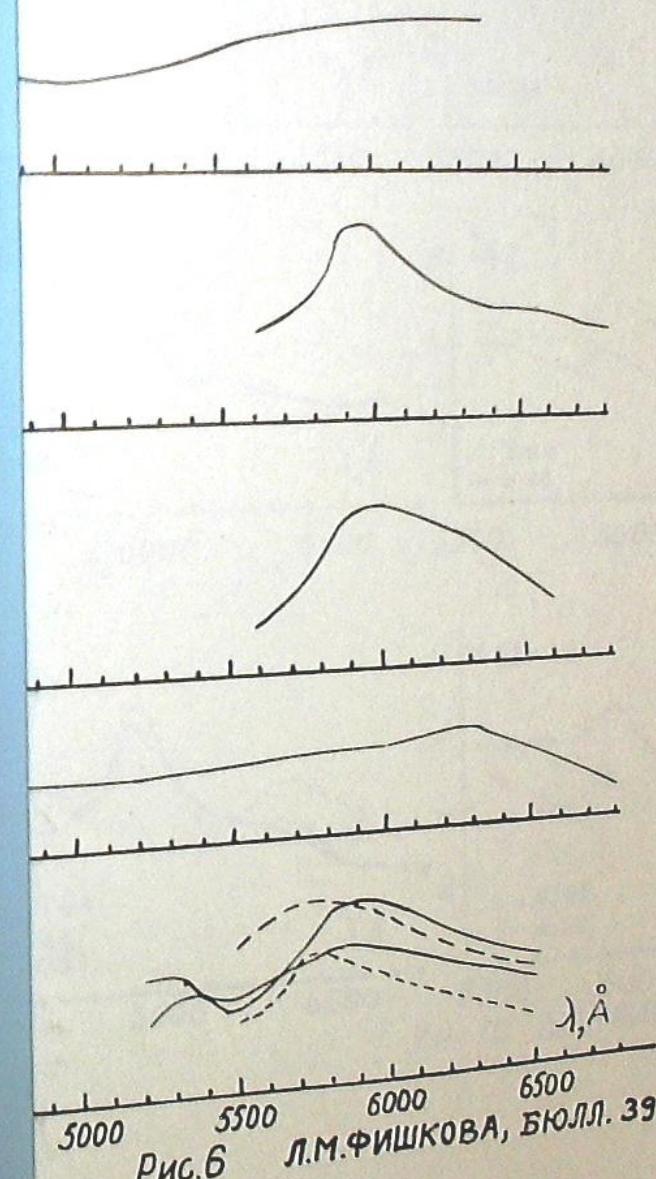


Рис. 6 Л.М.ФИШКОВА, БЮЛЛ. 39

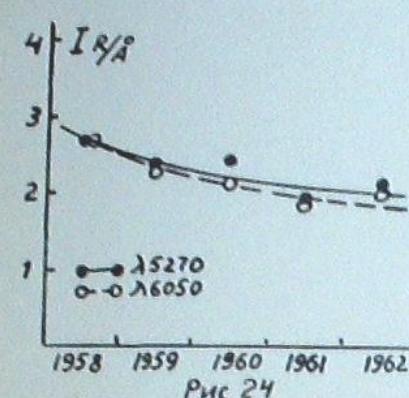


Рис. 24

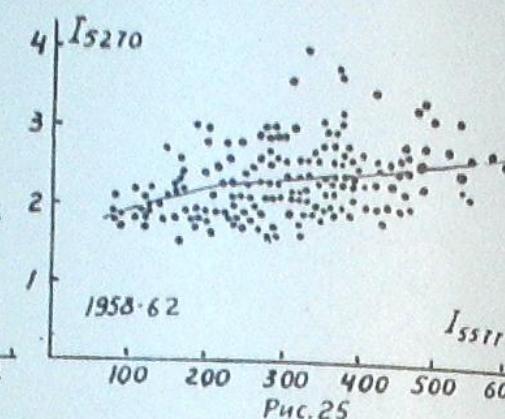


Рис. 25

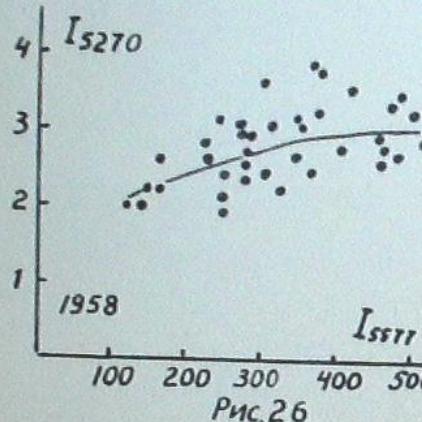


Рис. 26

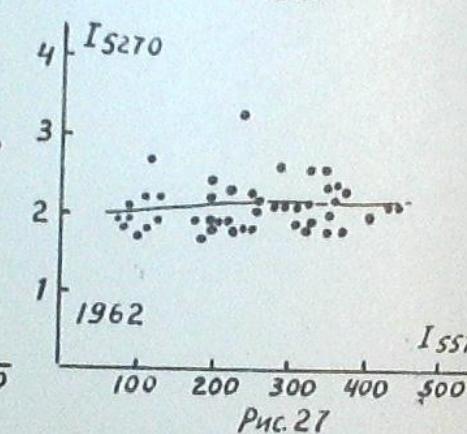


Рис. 27

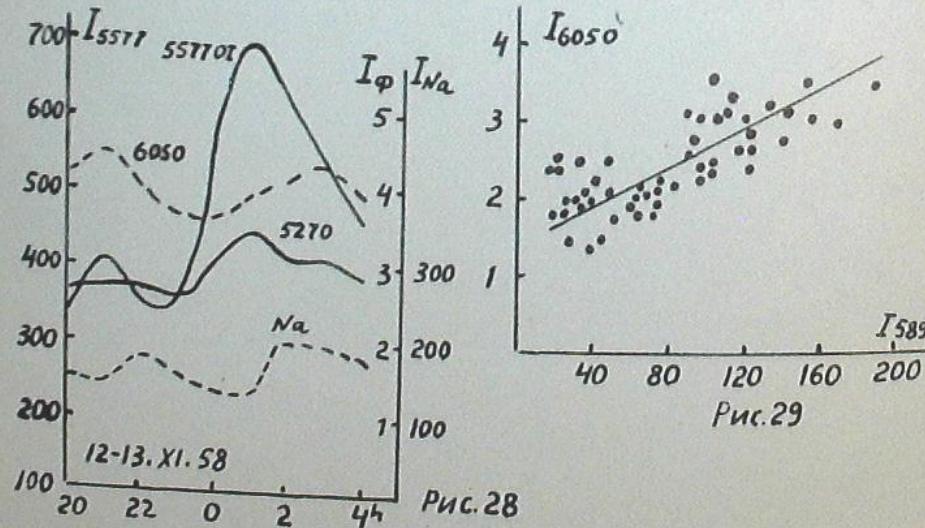


Рис. 28

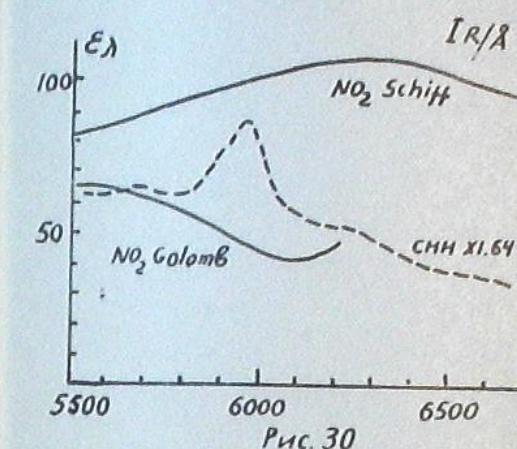


Рис. 30

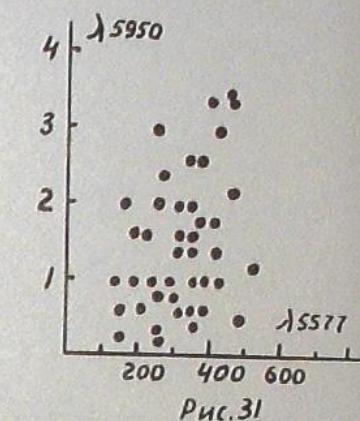


Рис. 31

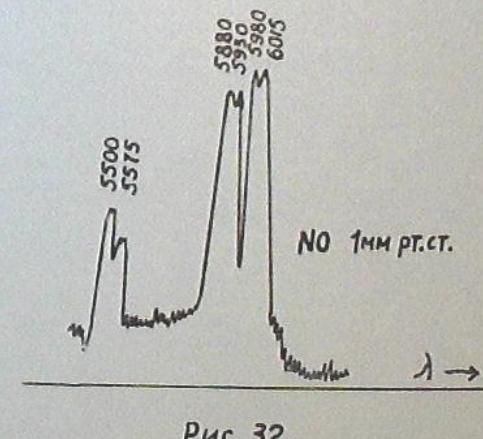
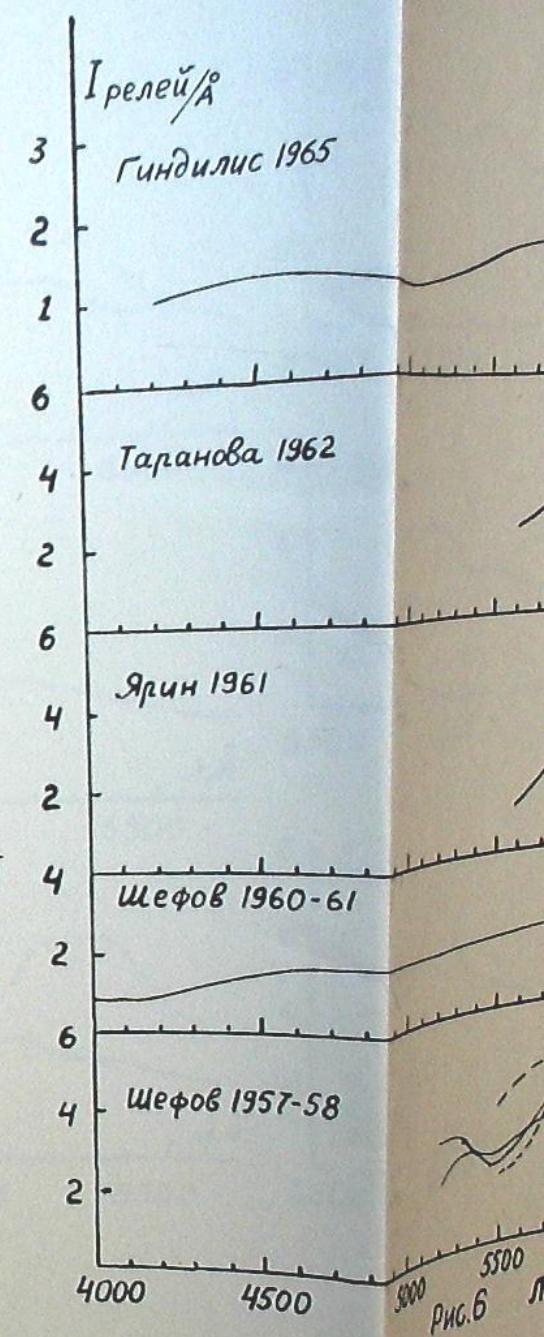
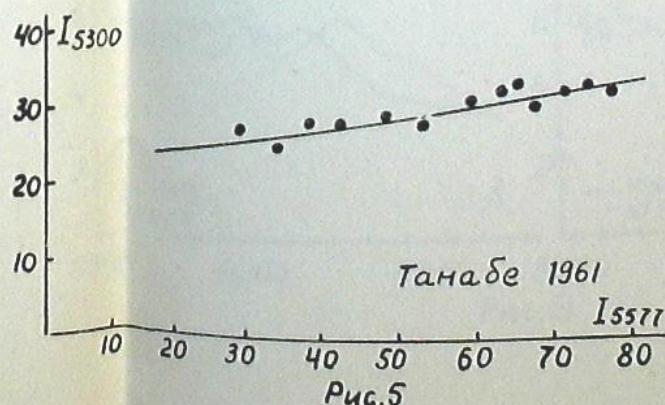
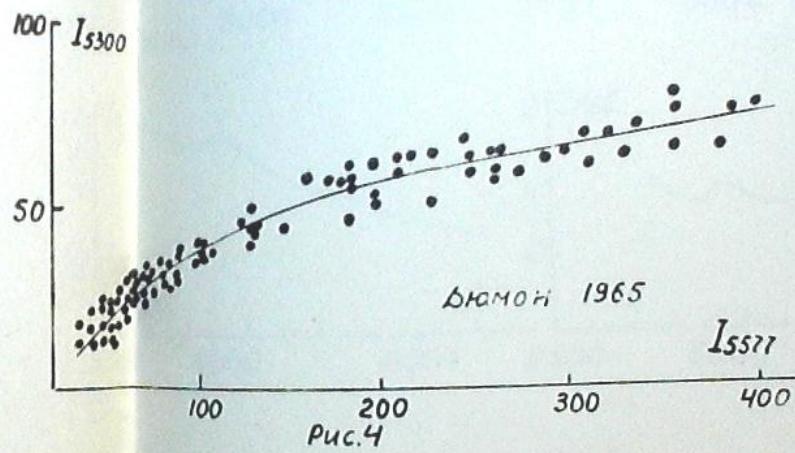
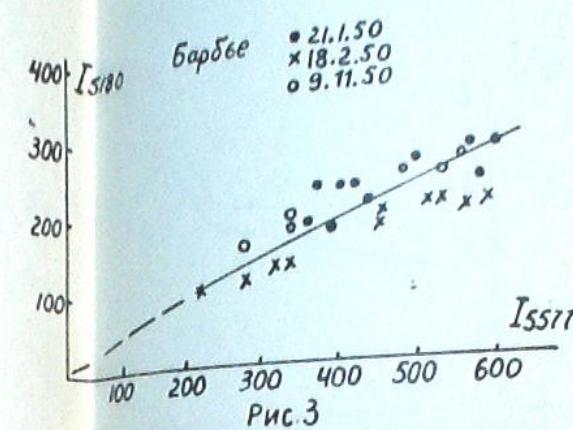
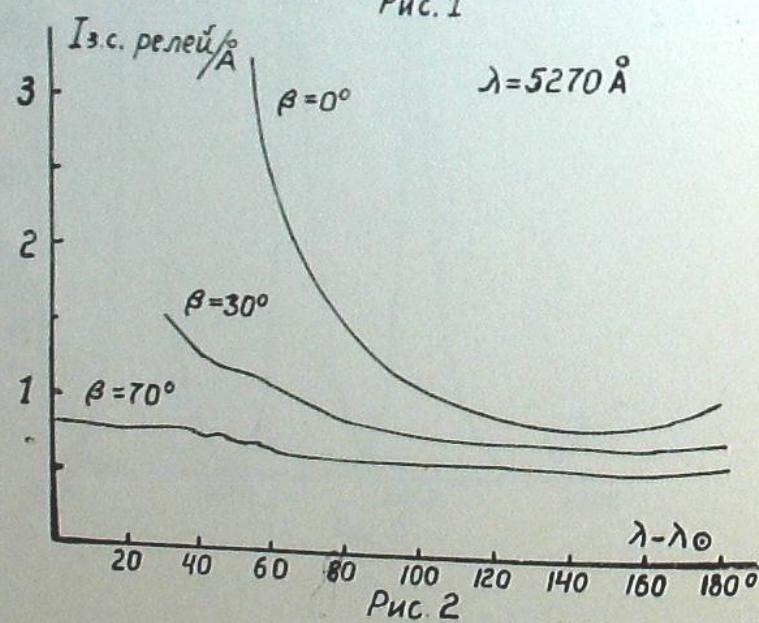
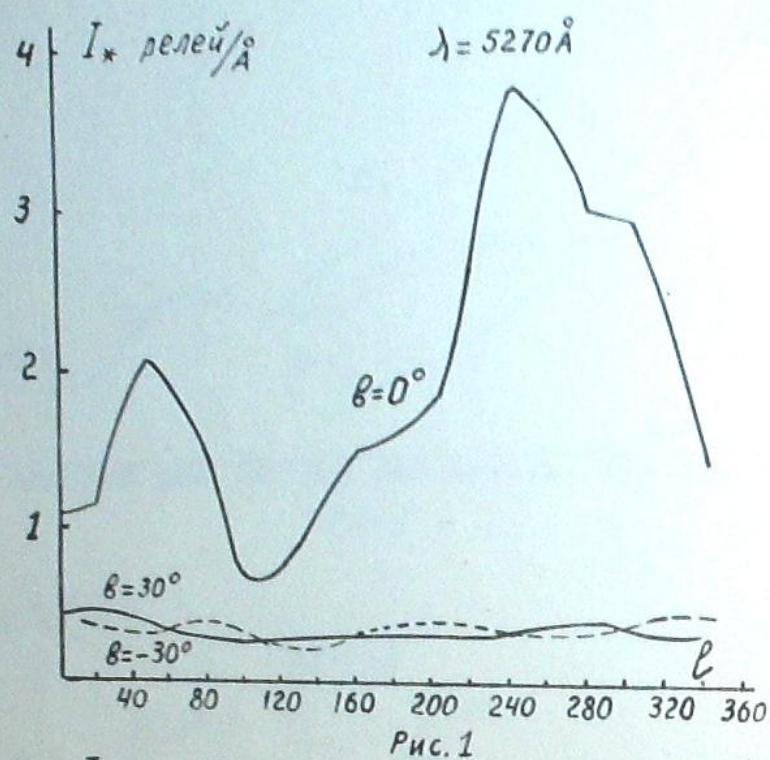
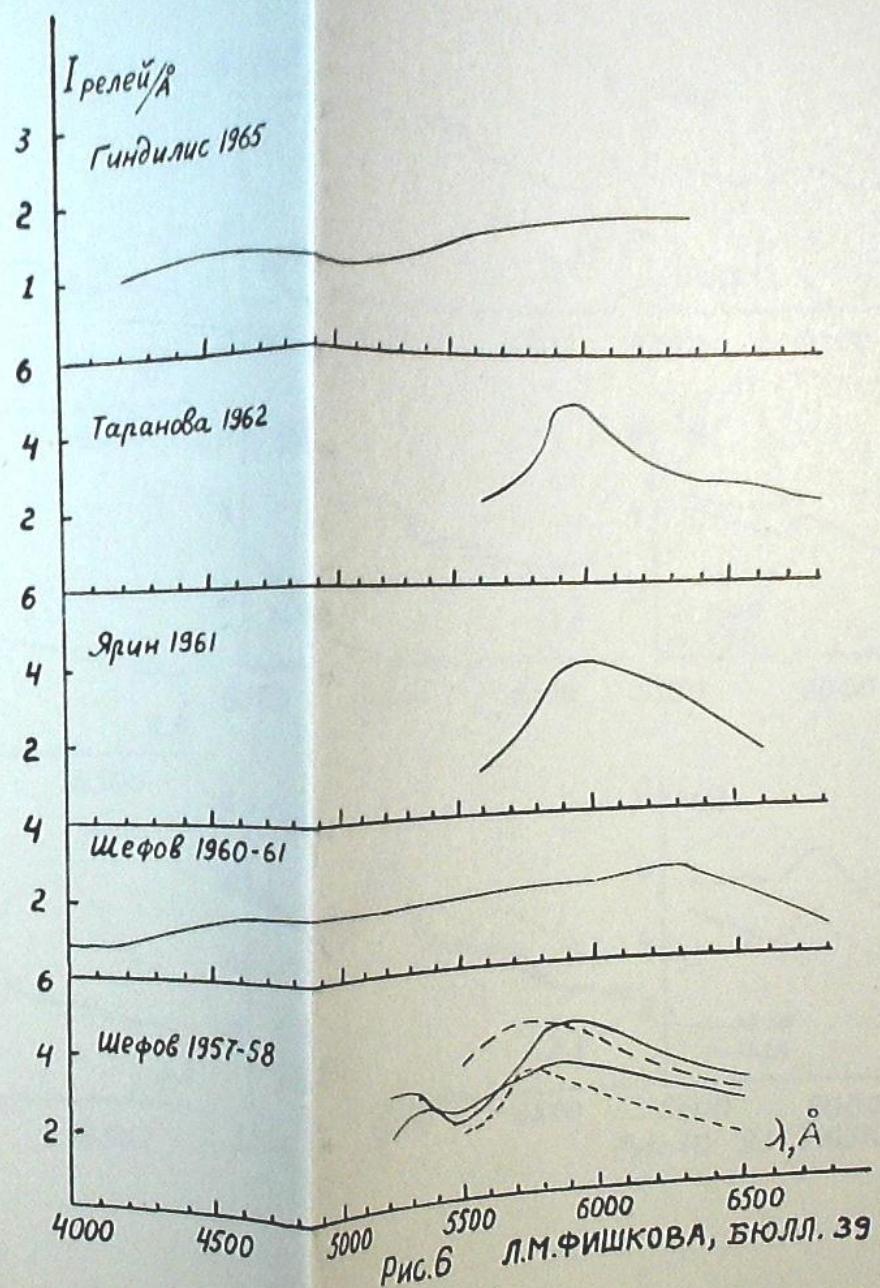
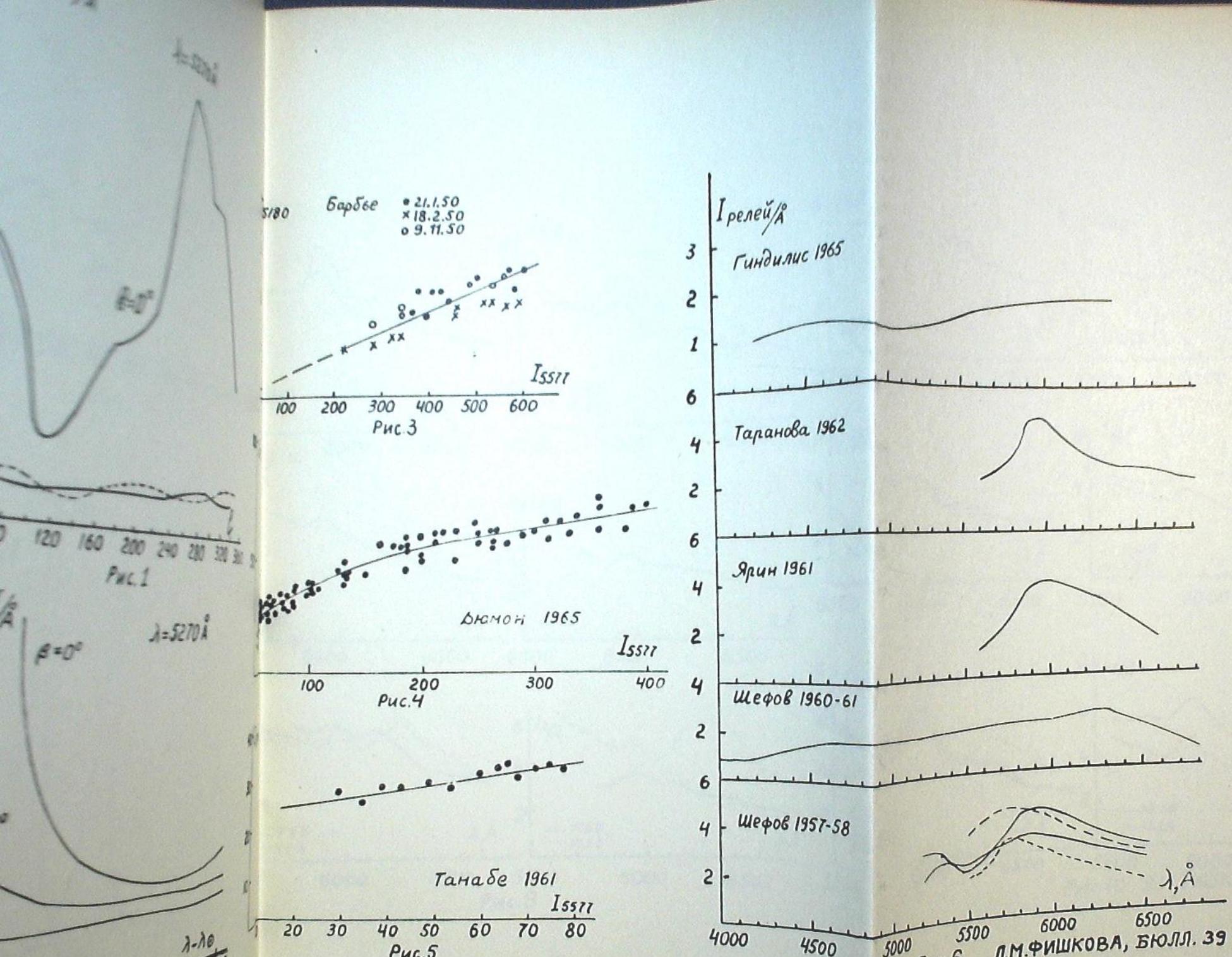


Рис. 32

Л.М.ФИШКОВА, БЮЛЛ. 39

14. Фишкова Л.М., Маркова Г.В. Некоторые результаты электрофотометрических и спектрографических наблюдений свечения ночного неба в Абастумани. В сб. "Спектральные, электрофотометрические и радиолокационные исследования полярных сияний и свечения ночного неба". АН СССР, 1960, № 2-3, 49-56.
15. Dandekar B.S. Measurements of the airglow continuum with a birefringent filter photometer. Appl.Opt. 1966, 5, 835-838.
16. Фесенков В.Г. Метеорная материя в межпланетном пространстве. М. 1947.
17. Ashburn E.V. The effect of Rayleigh scattering and ground reflection upon the determination of the height of the night airglow. J.Atm.Terr.Phys. 1954, 5, N.2, 83-91.
18. Dumont R. Séparation des composantes atmosphérique, interplanétaire et stellair du ciel nocturne. Ann. d'Astroph. 1965, 28, N.2, 265-320.
19. Van Rhijn P.J. Distribution of stars according to apparent magnitude, galactic latitude and galactic longitude. Publ.Kapteyn Astron.Lab. Groningen. 1929, N.43.
20. Meggil L.R., Roach F.E. The integrated starlight over the sky. Nation.Bur.Stand. 1961, N.106.
21. Smith L.L., Roach F.E., Owen R.W. The absolute photometry of the zodiacal light. Planet.Space Sci. 1965, 13, N.3, 207-217.
22. Дивари Н.Б. Звездная составляющая свечения ночного неба. Астрон.ж. 1951, 28, № 3, 163-171.
23. Seares F.H. The mean color-index of stars of different apparent magnitude. Aph.J. 1925, 61, N.2, 114-129.
24. Roach F.E., Pettit H.B. Exitation patterns in the nightglow. Soc.Roy.Sci.Liége. 1952, 12, N.1-2, 13-23.
25. Roach F.E., Meggil A.B. Integrated starlight over the sky. Aph.J. 1961, 133, N.1, 228-242.
26. Barbier D. Etude photométrique de région ultraviolette de la lumière du ciel nocturne. Ann. d'Astroph. 1953, 16, N.2, 96-128.
27. Davis T.N., Smith L.L. Latitudinal and seasonal variations in the night airglow. Journ.Geoph.Res. 1965, 70, N.5, 1127-1138.
28. Чубаев К.К. О разделении свечения ночного неба на составляющие. Астрон.ж. 1961, 38, № 4, 692-705.
29. Tanabe H. Zodiacal light and airglow components at 5300 Å. Publ.Astron.Soc.Japan. 1964, 16, N.4, 324-335.
30. Kulkarni P.V., Steiger W.R. Correlations among night airglow radiations. Ann. Geophys. 1967, 23, N.11, 125-131.
31. Морозов В.М. О непостоянстве спектрального состава континуума в свечении ночного неба. Изв. АН СССР, сер.геофиз. 1962, № 4, 573-576.
32. Морозов В.М. Некоторые особенности эмиссии ОI 5577 Å и континуума в свечении ночного неба. Изв. АН СССР, сер.геофиз. 1962, № 10, 1446-1449.





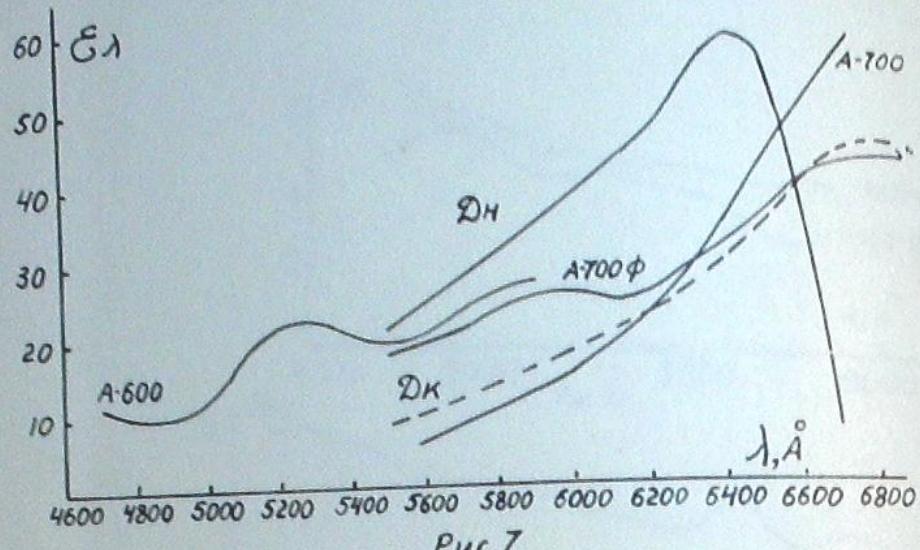


Рис.7

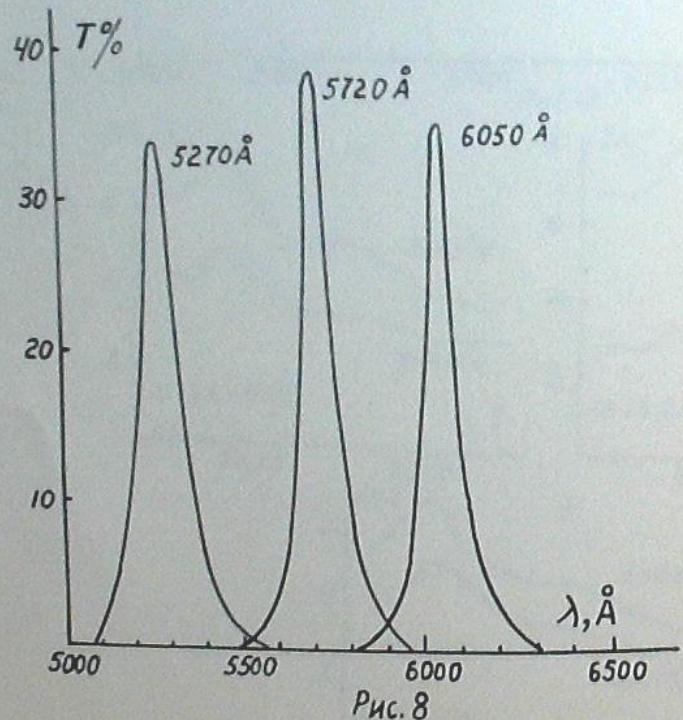


Рис.8

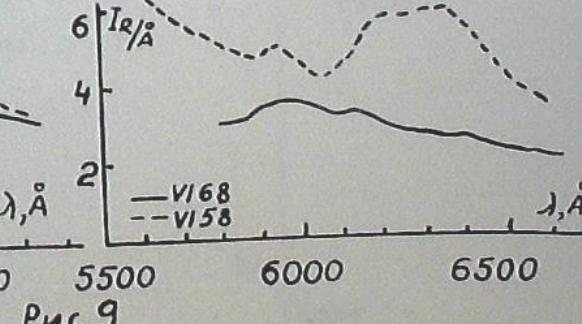
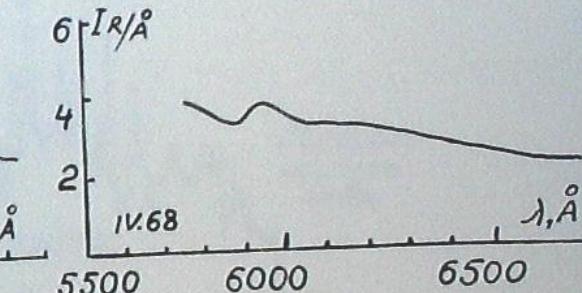
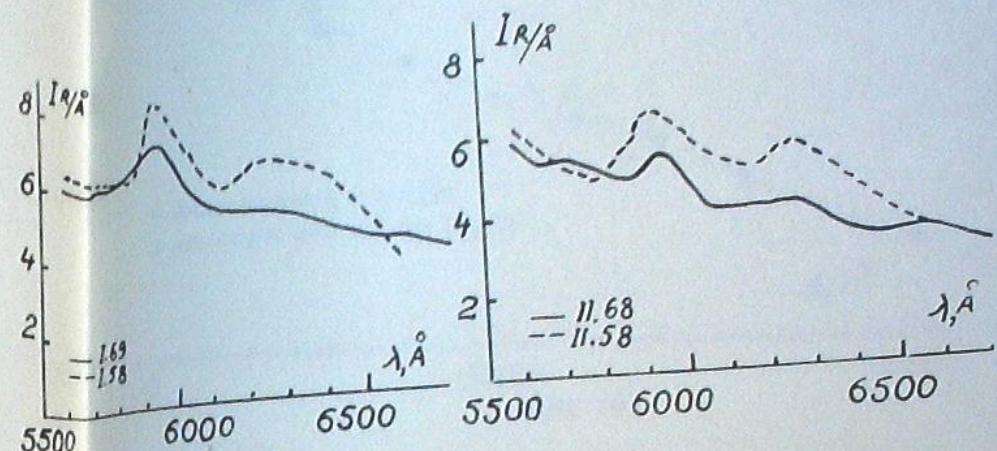
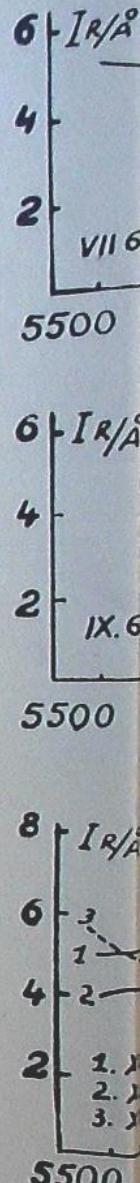
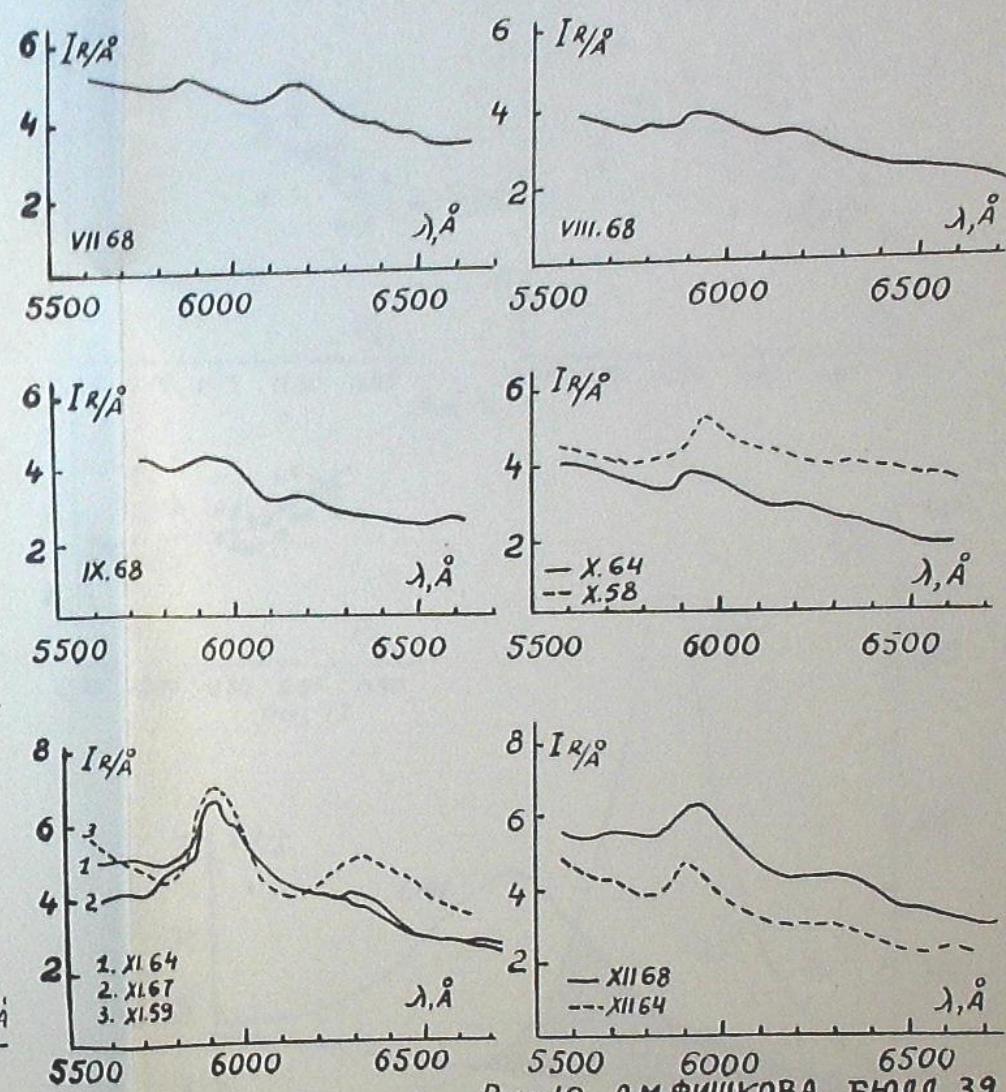
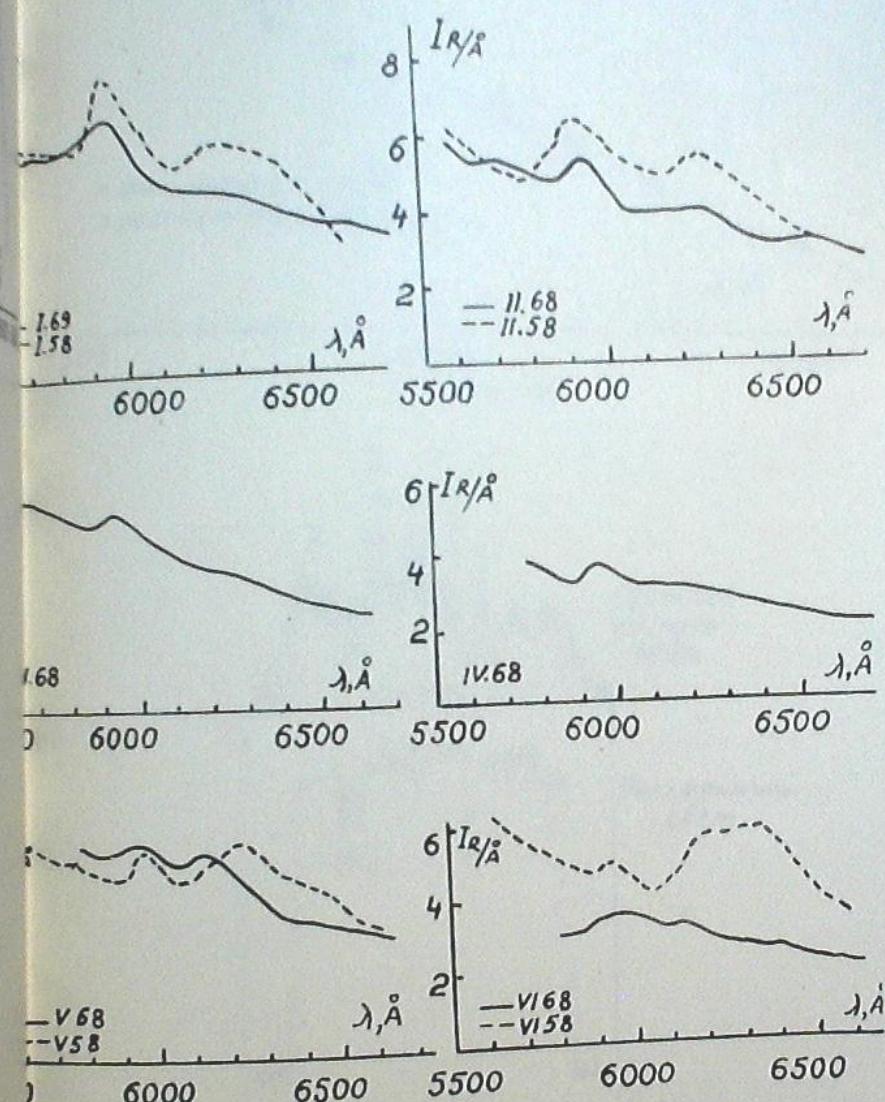
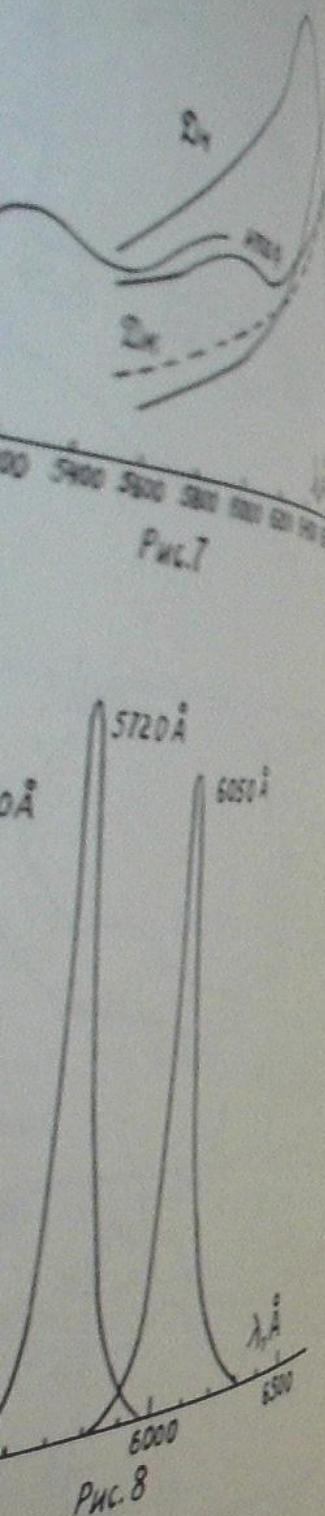
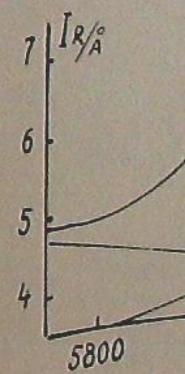
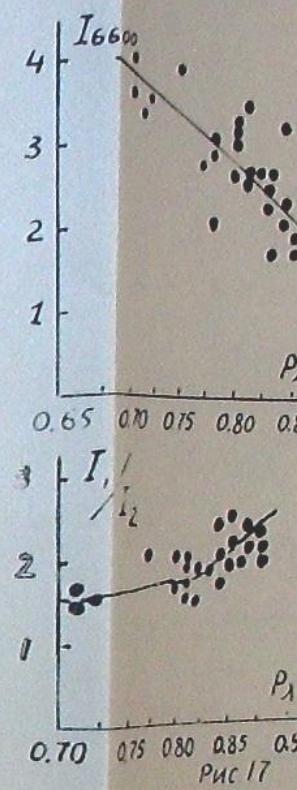
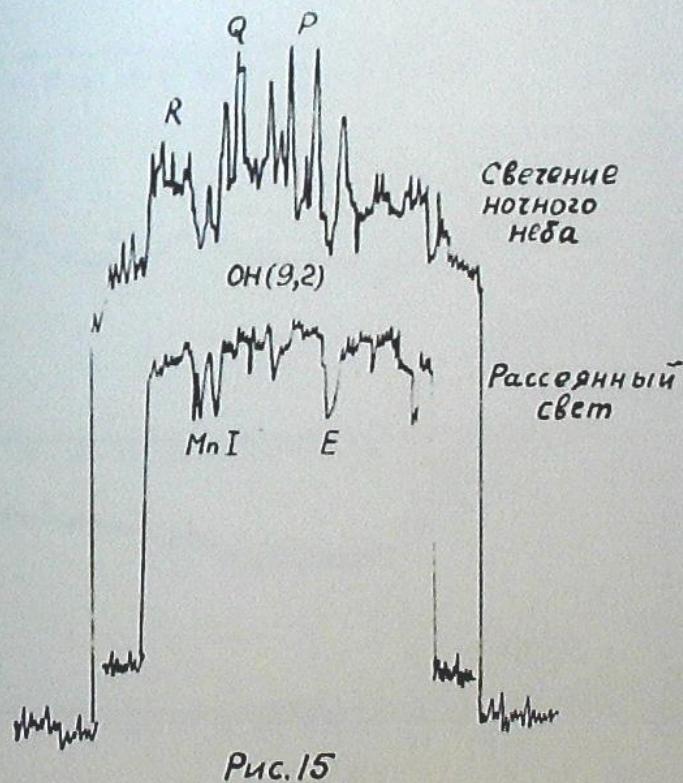
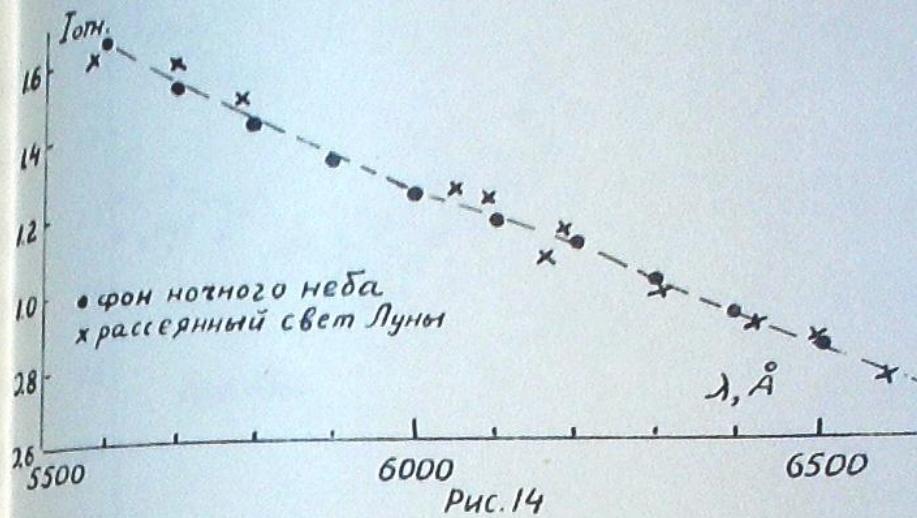
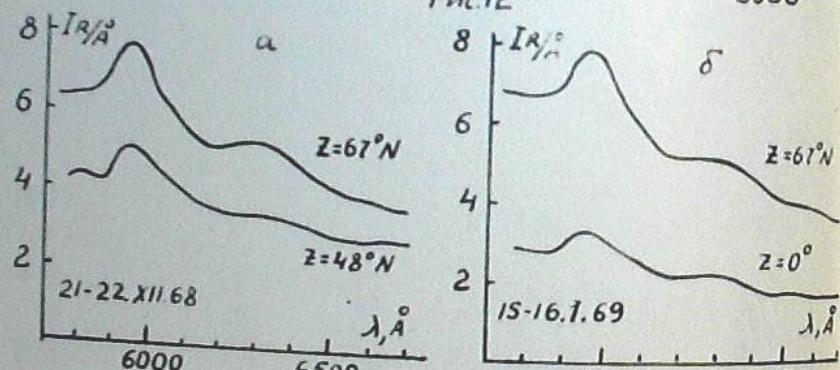
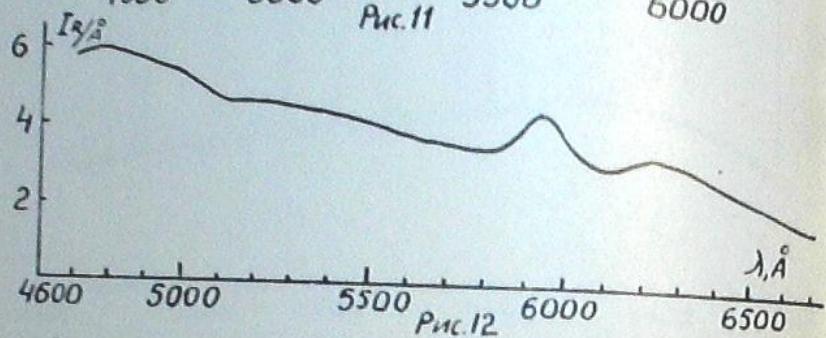
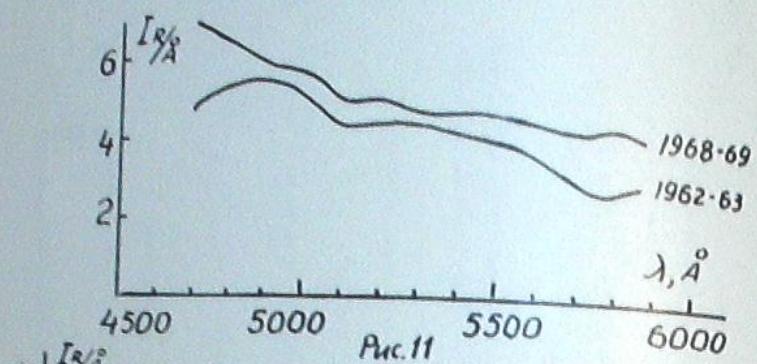


Рис.9





Л.М.ФИШКОВА, БЮЛЛ. 39



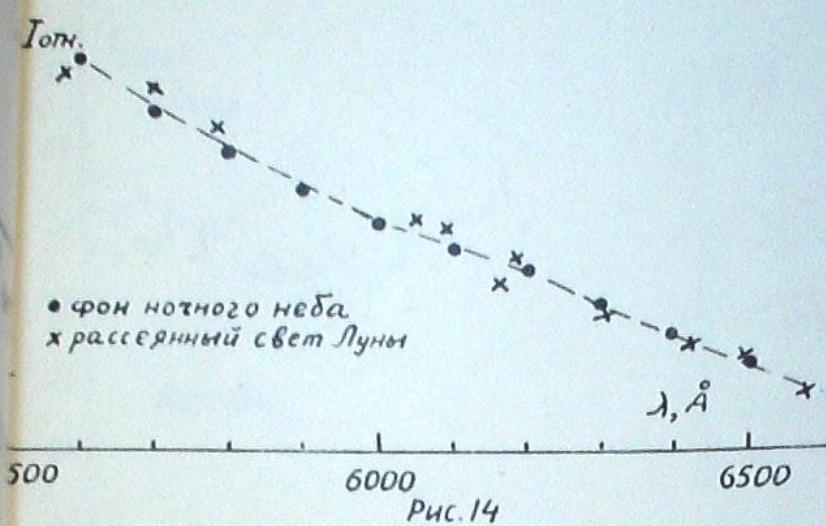
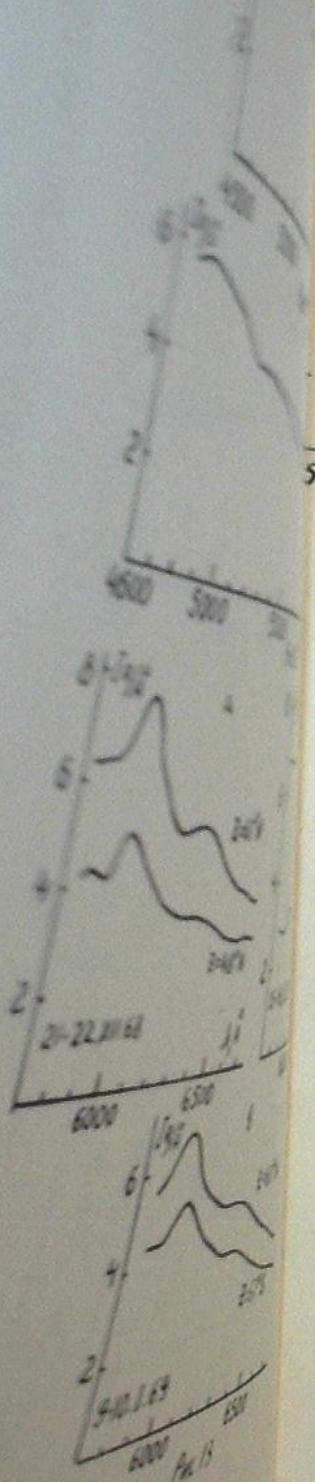


Рис. 14

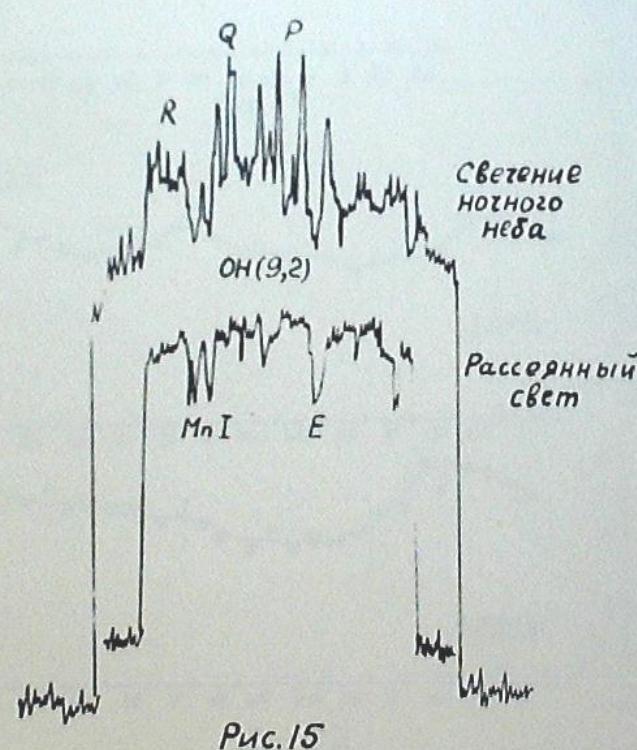


Рис. 15

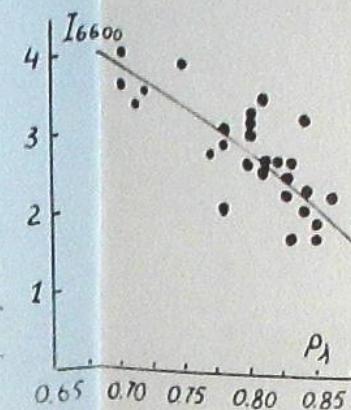


Рис. 16

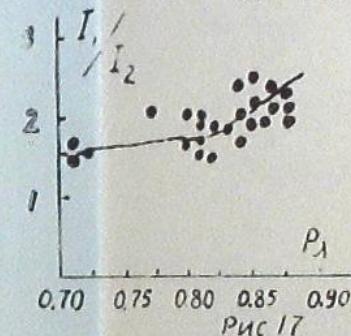


Рис. 17

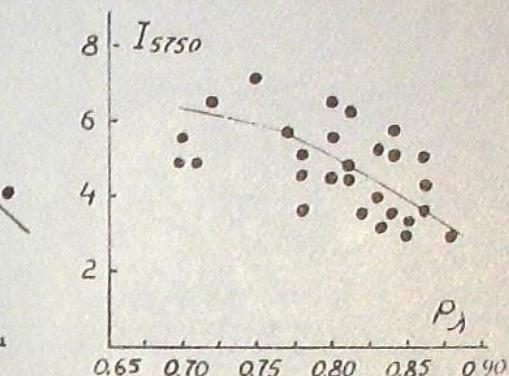


Рис. 16

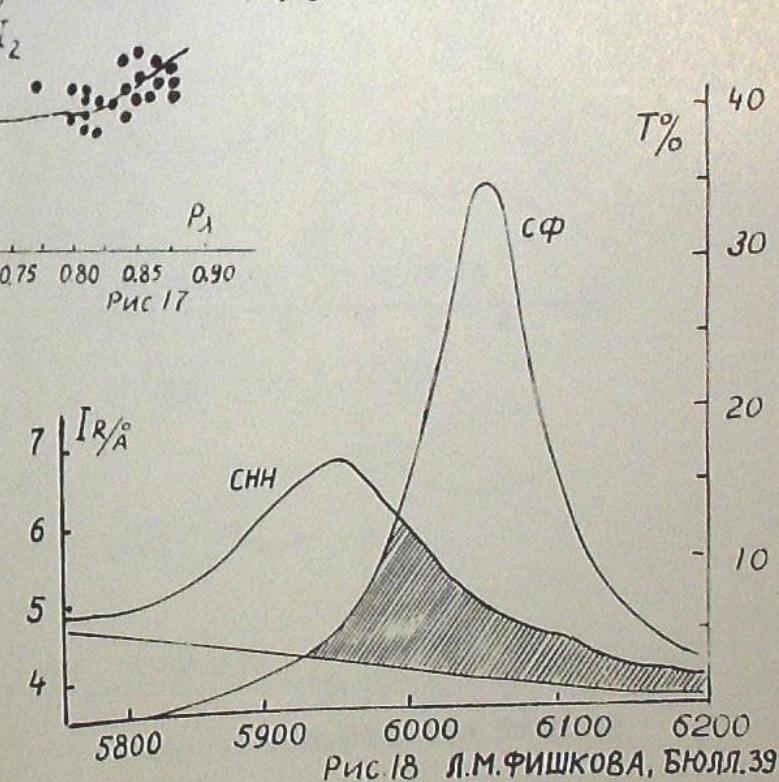


Рис. 18 Л.М.ФИШКОВА, БЮЛЛ.39

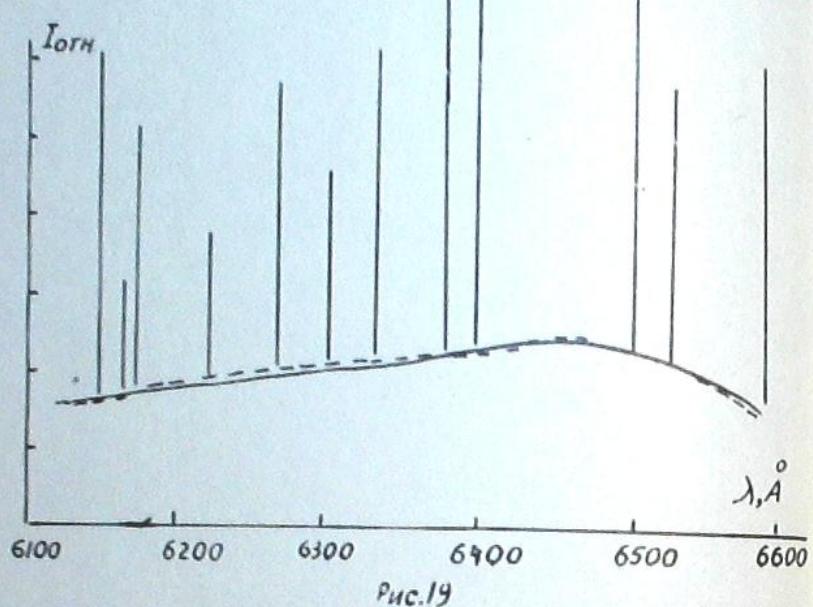


Рис.19

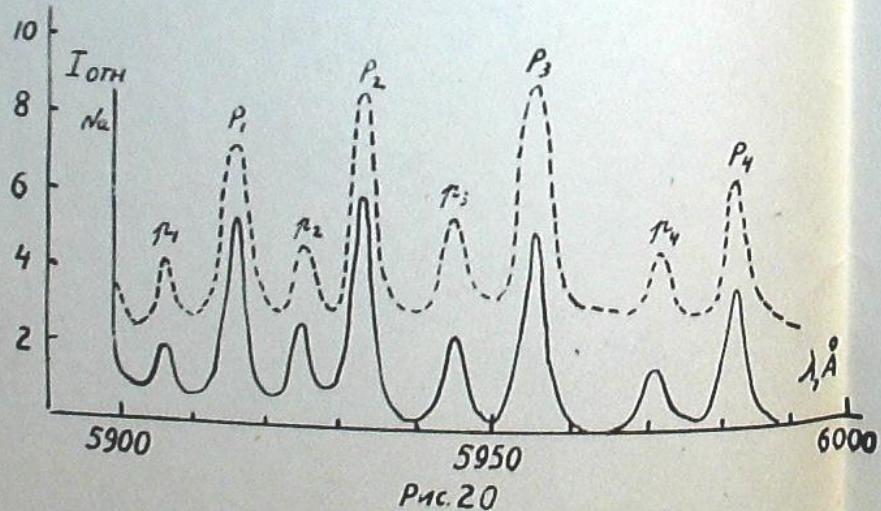
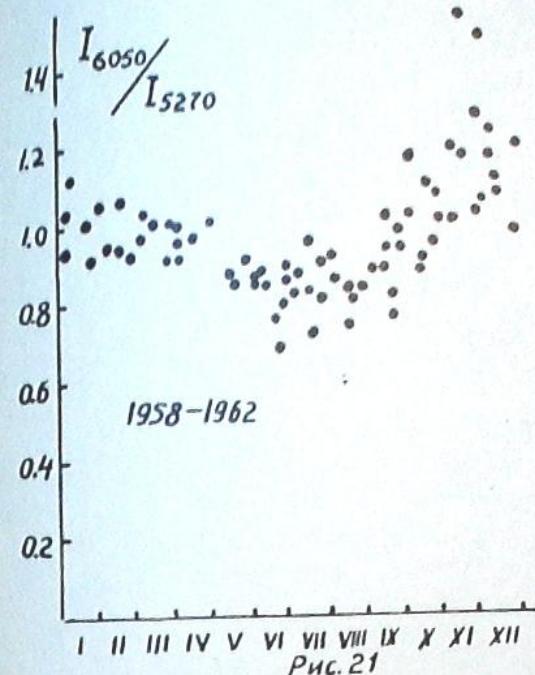


Рис.20



1958-1962

Рис.21

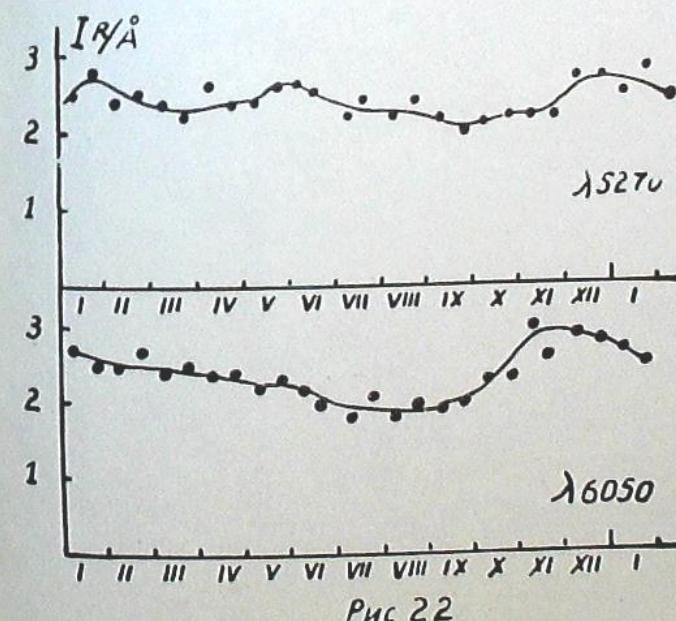


Рис.22

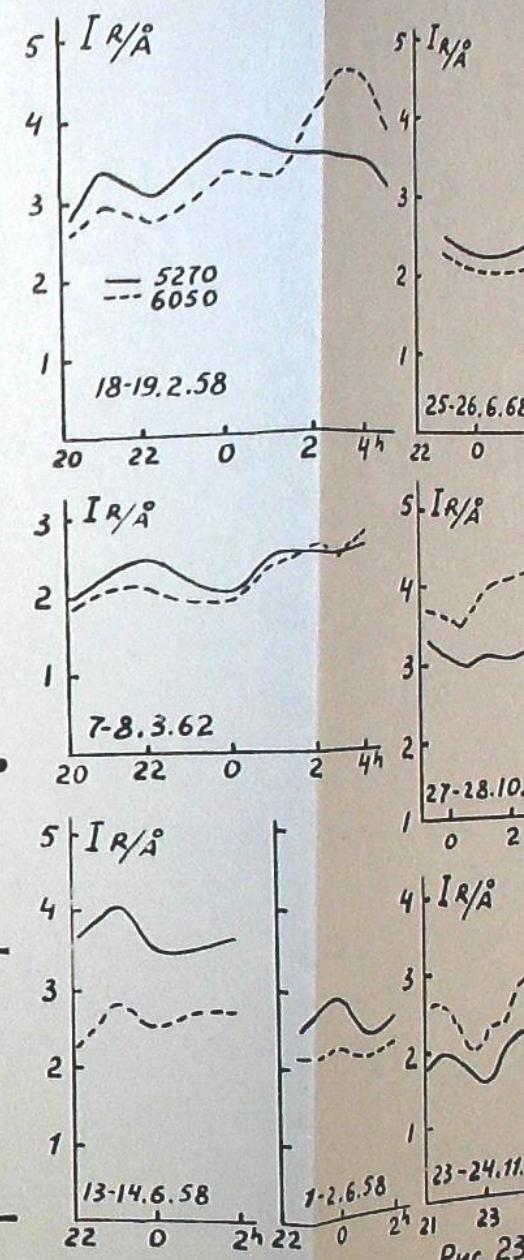
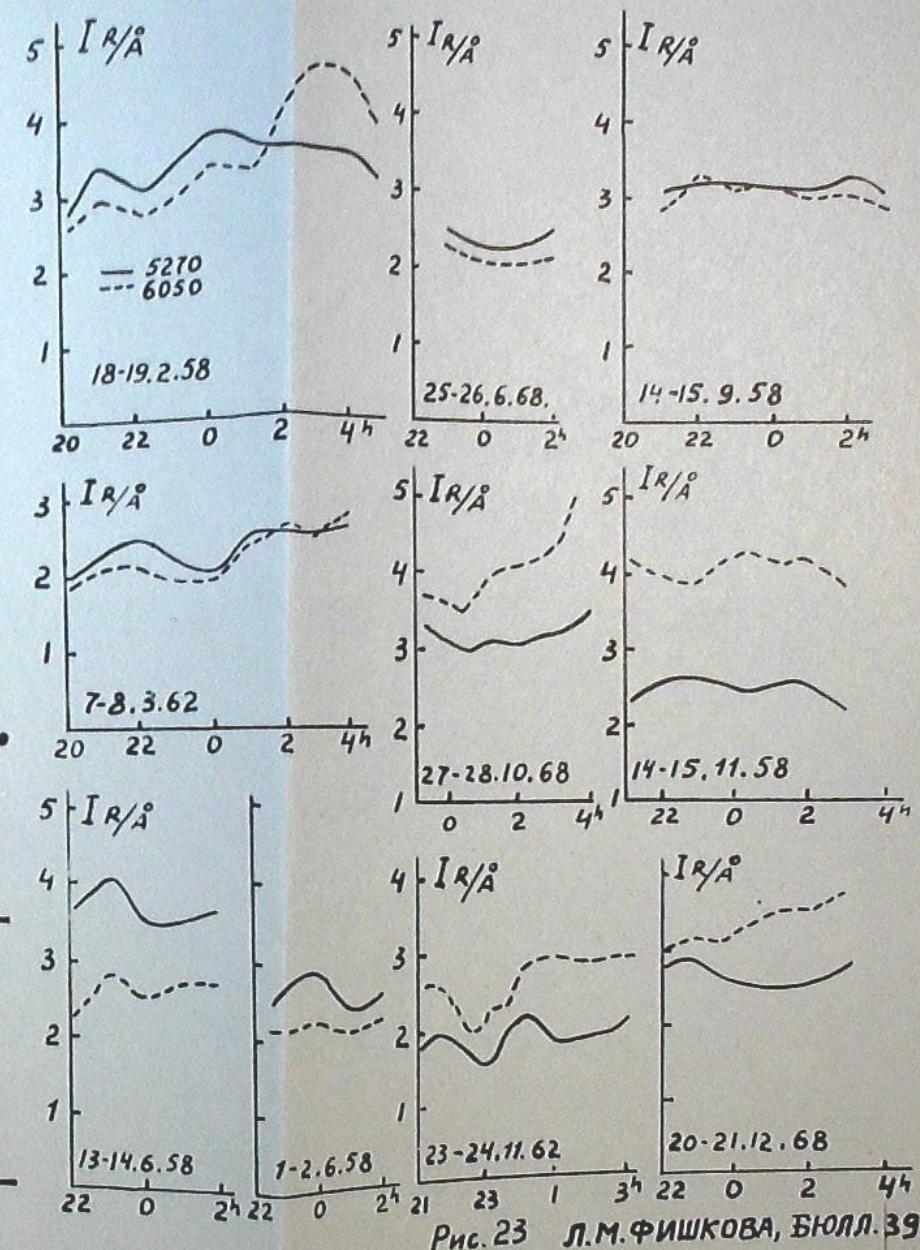
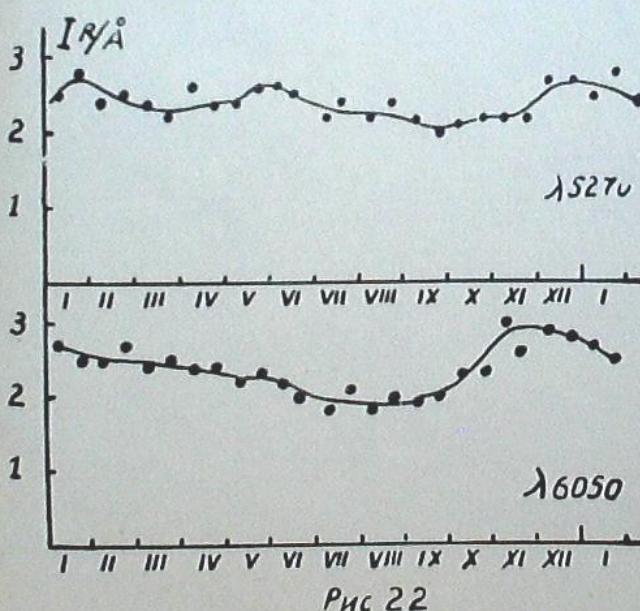
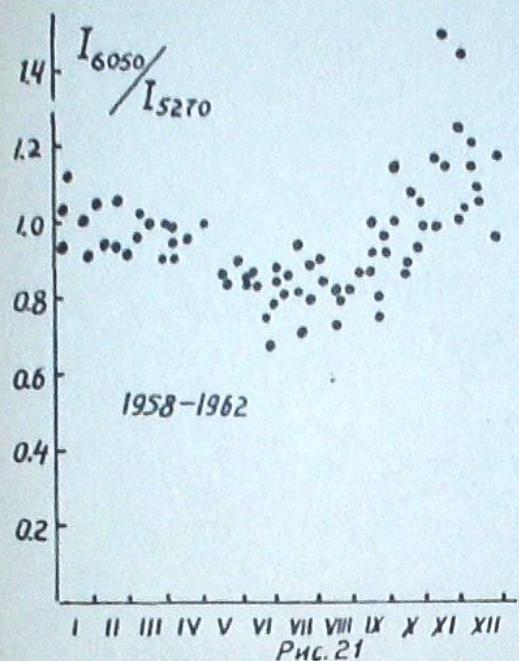
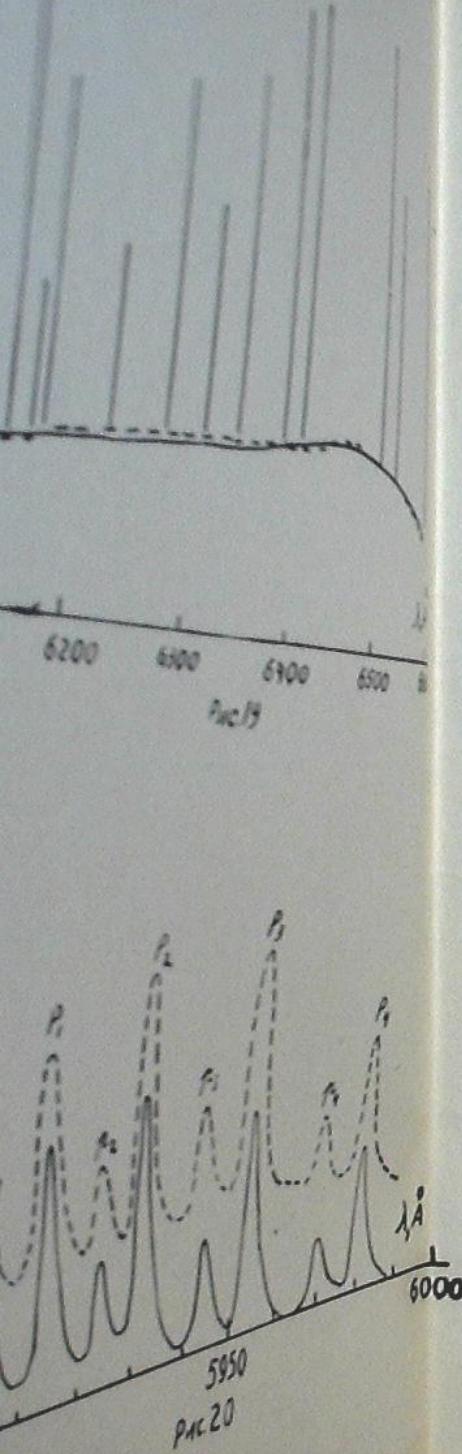


Рис.23



Л.М.ФИШКОВА, БЮЛЛ. 39

33. Морозов В.М. О влиянии эффекта рассеяния света в реальной атмосфере на наблюдаемую яркость свечения ночного неба. Изв.АН СССР, сер.геофиз. 1962, № 12, 1837-1842.
34. Морозов В.М. Некоторые результаты фотоэлектрических наблюдений свечения ночного неба вблизи 5700 ангстрем. Геомагнетизм и аэрономия. 1963, 3, № 5, 976-979.
35. Морозов В.М. О спектральном составе переменной составляющей излучения в непрерывном спектре ночного неба. Астрон.ж. 1964, 41, № 2, 378-382.
36. Морозов В.М. О спектральном составе излучения ночного неба в непрерывном спектре и фотоэлектрических наблюдениях вариаций интенсивности эмиссий OI 5577 и NaD. Изв.АН СССР, сер.геофиз. 1964, № 4, 604-614.
37. Морозов В.М. О некоторых особенностях внеземной и земной составляющих свечения ночного неба. Геомагнетизм и аэрономия. 1964, 4, № 3, 470-478.
38. Шефов Н.Н. Замечания по поводу некоторых выводов В.М.Морозова о континууме в излучении ночного неба. Изв.АН СССР, сер.геофиз. 1961, № 12, 1895-1897.
39. Красовский В.И. Письмо в редакцию. Изв.АН СССР, сер.геофиз. 1961, № 12, 1898-1900.
40. Багрицкий Б.А. О дискуссии по поводу результатов фотоэлектрических измерений континуума в свечении ночного неба. Изв.АН СССР, сер.геофиз. 1961, № 12, 1901-1902.
41. Barbier D. Photométrie photoélectrique de la luminescence du ciel nocturne. Années geophys.int. Sec.4, Fasc.1, 1961, 37-66.
42. Насыров Г.А. О непрерывном фоне в свечении ночного неба. Геомагнетизм и аэрономия. 1964, 4, № 6, III8-III9.
43. Трутце Д.Л. Спектральное распределение внеатмосферной и атмосферной составляющих континуума в свечении ночного неба. В сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1963, № 10, 5-7.
44. Трутце Д.Л. Вариации спектрального распределения континуума свечения ночного неба. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1965, № 11, 6-19.
45. Мигулин А.В. О разделении составляющих континуума ночного неба. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1965, № 11, 20-25.
46. Таранова О.Г. О статистической обработке фотоэлектрических измерений со светофильтрами. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР, 1965, № 11, 35-42.
47. Barbier D. Resultats préliminaires d'une photométrie en huit couleurs de la lumière du ciel nocturne. The Airglow and the Aurorae. 1955, 38-59.

48. Карагина З.В. Излучение ночного неба в ультрафиолетовой области спектра. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1963, № 10, 15-18.
49. Chamberlain J.W. The ultraviolet airglow spectrum. Aph.J. 1955, 121, N.1, 277-287.
50. Ярин В.И. Непрерывный спектр и полосы Герцберга O<sub>2</sub> в излучении ночного неба. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР, 1961, № 5, 35-38.
51. Шефов Н.Н. Интенсивности некоторых эмиссий сумеречного и ночного неба. Сб. "Спектральные, электрофотометрические и радиолокационные исследования полярных сияний и свечения ночного неба". АН СССР. 1959, № 1, 25-29.
52. Шефов Н.Н. Интенсивности некоторых эмиссий ночного неба. Сб. "Спектральные, электрофотометрические и радиолокационные исследования полярных сияний и свечения ночного неба". АН СССР. 1960, № 2-3, 57-59.
53. Шефов Н.Н. Непрерывный спектр в свечении ночного неба. Сб. "Спектральные, электрофотометрические и радиолокационные исследования полярных сияний и свечения ночного неба". АН СССР. 1961, № 5, 39-41.
54. Ярин В.И. Некоторые особенности континуума в сумерках. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1962, № 9, 61-62.
55. Таранова О.Г. Непрерывный фон в излучении ночного неба и полярных сияний. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1962, № 8, 21-23.
56. Карагина З.В., Тулакова Л.Н. Спектрофотометрические исследования непрерывного и эмиссионного спектров ночного неба в визуальной области. Изв.Астрофиз.ин-та АН Казахской ССР. 1960, IX, 86-95.
57. Гиндилис Л.М. Абсолютные измерения непрерывного спектра свечения ночного неба. Сб. "Полярные сияния и свечение ночного неба". АН СССР. 1965, № 11, 26-34.
58. Герасимова Н.Г., Яковлева А.В. Комплект светосильных спектрографов с дифракционными решетками. Приборы и техника эксперимента. 1956, № 1, 83-86.
59. Аллен К.У. Астрофизические величины. М. 1960.
60. Пясковская-Фесенкова Е.В. Зависимость рассеяния света в атмосфере от длины волн. Докл.АН СССР. 1951, 80, № 4, 595-598.
61. Кармилова Л.В., Кондратьев В.Н. Измерение концентрации атомов кислорода в пламенах при помощи NO. Журн.Физ.Хим. 1951, 25, № 3, 312-322.
62. Прессман Дж., Ашенбранд У.М., Мармо Ф.Ф., Джерси А., Зеликов М. Искусственная атмосферная хемилюминесценция, вызванная парами NO на высоте 106 км. Сб. "На пороге в космос". М. 1960, 327-332.
63. Golomb D., Rosenberg N.W., Aharonicu C., Hill J., Alden H. Oxygen atom determination in the upper atmosphere by chemiluminescence of nitric oxide. Journ.Geophys.Res. 1965, 70, N.5, 1155-1173.

64. Rajole J. On the origin of meteor long-duration train luminosity. Bull.astron.inst.Czechoslov. 1968, 19, N.5, 323-325.
65. Gadsden M. The nightglow continuum emission. J.Atmosph.Terr.Phys. 1967, 29, N.5, 606-606.
66. Schiff H.J. Reactions involving nitrogen and oxygen. Ann.géophys. 1964, 20, N.1, 115-127.
67. Tanaka Y., Ogawa M. The band spectrum of nitric oxide in the visible region. Journ.Sci.Res.Instr. 1949, 44, N.1208, 1-4.
68. Додонова Н.Я. О желтой флюресценции NO, возбуждаемой вакуумной ультрафиолетовой радиацией. Вестник Лен. гос. унив.-та, сер. физики и химии. 1966, № 10, 36-39.
69. Barth C.A. Nitric oxide in the upper atmosphere. Ann.géophys. 1966, 22, N.2, 198-207.
70. Doherty G., Jonathan N. Laboratory studies of the chemiluminescence from the reaction of atomic oxygen with nitric oxide under upper atmosphere conditions. Discs.Paraday Soc. 1964, N.37, 73-81.
71. Baker D.J., Waddoups R.O. Rocket measurements of midlatitude night airglow emissions. Journ.Geophys.Res. 1967, 72, N.19. 4881-4883.

ДОЧЕРЬЮ СУМЕРЕК ПОДГОТОВЛЕННАЯ В АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970  
БИЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

### ВОДОРОДНАЯ ЛИНИЯ $H_{\alpha}$ В СПЕКТРЕ СВЕЧЕНИЯ СУМЕРЕЧНОГО НЕБА

Т.Г.МЕГРЕЛИШВИЛИ

Как известно, некоторые эмиссии, наблюдаемые в ночное время (дублет натрия, красные линии кислорода, полосы гидроксила и др.), усиливаются во время сумерек, что происходит в результате воздействия прямых солнечных лучей на высокие слои атмосферы. Исследование сумеречного излучения атмосферы делает возможным определять высоту излучающих атмосферных слоев и получать важную информацию об атмосферных процессах. В связи с этим обнаружение сумеречного усиления ("сумеречной вспышки") какой либо новой линии или полосы имеет большой интерес [1,2]. Для изучения проблем физики и фотохимии верхней атмосферы и околоземного космического пространства весьма интересна обнаруженная в Абастуманской обсерватории водородная линия  $H_{\alpha}$  в сумерках, открывшая новые возможности получения сведений о содержании водорода в термосфере [3].

В спектрах полярных сияний линия  $H_{\alpha}$  была обнаружена в 1939г. [4,5], но оставалось неясным, присутствует ли водород в качестве постоянной составляющей верхней атмосферы, в частности - над средними и низкими широтами. Важный результат был получен в 1958 г. на Звенигородской станции Института физики атмосферы АН СССР: линия  $H_{\alpha}$  была обнаружена в спектре свечения ночного неба [6]. Однако появление линии  $H_{\alpha}$  на широтах Москвы, где не редки слабые полярные сияния, частично могло быть связано не со светимостью ночного неба, а с полярным сиянием.

Окончательная ясность в этот вопрос была внесена в том же 1958 г., когда водородная линия  $H_{\alpha}$  была обнаружена в Абастумани в спектрах свечения ночного неба низких широт, где полярные сияния - явление весьма редкое [7]. Прямыми указанием на присутствие водорода в верхней атмосфере явилось также обнаружение ракетными исследованиями линии водорода  $L_{\alpha} (\lambda = 1216 \text{ \AA})$  в свечении ночного неба [8].

Сумеречное усиление водородной линии  $H_{\alpha}$  было обнаружено нами в 1962 г. в спектрах, фотографировавшихся при помощи светосильного спектрографа СП-48. Наблюдения проводились на высоте  $23^{\circ}$  одновременно на двух спектрографах в вертикале Солнца (восток или запад) и в направлении на север. Имеются также и отдельные наблюдения в зените и на юге. Фотографирование спектров в сумерках производилось с экспозициями от 3 до 40 минут, поэтому наблюденные данные обраба-

тывались с учетом коэффициента Шварцшильда.

Интенсивность линии  $H_{\alpha}$  в абсолютных единицах определялась путем сравнения с интенсивностью красной кислородной линии свечения ночного неба, абсолютная интенсивность которой измерялась в течение всей ночи при помощи прокалиброванного в абсолютных единицах электрофотометра [9].

В 1962-68 г.г. было получено более 2000 спектров сумеречного неба, причем водородная линия была зарегистрирована 227 раз преимущественно при погружении Солнца под горизонт  $18-12^{\circ}$ ,  $12-10^{\circ}$  (748 спектров). Обработка указанных спектрограмм показала, что нередко интенсивность  $H_{\alpha}$  в сумерках в несколько раз превосходит ночную интенсивность. Например, в 1962 г. средняя ночная интенсивность  $H_{\alpha}$  составляла 12 рэлей, а в сумерках она возрастала до 20-40 и более рэлей, как это можно видеть из табл. I, в которой приведено несколько типичных наблюдений. Интенсивность линии увеличивается с уменьшением зенитного расстояния Солнца.

Таблица I

Даты	Зенитное расстояние Солнца(град.)	Интенсивность (рэлей)
<u>Направление на север</u>		
23.1.62, веч.	109.0-103.5	16
	103.5-101.8	29
	101.8-100.3	57
5.3.62, веч.	108.3-103.5	19
	103.5-101.3	40
13.4.62, утро	108.0-104.0	19
	104.0-101.0	39
14.4.62, утро	108.0-104.0	15
	104.0-101.0	22
23.5.62, веч.	108.0-104.0	10
	104.0-101.0	29
1.6.62, веч.	108.0-102.0	21
	102.0- 98.5	20
<u>В вертикале Солнца</u>		
14.4.62, утро	108.0-104.0	23
	104.0-101.0	62
19.7.62, веч.	112.0-102.0	14
	102.0-100.0	14

Полученный наблюдательный материал позволяет также установить некоторое усиление линии  $H_{\alpha}$  от вечерних сумерек к утренним. Это можно видеть на осредненных значениях (табл. 2) и сопоставляя утренние и вечерние наблюдения, полученные в течение одних суток (табл. 3). Подобная утренне-вечерняя асимметрия отмечалась и другими авторами [10, 19].

Таблица 2

Зенитное расстояние Солнца(град.)	Интенсивность (рэлей)
вечер	утро
103.5-108.1	17 19
103.5-100.0	26 41

Таблица 3

Даты	Зенитное расстояние Солнца(град.)	Интенсивность (рэлей)
5.8.62, веч.	108.0-102.0	9
6.8.62, утро	109.0-102.0	17
2.II.62, веч.	108.0-100.0	13
3.II.62, утро	III.0-102.0	18

Водород, по-видимому, самый активный участник процесса взаимодействия между Землей и космосом, если иметь в виду взаимодействие, связанное с обменом вещества, материей между Землей и космическим пространством, если иметь в виду диссипацию и акрецию водорода. В существующих теориях диссипации водорода учитываются, главным образом, процессы в экзосфере, между тем нужно учитывать и скорость проникновения  $H_2O$  из тропосферы через стратосферу в мезосферу. Из молекул  $H_2O$  в мезосфере и нижней термосфере в результате фотодиссоциации образуются атомы водорода, которые диффундируют в экзосферу, откуда и диссилируют в околоземное пространство.

При некоторых условиях скорость диссипации водорода может контролироваться не только температурой экзосферы, но и скоростью турбулентной диффузии паров воды сквозь стратосферу и мезосферу. Одновременно может происходить и акреция водорода Землей.

Успехи в исследовании солнечного ветра и его воздействия на магнитосферу Земли указывают на постоянно происходящий захват атмосферой нашей планеты солнечного водорода. Скорость акреции может иметь тот же порядок величины, что и скорость диссипации водорода, а в некоторых случаях может даже превосходить ее [3].

Какие факты, взятые из сумеречных наблюдений, могли бы свидетельствовать в пользу предположения о заметном влиянии акреции водорода на содержание водорода в мезосфере и термосфере?

До рассмотрения поставленного вопроса скажем несколько слов о высоте излучающих слоев в сумерках и высоте экранирующего слоя, - факто-

рах, приобретающих большую важность в силу вышеизложенного.

Теория сумеречного свечения атмосферы дает возможность связать вариации интенсивности линии  $H_{\alpha}$  с высотой излучающих атмосферных слоев. Используя геометрию сумерек, можно непосредственно вычислить высоту нижней границы освещенной области атмосферы  $h$  в виде суммы  $h = h_{rs} + h_o$ , где  $h_o$  - высота экранирующего слоя, сильно зависящая от длины волны проходящей сквозь нижние слои атмосферы радиации. Следуя данным [2, II, 12], высоту экранирующего слоя для

$L_{\beta}$  мы принимаем равной 100 км. Возбуждение  $H_{\alpha}$  происходит в результате поглощения солнечной эмиссионной линии  $L_{\beta}$  ( $\lambda = 1026 \text{ \AA}$ ) атомами водорода верхней атмосферы и геокороны. Эта энергия переизлучается в виде квантов,  $H_{\alpha} \lambda = 6563 \text{ \AA}$  и  $L_{\alpha} \lambda = 1216 \text{ \AA}$  (рис. I).

Пользуясь абсолютными значениями интенсивности линии  $H_{\alpha}$  мы можем получить информацию о количестве атомарного водорода на высотах 180-300 км.

Число частиц  $N(H)$  в вертикальном столбе единичного сечения в освещенной части атмосферы определяется соотношением:

$$N(H) = \frac{I_{H_{\alpha}} \cos \theta}{g} 10^6 \text{ атом/см}^2, \quad (I)$$

где  $I_{H_{\alpha}}$  - наблюдаемая интенсивность линии  $H_{\alpha}$  в рэлеях,  $\theta$  - угол рассеяния,  $g$  - число фотонов  $H_{\alpha}$ , испускаемых одним атомом за 1 сек. Величина  $g$  пропорциональна потоку  $\pi F_{L_{\beta}}$  солнечного излучения в линии  $L_{\beta}$ . До 1963 г. использовалось [2, 9, 13, 15] значение  $\pi F_{L_{\beta}} = 0.5 \frac{\text{фото}}{\text{см}^2 \text{ сек}}$ , однако позже это значение было уточнено, и мы воспользовались для своих расчетов, согласно [12, 14], величиной  $\pi F_{L_{\beta}} = 0.075 \frac{\text{фото}}{\text{см}^2 \text{ сек}}$ , откуда получается  $g = 3.4 \cdot 10^{-7}$  фотон/ат.сек. С этими значениями мы вычисляем по формуле (I) содержание атомов в вертикальном столбе единичного сечения  $N(H)$  для разных высот  $h$ . Графическое дифференцирование этой кривой позволяет находить концентрацию атомарного водорода  $n(H)$  как производную  $n(H) = \frac{dN(H)}{dh}$ . В табл. 4 приведены полученные по осредненным кривым  $N(H)$  (для 1962 г.) значения  $n(H)$ .

На рис. 2 данные табл. 4 представлены в виде кривой 1 и для сравнения здесь же приведена кривая 2, построенная по ночным наблюдениям в Абастумани для того же 1962 г. [16]. Такое сопоставление естественно, поскольку во время сумерек тень Земли проходит ниже, чем ночь; это позволяет определять содержание атомарного водорода в слоях атмосферы, расположенных на 50-100 км ниже, чем ночь (высота экранирования для сумеречных иочных наблюдений берется одинаковой). На рис. 2 представлены также значения  $n(H)$ , опубликованные в [17]: точка 3 и интервал 4 отмечены стрелками [18]. Сопоставление показывает, насколько сумеречные данные превышают величину концентрации водородных атомов на таких же высотах, вычисленную другими авторами. Таким образом, из наблюдений сумеречного свечения водорода в линии  $H_{\alpha}$ , регулярно проводившихся нами на горе Канобили, мы получили обширную

информацию о количестве атомарного водорода на высотах 180-300 км.

Таблица 4

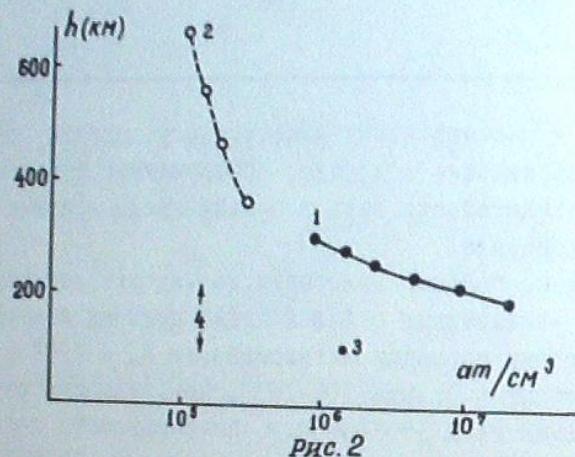
(км)	(Н) атомов/ $\text{см}^3$	(км)	(Н) атомов/ $\text{см}^3$
198	$2.0 \cdot 10^7$	258	$2.1 \cdot 10^6$
208	1.3	268	1.8
218	$9.5 \cdot 10^6$	278	1.5
228	5.8	288	1.3
238	4.2	298	$8.8 \cdot 10^5$
248	2.9		

Возвращаясь к поставленному выше вопросу, следует отметить, что повышенная концентрация водорода, обнаруженная сумеречными наблюдениями, может свидетельствовать в пользу предположения о существовании акреции водорода.

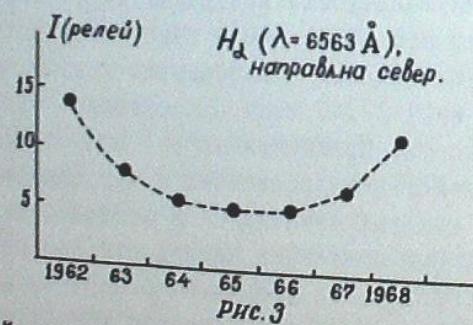
Нами обнаружены большие колебания количества атомарного водорода, в частности - связанные с фазой цикла солнечной активности. На рис. 3 представлены вариации интенсивности  $H_{\alpha}$  с 1962 г. по 1968 г. для зенитного расстояния Солнца  $108-102^{\circ}$ . Максимальные интенсивности наблюдаются в 1962 г.; в 1963-64 г.г. интенсивность линии стала заметно меньше, а в 1965-66 г.г. наступил минимум. С 1967 г. началось новое усиление интенсивности водорода. Таким образом, количество водорода в верхней атмосфере Земли изменяется в течение II-летнего цикла солнечной активности и экстремумы кривой изменения интенсивности  $H_{\alpha}$  сдвинуты на 1 1/2-2 года относительно максимума и минимума солнечной активности. Предположительно этот сдвиг может быть объяснен совместным действием диссипации и акреции водорода атмосферы Земли, скорость которых изменяется в зависимости от уровня солнечной активности. При понижении активности скорость диссипации уменьшается, что сопровождается увеличением запасов водорода в атмосфере Земли, снижение же скорости акреции сопровождается уменьшением запасов водорода в атмосфере. Факт наступления максимума содержания водорода в верхних слоях атмосферы Земли за полтора-два года до минимума солнечной активности указывает на заметную роль акреции водорода Землей, сравнимую с ролью диссипации.

Установлены также колебания количества водорода на высотах 180-300 км по одновременным наблюдениям интенсивности линии  $H_{\alpha}$  в северной части неба и восточной (утренние сумерки) или западной части неба (вечерние сумерки) на высоте  $25^{\circ}$ . Во всех случаях, в направлении на север линия  $H_{\alpha}$  имеет большую интенсивность, чем в западном и восточном направлениях. За 1962 г. на север интенсивность в среднем 1.6 раз больше чем в западно-восточном направлении. Это также может свидетельствовать в пользу предположения о большой роли акреции водорода Землей. В самом деле, поверхность нашей планеты может быть как

PNC 1



PAC. 2



*Рис. 3*

Рис. 3  
бы неоднородной, в том смысле, что скорость обмена водородом между Землей и космосом может быть разной на разных географических широтах Земли по следующим причинам: может быть разной скорость диссипации из-за различия температуры экзосферы, например, в зоне полярных сияний, по сравнению с зоной низких геомагнитных широт, а также из-за различий в скорости попадания молекул  $H_2O$  из тропосфера в мезосферу, где они подвергаются фотодиссоциации. Кроме того, может быть разной и скорость аккреции, поскольку на движение ионов  $H^+$ , проникающих в атмосферу из магнитосферы Земли, влияет магнитное поле и поэтому водород в большом количестве может проникать в атмосферу вблизи зоны полярных сияний. Так, что, если преобладает диссипация водорода, то в областях верхней атмосферы Земли, расположенных

ложенных вблизи зоны полярных сияний, содержание водорода должно быть меньше, чем на низких геомагнитных широтах.

Если преобладает акреция, то в указанной зоне (куда в большом количестве устремляются солнечным ветром ионы  $H^+$ ) содержание водорода должно быть больше, чем на меньших широтах. Тогда, если роль акреции водорода велика, то может наблюдаться большая изменчивость содержания водорода в верхних слоях атмосферы, поскольку существует механизм прорыва заряженных частиц солнечного ветра в магнитосферу Земли, связанный, по-видимому, с большими магнитными возмущениями геомагнитного поля.

Наблюдения водородной линии  $H_{\alpha}$  в сумерках продолжаются. Поведение этой линии в течении времени, полностью охватывающего весь цикл солнечной активности 1969–1970 гг, представляет большой интерес.

Мюнь, 1969.

ଦ୍ୱାରା କାହିଁ  $H_2$  ଉପରେ ପଥ ନୀତିରେ ବ୍ୟାପରି!

© පාඨම්පෙනුවනු

(၅၇၈၀၂၀၂)

H<sub>α</sub> HYDROGEN LINE IN THE TWILIGHT GLOW OF THE SKY

T.G.MEGRELIBSHVILI

(Summary)

In 1962 spectrographic observations conducted at Abastumani revealed increased intensity in the H<sub>α</sub> hydrogen line in the twilight glow of the sky. Observations carried out in the 1962-1968 helped to establish the so called morning-evening effect. Morning intensities proved to be higher than the evening ones. The variations in H<sub>α</sub> intensities were ascribed to the heights of the luminous layers of the Earth's atmosphere. Information has been obtained on the quantity of hydrogen at heights of 180-300 kms. Observations made in different directions revealed increased intensity in the hydrogen line towards the North as compared to the East and the West. Changes in H<sub>α</sub> intensities connected with solar activity levels were fixed. In 1962 maximum intensity was registered; in 1964, 1965 and 1966 the intensity was at minimum level; beginning with 1967 H<sub>α</sub> intensity started to rise again.

An attempt was made to explain the results not only on the basis of dissipation of hydrogen from the atmosphere, but also on the basis of its accretion in the atmosphere.

## Цитированная литература

1. Хвостиков И.А. Высокие слои атмосферы. Л. 1964.
2. Чемберлен Дж. Физика полярных сияний и излучений атмосферы. М. 1963.
3. Мегрелишвили Т.Г., Хвостиков И.А. Сб. "Физика мезосферных облаков". Рига. 1970.
4. Vegard L. Nature. 1939, 144, 1089.
5. Хвостиков И.А. Физика озонасферы и ионосферы. М. 1963.
6. Прокудина В.С. Сб. "Спектральные, электрофотометрические и радиолокационные исследования полярных сияний и свечения ночного неба". 1959, I.
7. Фишкова Л.М., Маркова Г.Н. Астрон.цирк. 1958, 196.
8. Kupperian I.E., Bugam E.T., Chubb T.A., Friedman H. Ann. Géoph. 1958, 14, N.3, 329.
9. Фишкова Л.М. Бюл. Абастум. астрофиз. обс. 1962, 29, 77.
10. Щеглов П.В. Астрон.ж. 1964, 41, № 2, 371.
11. Шкловский И.С. Астрон.ж. 1957. 34, № 1, 127.
12. Donahue T.M. Planet. Space Sci. 1964, 12, 2, 149.
13. Фишкова Л.М., Марцваладзе Н.М. Геомагн. и аэрономия. 1967, 7, 6, 1021.
14. Tousey R. Space Sci. Rev. 1963, 11, N.1, 3.
15. Donahue T.M., Thomas G. Planet. Space Sci. 1963, 10, 65.
16. Фишкова Л.М., Марцваладзе Н.М. Астрон.цирк. 1963, 253.
17. Hord W.Ch. Trans. Amer. Geophys. Union. 1967, 48, N.1, 1.
18. Tayci P. Сб. "Космическая астрофизика". М. 1962.
19. Tinsley B.A. Journ. Geophys. Res. 1968, 73, N.13, 4139.

ДОШДАБИЛИ ҃ЛУФТФОРУЗИ თბილისის ბურგები № 39, 1970  
БЛЛТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

РЕЗУЛЬТАТЫ ИЗМЕРЕНИЙ ОБЩЕГО СОДЕРЖАНИЯ ОЗОНА  
В ГРУЗИИ В 1957-1966 ГГ

Д.Ф.ХАРЧИЛАВА и В.М.ИСКАНДАРОВА

Первые регулярные озонометрические наблюдения в Грузии были начаты в Абастуманской астрофизической обсерватории Ш.М.Чхайдзе в июле 1957 г. с началом Международного геофизического года [7]. Затем они непрерывно продолжались по программе МГС и МГСС и ведутся в настоящее время.

Измерительным прибором до 1962 г. служил фотоэлектрический трехканальный озонометр (ОФЭТ-3), а с 1962 г. - универсальный озонометр ГГО, прокалибранный в 1961, 1963 и 1966 гг путем сравнения со спектрофотометром Добсона.

С августа 1964 г. в связи с Международным годом спокойного Солнца систематические наблюдения над общим содержанием озона были начаты также в Тбилиси, в Закавказском научно-исследовательском гидро-метеорологическом институте, а с 1965 г. эти наблюдения были продолжены УГМС Грузинской ССР. Озонометр помещен на высоте 1343 м. над уровнем моря, недалеко от Тбилиси, в сел. Коджори. Наблюдательным прибором до марта 1966 г. служил солнечный озонометр, прокалибранный в Абастумани в 1963 и в Воеиково в 1964 г. Солнечный озонометр по своей схеме подобен универсальному, но имеет только один блок с фотоэлементом для дневных наблюдений. С мая 1966 г. озонометрические наблюдения в Тбилиси проводятся на универсальном озонометре ГГО, прокалиброванном в Карадагской атинометрической обсерватории (Крым) в апреле 1966 г. Таким образом, озонометрические наблюдения в Грузии в настоящее время регулярно проводятся в Абастумани и Тбилиси.

Принцип действия универсального озонометра основан на измерении ослабления прямой или рассеянной ультрафиолетовой радиации Солнца или Луны в двух участках спектра, один из которых расположен в полосе поглощения озона, а другой - вне этой полосы, и представляет собой фотоэлектрический фотометр со светофильтрами. Максимум спектральной чувствительности в области первого светофильтра приходится на длину волны 3140 ангстрем, второго светофильтра - 3690. Полуширина полосы пропускания составляет 210 и 220 ангстрем, соответственно. Приемником света служит фотоэлемент при наблюдениях по прямому солнечному свету (блок для дневных наблюдений) и фотоумножитель при наблюдениях по прямому солнечному свету (блок для дневных наблюдений).

160 Д. Ф. Харчилава и В. М. Искандарова

людениях по Луне и рассеяному свету зенита (блок для ночных измерений). Сигнал усиливается усилителем постоянного тока. Отсчеты снимаются с микроамперметра.

Вычисление общего содержания озона на обеих станциях производится при помощи nomogramмы, рассчитанной по формуле Бугера для спектральных интервалов в 20 ангстрем при различных высотах Солнца, для всех значений общего содержания озона  $X$  (от  $X=0.160$  см до  $X=0.600$  см), т.е. по единой методике.

За весь период число дней с наблюдениями для Абастумани составляет 1290, а для Тбилиси — исключая 1965 г. — около 250.

На основе этих материалов был вычислен сезонный ход общего содержания озона для Абастумани (рис. 1, 2) и для Тбилиси (рис. 4). Из рис. 1 и 2 видно, что максимум общего содержания озона по средней (1957—1966 гг) кривой приходится на весну, причем момент наступления максимума колеблется с февраля по апрель.

Весенний максимум в 1962 и 1964 г. нельзя отнести к одному определенному месяцу; содержание озона одинаково высоко в феврале и апреле с некоторой впадиной в марте. Минимум приходится на осень (сентябрь—ноябрь). Абсолютные значения максимумов колеблются от 0.370 см до 0.300 см, минимумов — от 0.280 см до 0.200 см. Несколько лет в сезонном ходе общего содержания озона наблюдался вторичный максимум в августе, что замечено также другими авторами [1, 3, 6, 7]. Однако в 1962 и 1964—1966 гг он не наблюдался. В работе [6] указано, что вторичный максимум отмечался на многих станциях, но он слаб и неустойчив. Это подтверждается и нашими данными.

Большой интерес представляют вариации озона. Известно, что в 1964—1965 гг интенсивность солнечных процессов была ниже, чем в предыдущие годы. Анализ озонометрических наблюдений, полученных в Абастумани, показал, что общее содержание озона в 1964—1965 гг меньше, чем в предыдущие годы (рис. 1, 2, 3), что можно рассматривать как указание на связь атмосферного озона с солнечной активностью.

На рис. 4 приведены значения общего содержания озона для Тбилиси за У-ХП, 1964 и У-ХП, 1966 г. Данные за 1965 г. были исключены из анализа ввиду их недостоверности, вызванной нарушением градуировки прибора. Из рис. 4 следует, что среднемесячные значения общего содержания озона для Абастумани и Тбилиси за соответственные месяцы близки друг другу. Среднее значение общего содержания озона для Абастумани за период У-ХП, 1964 составило 0.223 см, за У-ХП, 1966 — 0.231 см, а для Тбилиси, соответственно, — 0.221 и 0.214 см.

С 24 октября по II ноября 1964 г. сотрудниками Московского университета (кафедра физики атмосферы) и Закавказского научно-исследовательского гидро-метеорологического института в районе Западной Грузии были проведены экспедиционные работы для исследования связи между атмосферным озоном и фёновым ветром. Экспедицией

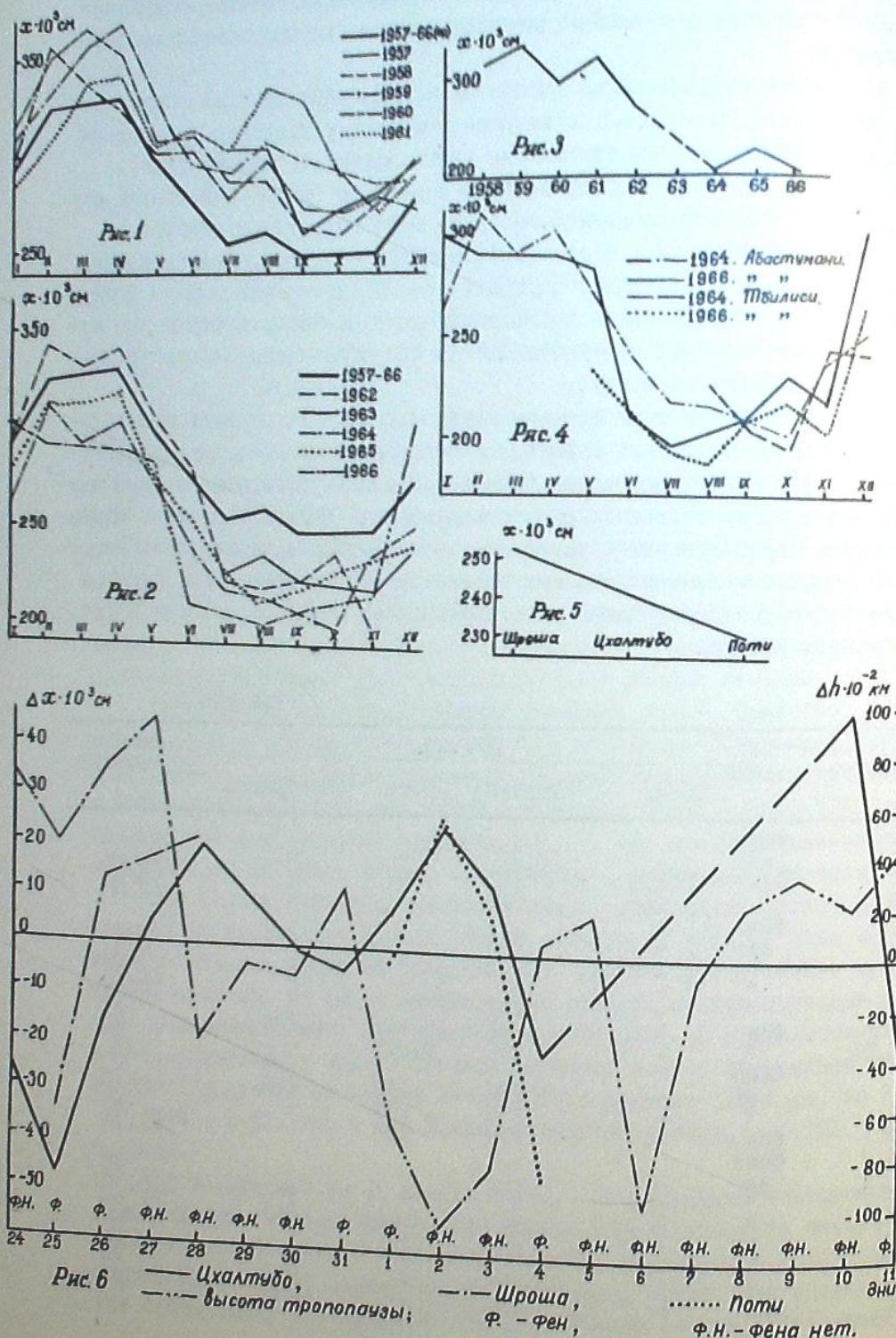
использовались универсальный озонометр ГГО и солнечный озонометр. Сравнения этих приборов со спектрофотометром Добсона были проведены в 1964 г. По окончании работы указанные приборы сравнивались друг с другом в Тбилиси. Оказалось, что значения общего содержания озона по данным, полученным двумя приборами, хорошо совпадают между собой.

Пункты наблюдений за озоном были выбраны следующим образом. На универсальном озонометре измерения общего содержания озона проводились в Цхалтубо на территории метеостанции в течение периода экспедиции, на солнечном озонометре измерения общего содержания атмосферного озона проводились вначале (25—28 октября) в сел. Шроша (около г. Зестафони), а затем (I—10 ноября) — в Поти. Всего, на всех озонометрических пунктах было проведено 750 измерений общего содержания озона. Параллельные наблюдения Цхалтубо—Шроша проводились три дня, а Цхалтубо—Поти четыре (табл. I). При облачности работал только универсальный озонометр.

В экспедиции были собраны метеорологические данные (температура, давление, влажность и ветер) метеостанций Сакара, Цхалтубо, Цхакая и Поти. Для исследования были использованы озонометрические данные Абастумани, материалы радиовоздондирования Тбилиси и Сухуми, синоптические карты и карты барической топографии данного периода. На основе анализа метеорологических элементов было установлено, что в Западной Грузии фёны макро-типа наблюдались 25, 26, 31 октября и I, 4, II ноября 1964 г.

Таблица I

Дата наблюдений	Вид ветра	X (см)				Высота тропопаузы
		Шроша	Цхалтубо	Поти	Абастумани	
1964 24.X	Фёна нет		0.220	—	—	12.00
25	Фён	0.219	195	—	—	11.69
26	"	265	225	—	—	12.00
27	Фёна нет		247	—	—	20
28	"	274	262	—	—	10.90
29	"	—	—	—	—	II.22
30	"	—	242	—	—	17
31	Фён "	—	238	—	0.224	53
I.XI 2	Фёна	—	250	0.229	—	10.60
3	нет	—	267	258	246	19
4	"	—	256	239	—	45
5	Фёна	—	222	198	—	II.34
	нет	—	—	—	—	46
6	"	—	—	—	—	10.30
7	"	—	—	—	247	II.20
8	"	—	—	—	—	50
9	"	—	—	—	—	62
10	"	—	—	—	—	50
II	Фён	—	291	—	241	75
			225	—	240	



Из табл. I и рис. 5 видно, что над Шроша содержание озона больше, чем над Шхалтубо, а над Шхалтубо большое, чем над Поти, т.е. общее содержание озона уменьшается с приближением к морю, что не совпадает с континентальным эффектом, обнаруженным А.Х.Хрианом, Г.И.Кузнецовым и Г.П.Гущиным для других районов [2,5]. Впрочем, в данном случае возможно действие орографических факторов.

Из табл. I и рис. 6 видно, что общее содержание озона при фёне понижено над Цхалтубо, Шроша и Поти. Для Абастумани это явление выражено слабо. Как указано выше, дни с фёнами наблюдались всего 6 раз и во всех случаях общее содержание озона резко понижалось по сравнению с днями без фёна. Например, 25 и 26 октября над Западной Грузией в районе Рионского ущелья имелся фён. Общее содержание озона соответственно составляло для Цхалтубо 0.195 см и 0.225 см, что меньше, чем 27 и 28 октября (0.247 см и 0.262 см), когда фёна не было (табл. I, рис. 6).

Из рис.6 видно также, что между высотой тропопаузы и общим содержанием озона связь обратная, что совпадает с результатами исследований других авторов [2,4] и др. .

Полученный в этой работе результат связи между озоном и фёном основан на небольшом материале, поэтому для окончательного решения вопроса требуется в будущем продолжить аналогичные работы в районах Западной и Восточной Грузии.

Декабрь, 1967.

საქართველოში 1957-1966 წნ იმინის სკოლი  
დაწესებული განვითარების სამსახური

క. బుర్గిలువు రు 3. గుండెలున్నావు  
(రోగిము)

რამოცველურია შეღებები აფოსტოლი თბონის საერთო რაოდენობის  
შესახებ, გამომტინარე აბასთუმნის ასტროიბიკურ თასტრუაფორიაში 1957-  
-1966 წელ რა თბილისში 1964, 1966 წელ ჩატარებულ დაკირულებასაგან.  
რასასიათებულია თბონის რაოდენობის სემონური და წოლური ვარსაციები.

THE RESULTS OF MEASUREMENTS OF THE OZONE TOTAL  
AMOUNT IN GEORGIA IN 1957-1966

D.F.KHARCHILAVA and V.M.ISKANDAROVA

(Summary)

The results of measurements of the ozone total amount in Abastumani (1957-1966) and Tbilisi (1964, 1966) are given.

Seasonal and annual variations of ozone are obtained.

Цитированная литература

1. Гуди Р.М. Физика стратосферы. Л. 1958.
2. Гущин Г.П. Особенности горизонтального распределения озона по материалам МГГ и МГС. Тр.Всесоюзн. научн.метеорологического совещ. в Ленинграде в 1961 г., секция физики свободной атмосферы. 1963.
3. Кузнецов Г.И. Некоторые выводы из наблюдений атмосферного озона во время Международного геофизического года. Инф.бюлл. "Международный геофизический год". 1961, № 9.
4. Хвостиков И.А. Озон в стратосфере. Усп.физ.н. 1956, 59, вып.2
5. Хриган А.Х. О некоторых связях между атмосферным озоном и общей циркуляцией атмосферы. Тр.Всесоюзн.научн. метеорологического совещания. 1963, 5.
6. Хриган А.Х., Кузнецов Г.И., Кондратьева А.В. Исследование атмосферного озона. Результаты исследований по программе Международного геофизического года, Метеорология. 1965, № 8.
7. Чхайдзе Ш.М. Вариации общего содержания озона по наблюдениям в Абастумани с июля 1957 г. по июнь 1959 г. Атмосферный озон. М., 1961.

ИЗМЕРЕНИЯ СОДЕРЖАНИЯ ОЗОНА НАД АБАСТУМАНИ ПРИ СОЛНЕЧНОМ  
ЗАТМЕНИИ 20 МАЯ 1966 ГОДА

В.М.ИСКАНДАРОВА

20 мая 1966 г. в Абастумани были проведены наблюдения за общим содержанием атмосферного озона в часы солнечного затмения. Максимальная фаза затмения для Абастумани составляла 90%. Затмение началось в 12 ч.42 м., максимальная фаза наблюдалась в 13 ч.17 м., окончилось затмение в 14 ч.44 м.(время московское).

Наблюдения велись с 8 ч.40 м. до 15 ч.44 м. с небольшими перерывами между 10 ч.40 м. и 11 ч.30 м., когда прошел небольшой дождь, между 12 ч.20 м. и 12 ч.54 м. и между 13 ч.30 м. и 14 ч.21 м., когда Солнце было покрыто облаками. Наблюдения от 8 ч.40 м. до 10 ч.40 м. велись по облачному зениту, все остальное время по Солнцу.

Измерения проводились на универсальном озонометре по известной методике [1]. Результаты наблюдений приведены на рис. I, из которого видно, что имеет место увеличение наблюденного общего содержания озона во время максимальной фазы затмения. Если среднее значение общего содержания озона до I контакта и после IV контакта выражалось 0.260 см, то во время максимальной фазы затмения оно увеличилось до 0.370 см. Однако следует принять во внимание тот факт, что здесь не учтены эффект потемнения солнечного диска к краю и эффект Форбса.

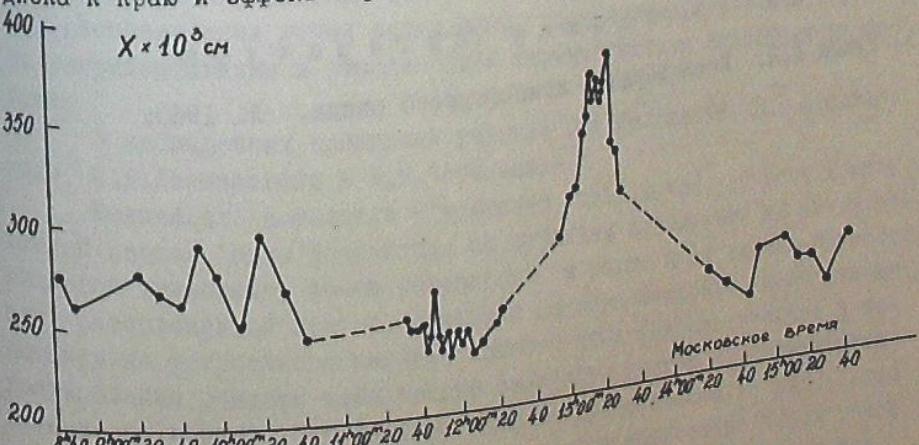


Рис. 1

Наблюдения за общим содержанием озона были проведены также за два дня до затмения, т.е. 18 и 19 мая, когда их оценка дала 0.281 см и 0.267 см, соответственно, и на другой день после затмения, 21 мая, когда было получено значение 0.267 см.

Май, 1967.

ПРОБОЛЫ КИТРЮБОЛЫ ГАВАСИ 1966 БСМ  
20 АУГАСИ 0800 РАДБУСОДЫ РАКИ

З. ПОЖВАРДЗЕ  
(БОЛКВАДЗЕ)

БАБЦУБУДЫ 1966 0800 0800 0800 0800  
МУДБЕРДЫ 0800 0800 0800 0800

THE MEASUREMENT OF OZONE CONTENT IN ABASTUMANI MADE DURING  
THE SOLAR ECLIPSE OF MAY 20, 1966

V.M. ISKANDAROVA  
(Summary)

The increase of the atmospheric ozone total amount at maximum phase of the solar eclipse of May 20, 1966 was stated.

#### Цитированная литература

I. Гущин Г.П. Исследование атмосферного озона. Л. 1963.

БОЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970  
БОЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ № 39, 1970

К ХАРАКТЕРИСТИКЕ КАЧЕСТВА ИЗОБРАЖЕНИЙ ЗВЕЗД В АБАСТУМАНИ,  
НА ГОРЕ КАНОБИЛИ (РЕЗУЛЬТАТЫ ВИЗУАЛЬНЫХ НАБЛЮДЕНИЙ ЗА КАЧЕСТВОМ  
ИЗОБРАЖЕНИЯ ДИФРАКЦИОННОЙ КАРТИНЫ ЗВЕЗД В 1958-1967 ГГ.)

О.Р.БОЛКВАДЗЕ

В Абастуманской астрофизической обсерватории, на горе Канобили, ведутся регулярные визуальные наблюдения за качеством изображений звезд. В 1958 г. методика этих наблюдений была приближена к той, какой пользовались экспедиции Пулковской астрономической обсерватории. Ниже приводятся результаты наблюдений за полный десятилетний период с 1958 по 1967 г. Наблюдения проводились на большом рефракторе обсерватории (диаметр объектива = 400 мм, фокусное расстояние = 6800 мм). Рассматривалась дифракционная картина изображения звезды, при увеличении 755х, и производилась оценка качества изображения по пятибалльной системе Данкона-Куде [1,2]. Часть наблюдений, начиная с 1963 г., проводилась при диафрагмированном объективе (200 мм). Полученные результаты в обоих случаях точно сходятся друг с другом. Наблюдения велись, в среднем, 3 раза в месяц. Выбор ночей наблюдений происходил почти произвольно, с одним лишь ограничением, чтобы они были, по-возможности, равномерно распределены во времени. Однако ночи этих наблюдений всегда совпадали с теми, когда в обсерватории производились обычные программные астрономические наблюдения. За весь десятилетний период мы наблюдали изображения 381 ночь. Можно признать, что при описанном распределении ночей наблюдений, полученные результаты достаточно репрезентативны в смысле общей характеристики атмосферного режима.

В наблюдениях принимали участие О.Р.Болквадзе, В.П.Джапишвили, Ш.Д.Какичашвили и В.И.Черемисина.

Количество полностью и частично ясных ночей, за весь десятилетний период, было подсчитано по журналам наблюдений на 70-см мениковом телескопе, 40-см рефракторе, а также и по данным метеостанции, расположенной при обсерватории на горе Канобили, и по данным специально устроенного патруля ночных неба (автоматическое фотографирование области неба вокруг северного полюса с наступлением ночи до её конца). Осредненные оценки представлены на рис. I, где ломаная линия 1 показывает среднее годовое количество ясных ночей, а линия 2 - частично ясных ночей (когда для наблюдений пригодна

первая или вторая половина ночи). Общее количество ночей (ясные + частично ясные) в среднем составляет 40%, что находится в хорошем согласии с данными 1933-35 годов [3], когда аналогичное количество ночей составляло 45%.

Зависимость между качеством изображения звезды, выраженным в баллах, и углом турбулентции, согласно Данжону-Кудэ, выражается несколькими эмпирическими формулами [4, 5]. Экстраполируя эти эмпирические зависимости для баллов I и 5, получаем следующую зависимость для определения угла турбулентции  $t_z''$  [6]:

$$t_z'' = \alpha \cdot 2^{M-4},$$

где  $\alpha$  - радиус дифракционного диска звезды в секундах, а  $M$  - балл, по пятибалльной системе Данжона-Кудэ.

Ночные наблюдения проводились в три периода: в первую половину ночи, около полуночи и под утро. "Одно наблюдение" состояло из обзора, основанного на оценках в среднем для 10-12 звезд, расположенных в разных азимутах и на разных зенитных расстояниях. Приведение значения угла турбулентции к зениту производилось по формуле:

$$t_o'' = \frac{t_z''}{\sec z}.$$

Для каждой ночи бралось среднее значение угла турбулентции в зените  $t_o''$ , как величина характеризующая состояние данной ночи.

Значения угла турбулентции разбивались по группам следующим образом:

отличные изображения -  $t_o'' \leq 0.20$

хорошие - " -  $0.20 < t_o'' \leq 0.30$

посредственные - " -  $0.30 < t_o'' \leq 0.40$

плохие - " -  $t_o'' > 0.40$

В табл. I приведены результаты наблюдений за весь десятилетний период.

На рис. 2 показан ход изменения угла турбулентции в зените в течение года, причем каждая точка усреднена за весь период наблюдений. Вертикальные черточки как на этом, так и на следующих рисунках указывают дисперсию точек. Особенно хорошие изображения, с углом турбулентции  $0.13-0.14$ , наблюдаются в зимние месяцы - в декабре, январе и летом - в июле. В феврале, марте, октябре и ноябре изображения несколько ухудшаются, угол турбулентции принимает значения  $0.16-0.17$ .

На рис. 3 ломанными линиями 1, 2, 3 показана зависимость угла турбулентции от сезона года для I-го, 2-го и 3-го периодов ночи, соответственно. Из рисунка видно, что качество изображения звезд, для первого и второго периодов, почти одинаково и уступает третьему периоду, для которого качество изображения наилучшее в течение всех

Таблица I

Дата	I				II				III				Дата
	период	II	III	IV	I	II	III	IV	I	II	III	IV	
1958									I959				
II.П	0.15					0.44			29.III	0.09			
15					0.27				I9.IV				
I8									II.IV		0.10		
I9							0.11		I5	0.09			0.II
20		0.18							28				
26		0.12							I2.IV				
27			0.15						24.IX	0.15			
I.Ш		0.19							27				
3		0.13							I5.X				
7				0.33					I6				0.14
5.IV			0.18						I960				
7			0.20						I0.IV	0.20			
23	0.13								I3				0.07
I.Y			0.09						I7.IV				0.09
2			0.11						26				0.07
4				0.11					I4.IV				0.08
8				0.11					I5				0.10
I8			0.11						I.УП				0.II
I2.IV	0.14								I2.UIII	0.37			
I4			0.14						I3				0.15
I5				0.15					I4	0.15	0.19	0.16	
23			0.12						I5	0.16	0.14		
5.UП				0.11					I6	0.19	0.16		
II			0.20						I8	0.19	0.18		
I9				0.14					I9	0.18	0.17	0.15	
25	0.15								20	0.16	0.22		
5.UIII			0.14						22	0.45	0.58		
I6				0.10					26	0.49	0.50	0.37	
I.IX	0.18								28	0.18	0.16		
7			0.15						30		0.17		
II				0.09					I.IX	0.17	0.20	0.19	
21	0.19								2	0.24	0.30	0.22	
3.X			0.15						3	0.16		0.19	
I6				0.10					4	0.17	0.17		
I2.XII	0.18								5	0.18	0.19	0.19	
I959									6	0.18	0.30	0.18	
9.I			0.12						7	0.18	0.19	0.19	
I4.II	0.21								16				

Таблица I(продолжение)

I	2	3	4	I	2	3	4
I960				I961			
22.IX	0.30	0.35	0.43	26.III			
23	0.32	0.35	0.51	I.IV	0.16	0.12	
24	0.33	0.41	0.50	II		0.18	
28	0.18		0.26	2I			0.14
7.X	0.30	0.33	0.39	6.Y	0.15		
8	0.26			I3	0.19	0.19	0.19
I0	0.36	0.33	0.20	24			0.13
II		0.21		4.IV		0.10	
I2		0.17		7			
I3		0.23		II	0.21		0.12
I4	0.41	0.35		24.IV			
I5		0.22		30	0.10	0.16	
I6	0.29			I.VIII	0.12		
I7	0.32		0.19	2	0.08	0.10	0.08
I8	0.09	0.17	0.19	7	0.09		
2I	0.41	0.42	0.30	8	0.08		
22	0.32			9			
23	0.29		0.28	2.IX	0.10	0.10	0.09
25	0.37	0.37		3	0.06		
26	0.37	0.39	0.40	6.X	0.07		
27	0.12	0.12		7			
28	0.27	0.31		II	0.07		0.17
29	0.27	0.23	0.32	I2	0.10	0.08	0.12
30	0.08	0.20	0.24	2I	0.05		
I.XI	0.12	0.22		22	0.07		
3	0.18	0.18	0.18	23			
5	0.16	0.20	0.14	24		0.10	0.10
I0	0.20	0.20	0.18	8.XI			
II	0.24	0.24	0.24	9	0.10		
I4	0.26	0.28	0.26	2.XII	0.12		
I6	0.31	0.34	0.30	9			
2I	0.40	0.45	0.44	2I		0.14	
I96I					0.14		
3.I	0.14			I962			
4				6.I	0.12		
2.II	0.12		0.12	7	0.09	0.09	0.09
8		0.II		I0			
I9				II			
4.II	0.18	0.18	0.II	I2	0.08		0.09
9			0.I4	I3	0.09		
				I4	0.10		

Таблица I(продолжение)

I	2	3	4	I	2	3	4
				I963			
1962				26.III	0.14		
I7.I	0.41			I.IV			0.12
24	0.18	0.18		2.IV			
25	0.10			6	0.14		
I.II				II			0.21
3	0.09	0.10		19			0.19
5.III				0.09			0.17
6				24	0.24		
7				I5.IV	0.14	0.12	0.12
I2				20	0.15		
I4	0.21			23			0.14
25				3.IV	0.15		
30	0.22			II			0.15
I.IV	0.19	0.19		I9	0.16	0.16	
2	0.17			26			0.12
5				5.IV	0.20		
6	0.12			I6			0.16
I3				3.IX			0.12
29	0.12			II			0.18
I4.V	0.10			2I			0.16
I9	0.12	0.12	0.12	28			0.12
20	0.13			6.X			0.18
23	0.12			II			0.16
I.YI	0.15			I3			0.12
2	0.10			I9			0.18
I7	0.23	0.23	0.20	26			
20.IV	0.13			5.IX	0.II		
25.IX				6	0.15		
I.X	0.16			7	0.14		
2	0.11			II	0.29		
4	0.09			I3			
II	0.24			I7	0.10		
23				I8	0.II		
24	0.23	0.16	0.20	5.XII	0.15	0.15	
I.XI	0.25			27	0.II		
2	0.26			I964			
				3.I	0.16		
I963				2.II	0.10		
2.II	0.19			8			
7				II			
20				0.14			

Таблица I (продолжение)

I	2	3	4	I	2	3	4
1964				1965			
I. II	0.14	0.12		21. II			0.10
26	0.15			4. III	0.22		
I. III	0.15			7		0.12	
6		0.18		15		0.27	
7		0.18		26	0.18		
15		0.20		5. IV	0.16		
20	0.16			10			0.18
2. IV	0.16			20		0.25	
6		0.20		29		0.25	
10		0.12		I. V		0.28	
I2		0.21		4			0.21
21	0.11			7		0.17	
I. V	0.18			II	0.19		
27	0.14			25	0.27		
5. VI	0.10			I. VI	0.26		
6		0.12		20		0.23	
I8		0.21		29		0.24	
4. VII	0.14			2. VII	0.12		
9		0.14		3		0.17	
28		0.15		10		0.16	
8. VIII		0.12		II		0.12	
I7	0.16			21	0.20		
24. IX	0.32			3. VIII		0.12	
27	0.36			22		0.25	
I4. X	0.36			28		0.14	
I.XI	0.10			6. IX		0.09	
2	0.10			II		0.14	
I.XII	0.10			21		0.14	
2		0.14	0.14	I. X	0.13		
3		0.21		4		0.11	
6	0.14			I4. XI	0.23		
7	0.12	0.14	0.14	4. XII			
26	0.10			5	0.22		
27	0.12			10		0.20	
I965				15	0.14		
2. I	0.20			16			0.18
4		0.13		I966			
6. II		0.12		I3. I		0.16	
I5	0.21			I8		0.15	

Таблица I (продолжение)

I	2	3	4	I	2	3	4
1966				1967			
13. II		0.16		2. I		0.08	
22				12		0.13	
21. III		0.19		4. II		0.13	
29				I7		0.10	
4. IV		0.14		I9		0.18	
5				27		0.24	
23		0.24		9. III		0.17	
25		0.20		10		0.16	
2. V				I3		0.16	
7		0.19		I. IV		0.20	0.19
9		0.26		6		0.22	
I2		0.12		I2		0.17	
7. VI				I4		0.17	
21				0.25		0.19	
25				4		0.23	
10. VII				I3		0.15	
I2				21		0.10	
7. VIII				3. VI		0.16	
I2				I2		0.12	
I3				I6		0.21	
I8				I7		0.22	
4. IX		0.11		2. VII		0.13	
5		0.15		4		0.16	
I3				8			
29				II		0.17	
I4. X				I2. VII		0.19	
I6				I3		0.13	
I8		0.12		21		0.16	
I3. XI		0.13		I. IX		0.12	
I8				0.11		0.16	
I9				0.12		0.13	
I9				7		0.18	
20				8		0.14	
21				I. X		0.16	
6. XII				8		0.16	
I2				27			
I2		0.15		4. XI		0.18	
24				I6		0.16	
30		0.13		I7		0.16	
I967				I0. XII		0.17	
I.I		0.11		28			

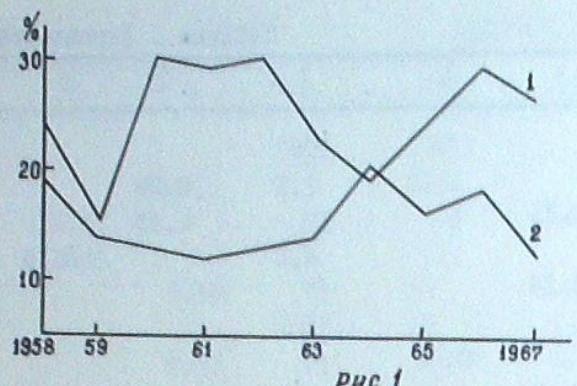


Рис. 1

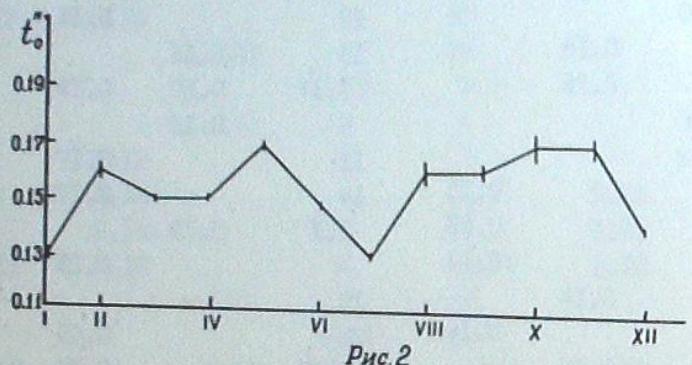


Рис. 2

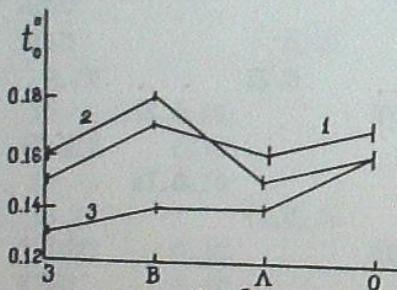


Рис. 3

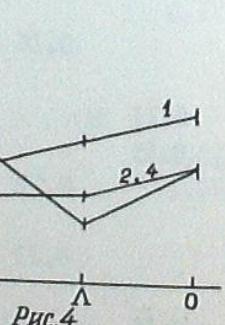


Рис. 4

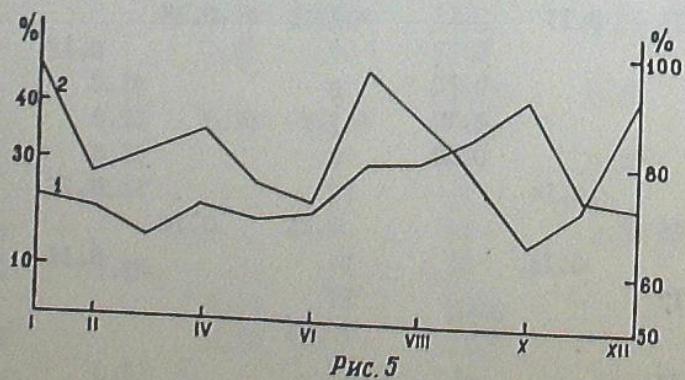


Рис. 5

## К характеристике качества изображений звезд в Абастумани ... 175

На рис. 4 линиями 1, 2, 3 и 4 показана зависимость угла турбулентии от сезона года, соответственно для азимутов: Юг, Запад, Север и Восток (линии 2 и 4 сливаются). Отдать преимущество какому-нибудь азимуту трудно, но обращают на себя внимание южное и северное направления. Для южного направления угол турбулентии зимой равен  $0^{\circ}15'$ , возрастая монотонно осенью до  $0^{\circ}18'$ . В южном направлении расположены ущелье реки Курцхани и Ахалцихская долина, которые, видимому, влияют на качество изображения звезд. Для северного направления угол турбулентии зимой и летом равен  $0^{\circ}14'$ , а весной и осенью  $0^{\circ}17$ - $0^{\circ}16'$ . В северном направлении находится Зекарский перевал (2200 м над уровнем моря), который весной и осенью несколько ухудшает качество изображений.

Таблица 2

Пункт	Период наблюдений	Колич. ночных наблюдений	Отличные оценки	Хорошие оценки	Посредственныес оценки	Плохие оценки	Отличные + хорошие оценки
в процентах							
ТЮП(село в р-не озера Иссык-Куль, Киргизская ССР)	II.УП 20.X	63	24	51	17	8	75
Джети-Огуз(курорт в р-не озера Иссык-Куль, Киргизская ССР)	II.УП 20.X	81	9	79	II	I	88
Горная Астрофизическая станция ГАО АН СССР	II.УП 20.X	66	12	47	26	15	59
Каменское плато, Астрофизический Институт АН Каз. ССР	I9.УШ 29.ХП	38	0	8	58	34	8
Абастумани	I2.УШ 21.ХI	52	44	29	21	6	73
Абастумани	Весь десятилетний период	381	80	14	4	2	94

На рис. 5 линия I представляет годовой ход количества (в процентах) совершенно ясных ночей, в среднем за весь период наблюдений, а 2 (шкала ординат справа) показывает, какая часть, из среднего числа ночей наблюденных в данном месяце, приходится на ночи с отличными изображениями ( $t_0' \leq 0^{\circ}20'$ ). Остальное количество прихо-

дится на ночи, в основном, с хорошими и посредственными ( $0^{\circ}20 < t^{\circ} < 0^{\circ}40$ ) и плохими ( $t^{\circ} > 0^{\circ}40$ ) изображениями. Из рисунка видно, что в зимние месяцы — декабрь, январь и в летний месяц — июль почти все ясные ночи бывают с отличными изображениями (94%–96%). В октябре количество ясных ночей достигает максимума 42%, из них 65% приходится на ночи с отличными изображениями.

В конце лета и осенью 1960 г. наблюдения за качеством изображений звезд велись систематически. Этот период совпадает с работой астроклиматической экспедиции ГАО АН ССР в Киргизской ССР, в районе озера Иссык-Куль [6]. За этот же период опубликованы также результаты исследований астроклимата Каменского плато (Астрофизический институт АН Казах.ССР) [5]. Во всех случаях обработка наблюдений велась по одной и той же методике. В табл.2, приводятся отношения количества ночей с отличными, хорошими, посредственными и плохими изображениями к общему количеству наблюденных ночей для вышеуказанных пунктов, а для сравнения также и для Абастумани.

0.070331d2

(ରେଗ୍ସନ୍ୟୁମ୍ବ)

1958 წლიდან მიმდინარეობს ჩემულრულ ვიზუალური ღაკვირვებები უარსკვლავთ გაფრიცხულ გამონასახებშე ასორინობიულ კრიმატის შესწავლის მიზნით. გაფრიცხულ გამონასახების სურათის ხარისხის შეფასება ნარმოებია ღანკონისა და კურეს ხუმბალის სასტაციო [1, 2, 6]. უარსკვლავთ გამონასახების ხარისხის შესაფასებლი გამოითვლილა მენიცენტრულ მიმღებლებაზე მიყვანილი ფუნდულნისის კუთხე ტე. მოყვარილია ამნიანი პერიოდის (1958-1967 წწ) ღაკვირვებას შეიგავით.

ON THE SEEING ON MT. KANOBILI, ABASTUMANI (THE RESULTS OF VISUAL MEASUREMENTS OF STELLAR DIFFRACTION IMAGES IN 1958-1967)

O.R.BOLKVADZE

## Цитированная литература

- Библиографическая литература

  1. Максутов Д.Д. Астрономическая оптика. М.-Л. 1946.
  2. Данхон А. и Кудз А. Астрон.ж. 1940, 52, № 1.
  3. Харадзе Е.К. Болл.Абастум.астрофиз.обс. 1937, I, III.
  4. Дарчия А.Х. и Дарчия Ш.П. Труды совещания по исследование мер-  
цания звезд. М.-Л. 1959.
  5. Джакушева К.Г. и др. Труды Астрофиз.ин-та АН Каз.ССР 1963, 4, 5.
  6. Плюгин Г.А. и Фролов В.Н. Известия ГАО АН СССР. 1966, 24, № 180, 147.

# АСТРОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ДВУХКАМЕРНОГО АСТРОГРАФА АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

Н. Г. КОГОШВИЛИ, Г. Н. САДУКВАДЗЕ, А. Ш. ХАТИСОВ и С. М. ЧАНТУРИЯ

Астрограф Абастуманской обсерватории, состоящий из двух 20-см фотографических камер, используется преимущественно для определения положений малых планет и комет. Однако, аstromетрическая точность получаемых результатов пока еще не была исследована. Этой задаче посвящена настоящая работа.

Общее описание телескопа. 20-см двухкамерный астрограф построен на базе 20-см камер (№ 1 и № 2) 40-см рефрактора [1] после того, как в 1963 г. они были сняты с рефрактора и монтированы на параллактический штатив, установленный в отдельной башне. Каждая камера имеет 4-х линзовый объектив с фокусным расстоянием 1000 мм. В кассеты помещаются фотопластинки 180 x 240 мм, покрывающие поле  $10^{\circ}5$  x  $14^{\circ}0$ . Они закрепляются на трубах жестко, не имея приспособления для поступательного или позиционного перемещения. Фокусировка производится с помощью винтов, движущих объективы вдоль оптической оси. При фотографировании на камерах гидом служит 15-см рефрактор с фокусным расстоянием 2300 мм.

Техническая постоянная. Сферическая aberrация, астигматизм и хроматизм объективов камер подробно исследованы в работах [1, 2]. Однако, мы решили повторить определение технических постоянных, так как при повторном исследовании сферической aberrации 40-см рефрактора (главной трубы в старой комбинации) для технической постоянной получена величина, почти на порядок отличная от ранее известной [3, 4]. Это — редкий, не имеющий пока объяснения случай.

Техническая постоянная для обеих камер определена из санных в [1]. Полученные нами результаты:

санным в [1]. Полученные нами результаты Камера № 1  $T_1 = 1.10$ ; Камера № 2  $T_2 = 0.33$  почти идентичны с результатами Е.К.Харадзе и М.А.Вашакидзе [1]:  $T_1 = 1.03$ ;  $T_2 = 0.31$ . Для каждой камеры определен

почти идентичны с результатами Б.Н.Макарова.  
 $T_1 = 1.03$ ;  $T_2 = 0.31$ .  
 Проникающая сила для каждой камеры определена на пластинках типа Kodak Oao. В качестве стандартов использованы скопления M44 и Плеяды [5,6]. В табл. I приводятся звездные величины предельно слабых звезд, полученных на пластинке при данной экспозиции.

Таблица 1

Экспози- ция	Звездные величины		Экспози- ция	Звездные величины	
	Кам. № 1	Кам. № 2		Кам. № 1	Кам. № 2
20 сек.	10.6	10.6	15 мин.	15.3	15.3
1 мин.	10.9	11.2	30 "	16.3	16.6
5 "	13.2	13.4	60 "	16.8	16.8

Дисторсия. Для определения коэффициента дисторсии и положения оптического центра на пластинке нами был использован усовершенствованный метод "скользящей пары" звезд, примененный Т.П.Киселевой при исследовании Пулковского двойного астрографа АКД 7. Были отобраны три пары звезд (табл.2).

Таблица 2

B.	Зв.величина	Спектр	1950.0	1950.0
+ 0°94	9.0	5	0 35 51.31	+ 1°00 10".8
+ 0°178	8.9	5	1 02 01.61	+ 1 01 03.3
- 1°427	8.5	0	2 57 04.78	- 0 49 30.6
- 1°493	8.6	5	3 23 31.21	- 0 49 08.5
+ 0°412	8.9	5	1 55 21.87	+ 0°40 15.1
+ 44°397	8.9	5	1 55 26.06	+ 44 52 48.0

Первые две пары звезд расположены по прямому восхождению, а третья – по склонению. Всего получено 8 пластинок (фотографирование производилось одновременно обеими камерами, третья пара фотографировалась дважды, в разные ночи).

На каждой пластинке было получено 19 положений пар по прямому восхождению и 15 положений пар по склонению, с экспозициями по 60 секунд.

В первых положениях звезды B +0°94, B -1°427, B +0°412 находились в центре пластинки, а звезды B +0°178, B -1°493, B +44°397 около края. Остальные положения получены перемещением телескопа после каждой экспозиции. Перемещение телескопа по пр.восхождению составляло 75 секунд времени, а по склонению – 15 минут дуги. Наблюдения во всех случаях производились около меридиана.

Измерения проведены на координатно-измерительной машине "Аско-рекорд". Обработка измерений заключалась в сопоставлении наблюденной зависимости длины отрезка от расстояния до оптического центра с соответствующей теоретической зависимостью, выведенной из закона центральной проекции. Это сопоставление, выполненное по способу наименьших квадратов, позволяет определить главные параметры наблюденной зависимости – место оптического центра, длину минимального отрезка и дистор-

сию проекции. Результаты приведены в табл.3

Таблица 3

	По прямому восхождению		По склонению	
	Камера № 1	Камера № 2	Камера № 1	Камера № 2
V ( $\text{мм}^{-2}$ )	$+4,10 \cdot 10^{-8}$ $\pm 0,41 \cdot 10^{-8}$	$-12,78 \cdot 10^{-8}$ $\pm 0,43 \cdot 10^{-8}$	$+4,44 \cdot 10^{-8}$ $\pm 0,93 \cdot 10^{-8}$	$-18,90 \cdot 10^{-8}$ $\pm 0,90 \cdot 10^{-8}$
$\Delta T$ (мм)	+5,94	-0,60	+0,48	+0,18
a (мм)	-0,0076 $\pm 0,0034$	+0,0518 $\pm 0,0036$	-0,0032 $\pm 0,0018$	+0,0212 $\pm 0,0017$

На рис. 1,2,3 и 4 приведены зависимости разностей  $S - S_c$  от расстояния середин отрезков  $S$  от оптического центра.  $S$  – измеренное расстояние между звездами,  $S_c$  – длина того же отрезка, вычисленная теоретически по формуле из [7]. Эта зависимость дает детальную характеристику дисторсии в обоих направлениях.

Рассмотрение рис. I показывает, что для камеры № 1 в направлении пр.восхождений наблюдается несимметричность дисторсии относительно оптического центра пластиинки. Создается впечатление сдвига оптического центра относительно геометрического на величину примерно 55 мм. Полученная поправка  $\Delta T$  положения оптического центра соответственно равна +5,94 мм.

Точность определения положения объекта. Методика исследования точности измерения изображений на пластинке (имеются в виду изображения с нормальной плотностью очернения) и точности определения положения звезд полностью совпадает с той, примененной при астрометрическом исследовании 70-см менискового телескопа [8]. Поэтому мы её здесь не излагаем.

В качестве астрометрического стандарта использована область с центром  $\alpha_{1950} = 20^{\circ}17'10''$ ,  $\delta_{1950} = 55^{\circ}14'$ . Исследуемое поле было разделено на четыре концентрические зоны с радиусами  $r_1 < 1^{\circ}$ ,  $r_2 < 2^{\circ}$ ,  $r_3 < 3^{\circ}$ ,  $r_4 < 4^{\circ}$ ; измерены по три пластиинки для каждой камеры. На каждой пластиинке было отобрано по 102 звезды.

В первую зону вошли 16 звезд, во вторую – 33, в третью – 62, в четвертую, объемлющую все другие, – 102.

Сравнением измеренных на отдельной пластиинке координат со средними координатами из трех пластиинок получены значения средней ошибки измерения одного изображения звезды для каждой зоны отдельно (табл.4).

Индекс при  $\epsilon$  обозначает ось координат, величины даны в мм. При исследовании точности определения положений звезд измеренные координаты звезд были сравнены с их идеальными координатами. Каталожные положения упомянутых 102-х звезд взяты из каталогов Иельского Университета [9]. Перевод экваториальных координат в идеальные осуществлен в вычислителях.

Таблица 4

№ Зоны	Камера № 1			Камера № 2		
	№ плас- тинки	$\epsilon_x$	$\epsilon_y$	№ плас- тинки	$\epsilon_x$	$\epsilon_y$
I	499	$\pm 0.0028$	$\pm 0.0024$	500	$\pm 0.0019$	$\pm 0.0021$
II		28	25		18	19
III		34	31		24	23
IV		39	36		33	31
I	501	24	21	502	25	19
II		29	28		25	20
III		29	35		31	25
IV		33	32		28	26
I	503	23	20	504	22	19
II		25	27		19	20
III		30	27		28	28
IV		31	33		27	28

литерном бюро обсерватории на электронно-вычислительной машине ЭВ-80 М. На той же машине выполнены все остальные вычисления. Табл. 5 содержит идеальные координаты 102-х опорных звезд относительно оптического центра:

$$\alpha_{1950} = 20^{\text{h}}17^{\text{m}}10^{\text{s}}, \quad \delta_{1950} = 55^{\circ}14'20''.$$

Таблица 5

№	№ по каталогу BD	X	Y
1	54 <sup>0</sup> 2232	-14737".69	-1835".14
2	56 2320	-12497 .14	6132 .70
3	55 2275	-12746 .94	3200 .57
4	53 2318	-12751 .17	-3329 .04
5	53 2326	-11777 .25	-3091 .78
6	53 2328	-11675 .43	-5273 .86
7	54 2259	-10805 .70	-2300 .32
8	52 2583	-11232 .46	-9187 .35
9	55 2291	-10215 .71	3427 .51
10	54 2262	-10150 .05	-406 .51
11	53 2335	-10319 .44	-6203 .57
12	57 2105	-9222 .11	9618 .95
13	53 2336	-10071 .38	-3366 .51
14	54 2270	-9315 .11	-2599 .48

Таблица 5(продолжение)

15	56 <sup>0</sup> 2342	-7906".53	5540".54
16	55 2314	-8021.98	2062.65
17	57 2124	-7122.01	8936.46
18	57 2127	-6928.93	10643.06
19	53 2347	-7512.01	-4405.78
20	58 2045	-6641.36	11978.65
21	52 2616	-7626.36	-7642.47
22	55 2318	-6825.09	3547.19
23	55 2329	-5766.95	3528.47
24	56 2354	-5334.48	4770.86
25	51 2774	-5825.01	-13066.75
26	54 2294	-4795.65	-1342.33
27	52 2640	-4718.72	-6998.34
28	54 2302	-4074.39	-3165.50
29	56 2373	-3071.07	5024.16
30	58 2071	-2761.80	13492.69
31	54 2306	-3008.07	-863.00
32	51 2798	-3110.41	-II303.97
33	57 2158	-2598.98	7487.77
34	53 2367	-2767.21	-6708.28
35	52 2656	-2709.29	-9214.84
36	54 2315	-1639.91	-2671.18
37	57 2162	-1468.81	10607.92
38	54 2317	-1542.46	-482.05
39	55 2355	-1410.41	1791.42
40	55 2358	-1197.33	2598.08
41	56 2384	-1089.74	4116.49
42	54 2323	-835.13	-3236.70
43	54 2324	-767.43	-2538.90
44	56 2388	-645.28	5439.67
45	53 2380	-292.24	-4912.49
46	55 2365	-207.14	2954.45
47	54 2328	-174.36	-3115.18
48	51 2829	-156.19	-12721.35
49	58 2085	-92.49	13868.91
50	55 2365	33.79	2233.48
51	57 2174	250.40	8646.03
52	52 2677	756.22	-9788.63
53	55 2376	1062.41	2876.17
54	56 2399	1657.35	4191.04
55	54 2336	-613.24	

Таблица 5 (продолжение)

56	52°269I	2100.10	- 9095.67
57	51 2855	2543.05	- I380I.49
58	58 2103	2481.99	III62.84
59	53 2396	3107.55	- 4869.36
60	55 2392	2997.89	2376.70
61	54 2345	3207.98	- I95.8I
62	55 2393	3133.0I	3730.34
63	54 2346	3273.87	- I373.38
64	56 24II	3135.92	6495.16
65	56 24I2	3159.90	6890.38
66	51 286I	3672.16	- I2982.I4
67	56 24I3	3280.38	5II4.69
68	54 2347	3510.58	I29.0I
69	52 2706	386I.84	- 9906.5I
70	52 27II	3936.57	- 8I4I.98
71	53 2405	4182.5I	- 5754.65
72	58 2II5	3724.27	I3443.58
73	55 2407	4945.96	2729.I8
74	56 2430	5187.33	5558.65
75	57 2204	5II0.96	9947.92
76	53 24I8	-5774.38	- 658I.69
77	54 2363	618I.94	- I387.63
78	52 2735	6506.58	- 8536.80
79	58 2I30	5654.36	I2509.35
80	51 288I	6929.02	-I225I.99
81	57 22I0	6634.39	9029.28
82	52 2742	765I.44	- 8866.80
83	57 22I5	7059.57	I07II.93
84	56 2450	7522.04	5594.43
85	54 2375	7989.66	- 2905.65
86	51 290I	9060.97	-I0636.86
87	55 243I	8423.88	3665.74
88	54 2382	9032.38	- 2694.09
89	53 2443	-9526.80	- 5873.16
90	55 2436	903I.96	272I.I7
91	55 2440	9803.40	9I0.90
92	57 2228	9348.99	8737.66
93	55 2448	II246.33	II67.62
94	52 2775	I2045.09	- 783I.44
95	54 2398	II459.I4	448.45

Таблица 5 (продолжение)

96	56°2466	-I0983.08	6789.00
97	53 2467	I2343.88	-5285.70
98	57 2235	II552.34	8933.06
99	54 2409	I3220.08	-226I.74
100	55 2460	I2973.39	2068.90
101	56 2484	I3I0I.62	560I.59
102	53 2485	I4293.03	-4382.32

Постоянные каждой пластинки, полученные по способу наименьших квадратов, приводим в табл.6.

Таблица 6

№ плас- тинки	№ зоны	$a \cdot 10^3$	$b \cdot 10^3$	$c \cdot 10^3$	$d \cdot 10^3$	$e \cdot 10^3$	$f \cdot 10^3$
К а м е р а № I							
499	I	+I.570	+7.507	-3.I3	-7.499	+I.23I	-2.02
	II	+I.35I	+7.635	-3.I0	-7.634	+I.160	-I.88
	III	+I.I05	+7.652	-3.22	-7.602	+I.024	-I.79
	IV	+0.874	+7.673	-3.20	-7.569	+0.755	-I.72
50I	I	+I.5I7	+9.048	-3.42	-8.72I	+I.I68	-I.75
	II	+I.493	+8.845	-3.42	-8.807	+I.I70	-I.68
	III	+I.I74	+8.870	-3.42	-8.822	+I.057	-I.58
	IV	+0.959	+8.884	-3.46	-8.756	+0.86I	-I.65
503	I	+I.435	+7.364	-7.38	-7.359	+I.206	-2.84
	II	+I.33I	+7.388	-7.39	-7.318	+I.207	-2.8I
	III	+I.I34	+7.386	-7.55	-7.248	+I.I06	-2.90
	IV	+0.905	+7.426	-7.62	-7.29I	+0.8I9	-2.86
К а м е р а № 2							
500	I	-0.I06	+8.074	-2.35	-8.022	-0.I26	-4.28
	II	-0.I76	+8.067	-2.34	-8.0I0	-0.254	-4.25
	III	-0.2I6	+8.04I	-2.37	-8.044	-0.252	-4.23
	IV	-0.I20	+8.058	-2.00	-8.0I3	-0.200	-4.05
502	I	-0.223	+5.573	-I.83	-5.648	-0.240	-6.02
	II	-0.I63	+5.6I0	-I.80	-5.56I	-0.I88	-5.96
	III	-0.2I7	+5.636	-I.66	-5.532	-0.I77	-6.0I
	IV	-0.I83	+5.678	-I.2I	-5.493	-0.I36	-5.7I
504	I	-0.I44	+7.607	-2.0I	-7.27I	-0.I83	-5.35
	II	-0.II4	+7.589	-I.99	-7.384	-0.I97	-5.24
	III	-0.I67	+7.537	-I.76	-7.4I2	-0.2I3	-5.28
	IV	-0.I08	+7.540	-I.26	-7.400	-0.093	-5.I5

После подстановления данных табл. 5 в соответствующие условные уравнения, из остаточных разностей выводились значения средней ошибки определения положения по одной звезде (табл. 7).

Таблица 7

№ пла- змы	№ плас- тинки	Камера № I		№ зоны	Камера № 2	
		$\epsilon_x$	$\epsilon_y$		$\epsilon_x$	$\epsilon_y$
I	499	$\pm 0.0033$	$\pm 0.0030$	500	$\pm 0.0034$	$\pm 0.0029$
II		35	34		43	35
III		51	50		58	52
IV		72	80		76	74
I	501	39	32	502	27	36
II		34	39		34	35
III		53	49		50	50
IV		75	79		74	71
I	503	31	31	504	30	27
II		35	35		35	37
III		52	48		60	49
IV		79	82		80	75

Из [9] известно, что средняя ошибка каталожных положений опорных звезд равна  $\pm 0''.135$  по каждой координате, а эта же величина для собственных движений составляет  $0''.0075$  за год. Разность эпох наблюдений каталога и наших оказалась  $21.7$  года. Следовательно, средняя ошибка каталожного положения каждой опорной звезды в момент наших наблюдений достигает  $0.''212$ . Если эту величину сложить с данными табл. 4 и полученные числа сравнить с данными табл. 7, можно заключить, что внутри второй зоны, в пределах точности сравниваемых величин, никакой систематической ошибки не наблюдается. Систематические же ошибки в третьей и четвертой зонах являются результатом этого обстоятельства, что при редукции измеренных координат к идеальным были использованы формулы только с линейными членами.

Следовательно, исследуемый телескоп можно использовать для определения положений планет (как малых, так и больших) и комет. Если измеряемый объект лежит внутри поля с радиусом  $2''$ , тогда при редукции можно ограничиться линейными формулами, а за пределом второй зоны нужно вводить члены второго порядка.

Декабрь, 1969.

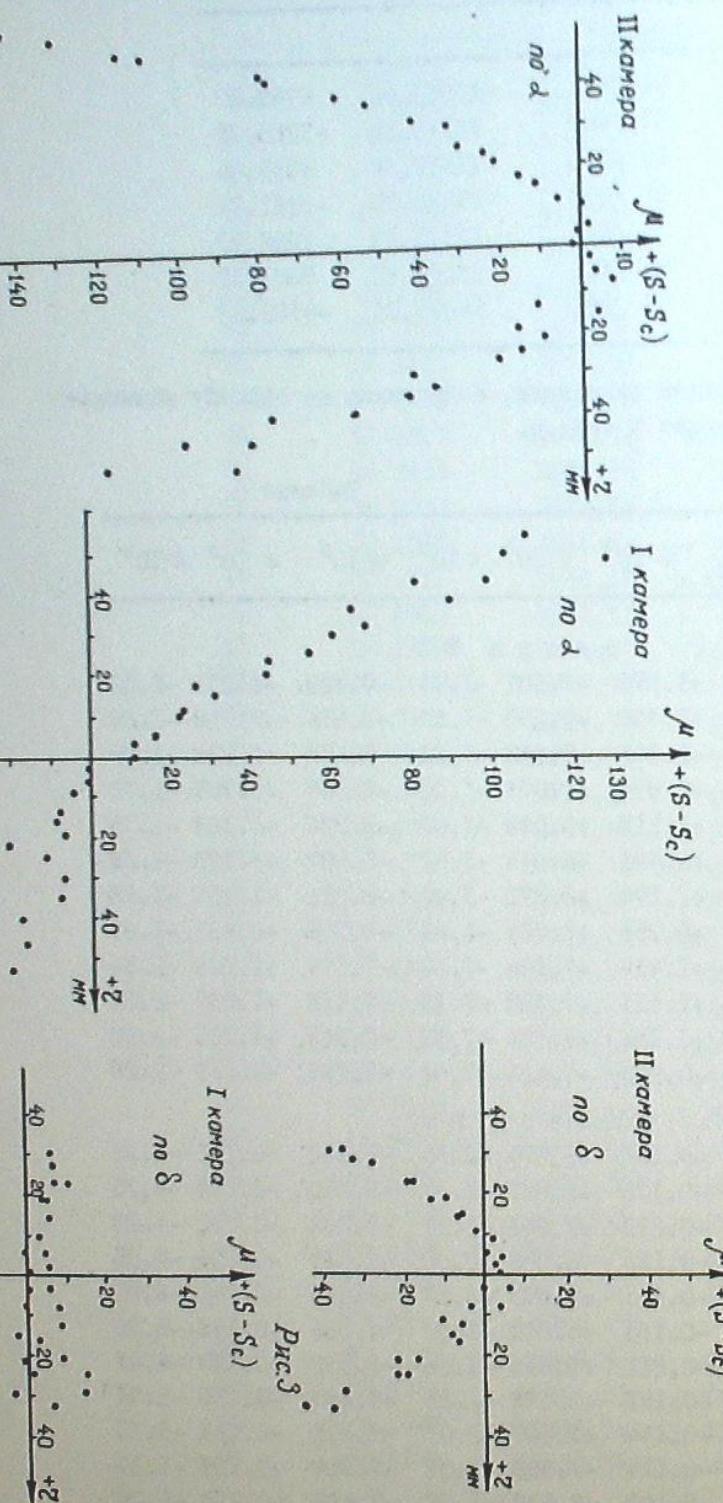


Рис. 1

Рис. 2

Рис. 4

Рис. 3

აბასთუმანის ასტროფიზიკური ინსტიტუტის მუზეუმი  
ასტროფიზიკური ინსტიტუტის მუზეუმი

ნ. პოლიარი, გ. სალუქვაძე, ა. ხატისოვ და ს. ჭანტურია

(რეზიუმე)

გამოცემული თესლაბრანი ასტროფიზიკური აბასთუმანის მუზეუმი, მემკერ-  
ობა, რესტორანის დოკუმენტის ასტროფიზიკური განამარტინის სი-  
ძელი.

მოცემული მუზეუმი, რომ არნიშნული ვალუალუმ გამოცემული  
იქნება მუზეუმი და მუზეუმის და კომერციული მუზეუმის განამარტინის სი-  
ძელი. ეს დოკუმენტი უნდა იყოს 2°-იანი წრის გარეთ მოვარდობა, სა-  
ნირეული ფორმულები საჭარის მცირე წიგის ჩვენების შეფანი.

#### ASTROMETRIC INVESTIGATION OF THE TWO-CAMERA ASTROGRAPH OF THE ABASTUMANI ASTROPHYSICAL OBSERVATORY

N.G.KOGOSHVILI, G.N.SALUKVADZE, A.SH.KHATISOV and S.M.CHANTURIA

(Summary)

Spherical aberration, the limiting magnitude, distortion and the accuracy of coordinate determination of the 20-cm two-camera astrograph are investigated.

The telescope mentioned may be employed for measuring precise positions of minor and major planets and comets. If an object is located beyond a 2° circle from the center the secondorder terms of reduction formulae are to be involved.

#### Цитированная литература

1. Харадзе Е.К. и Вашакидзе М.А. Исследование сферической аберрации и астигматизма 8" камер 16" рефрактора Абастуманской обсерватории. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1938, 2, 131.
2. Харадзе Е.К. и Вашакидзе М.А. Хроматические кривые 8" объективов камер 16" рефрактора. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1938, 3, III.
3. Харадзе Е.К. и Вашакидзе М.А. Исследование 16" рефрактора Абастуманской обсерватории. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1938, 3, 121.
4. Салуквадзе Г.Н. Опыт построения трехцветной фотометрической системы с использованием 40-см рефрактора. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1961, 26, 105.
5. Johnson H.L. Praeviere magnitudes and colors. Aph.J. 1952, 116, 640.
6. Ahmed F., Lawrence L.A., Reddish V.C. Pleades Publ. Roy. Obs. Edinburgh, 3, N.7.
7. Киселева Т.П. Определение систематических ошибок пулковского двойного астрографа. Изв. ГАО в Пулкове. 1966, 24, вып. 5, № 181, 153.
8. Хатисов А.Ш. Астрометрическое исследование 70-см менискового телескопа Абастуманской обсерватории. Сб. "Новая техника в астрономии". Вып. 2. М.-Л. 1965.
9. Barnes I., Hoffleit D., Jones R.B. Trans. Astron. Obs. Yale Univ. 1959, 26.

#### ИССЛЕДОВАНИЕ ФОТОМЕТРИЧЕСКОЙ ОШИБКИ ПОЛЯ АНАБЕРРАЦИОННОЙ КАМЕРЫ ШМИДТА АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

В.Н.СИНЧЕСКУЛ

В целом ряде работ [1-4], посвященных исследованиям применимости телескопов Шмидта для фотометрических работ, указывается, что фотометрическая ошибка поля, играющая существенную роль при фотометрировании звезд, индивидуальна для каждого телескопа и она должна быть особо выявлена при работе с данным телескопом; подробное изучение её величины и поведения позволяет максимально учесть влияние на фотометрические отсчеты. Общий случай обнаружения ошибок поля и их исключения рассмотрен в работе [5], а для радиально симметричных ошибок задача с успехом рассмотрена Стоком [6].

Фотометрическая ошибка поля анаберрационной камеры Шмидта Абастуманской обсерватории, с целью определения её влияния на показатели цвета, была исследована М.А. Вашакидзе в 1953 г. [7]. Им были рассчитаны потери света в звездных величинах, возникающие из-за виньетирования, для четырех расстояний от центра поля (от  $2^{\circ}20'$  до  $4^{\circ}$ ). Потери света были определены и фотографическим путем, для чего получались цепочки изображений одних и тех же звезд на разных расстояниях от центра поля. Результаты, полученные обоими способами, близки друг другу и указывают, что фотометрическая ошибка поля отсутствует до расстояния в  $2^{\circ}$  от центра поля, а на краю она достигает 0.09 зв. величины.

В связи с проведением в последние годы фотометрических работ в системе  $UBV$ , появилась необходимость в новом исследовании фотометрической ошибки поля данного телескопа, чему и посвящена настоящая статья.

Изучение ошибки поля проводилось по фотографиям скопления Гиад ( $\alpha = 4^{\circ}26'$ ,  $\delta = +15^{\circ}46'$ , наблюдатель М.Д. Метревели). Фотографические пленки проявлялись обычным способом, разработанным и применяемым в Абастуманской обсерватории. Необходимые сведения о полученном фотографическом материале помещены в табл. I. Фотометрические звездные величины и цвета звезд взяты из работы Джонсона и Нуклеса [8], координаты и номера звезд заимствованы из работы [9]. Измерения почернений звезд производились на ирисовом микротипе [10]. В табл. 2 приведены номера фотометре Полтавской обсерватории [10].

звезд, которые были использованы для определения ошибки поля. Звезды № 128, 125, 91 имеют звездные величины, определенные нами, значительно отличающиеся от стандартных (табл. 3) и в обработку не были включены.

Опираясь на данные исследования М. А. Вашакидзе, мы использовали для построения калибровочной кривой все звезды, находящиеся в радиусе  $1^{\circ}$  от центра поля. Однако, отсутствие слабых звезд в этой области вынудило нас расширить её до  $1^{\circ}33'$ . Окончательно калибровочная кривая была построена по 26 звездам от 3 до 10 зв. вел. С неё снимались звездные величины для остальных 49 звезд поля. Для всех звезд они были исправлены за дифференциальное атмосферное поглощение. Прежде чем производить дальнейшее исследование, значения звездных величин отдельно по I и 3-минутным снимкам были усреднены и образованы разности:

$$\Delta m = m_{\text{изн}} - m_{\text{ст}},$$

где  $m_{\text{изн}}$  — среднее по 3 пленкам,  $m_{\text{ст}}$  — стандартные звездные величины.

Внимательное изучение величин  $\Delta m$  для двух экспозиций показало, что в нашем случае не наблюдается зависимости  $\Delta m$  от времени экспозиции. Поэтому в дальнейшем мы пользовались значениями  $\Delta m$ , усредненными по всем шести пленкам для каждого фильтра. Эти значения нанесены на рис. I отдельно для В и V. По оси абсцисс отложены расстояния звезд в градусах от центра пленки. Из рисунка видно, что до расстояния в  $1^{\circ}25'$  ошибка поля практически отсутствует, затем она начинает плавно возрастать до расстояния в  $3^{\circ}15'$ , причем для В и V имеет различный знак. На краю поля, от  $3^{\circ}15'$  до  $3^{\circ}35'$  (максимальное измеренное расстояние) ошибка поля вследствие сильного виньетирования быстро возрастает и на краю принимает значения, большие 1.5 зв. величины\*).

Как известно, ошибка поля обусловливается многими факторами, среди которых можно назвать положение звезды на пленке, звездную величину, показатель цвета и др. Чтобы определить зависимость ошибки поля от вышеизложенных причин, мы поступили следующим образом. Для участка графика от  $1^{\circ}25'$  до  $3^{\circ}15'$ , т. е. там, где имеется ошибка поля, мы вначале выделили постоянную часть этой ошибки. Оказалось, что для V она хорошо удовлетворяет уравнению вида:

$$\Delta m = 0.^m024 + 0.^m033r + 0.^m344r^2 - 0.^m443r^3, \quad (I)$$

\*). Значения поправок за ошибку поля, особенно — ближе к краю, несколько меняются после центрировки телескопа. В практике обсерватории значения поправок заново определяются после каждой центрировки, когда она предшествует предпринимаемой фотометрической работе. (Примечание редактора).

для В:

$$\Delta m = 0.^m016 - 0.^m234r + 0.^m074 \sin(198r + 276.8), \quad (2)$$

где  $r$  выражено в градусах. Затем мы находили уклонения вида  $\Delta m' = \Delta m - \Delta m_1$ , где  $\Delta m_1$  — поправка, вычисляемая по формулам (1) и (2). Найденные таким образом уклонения  $\Delta m'$  коррелировались с углом положения звезды, показателем цвета и звездной величиной.

На рис. 2 представлена зависимость уклонений  $\Delta m'$  от угла положения  $\Psi$ . Угол положения отсчитывается при центре от направления на восток против часовой стрелки. Как видно, максимальное значение  $\Delta m'$  не превышает 0.07 для В и 0.04 зв. вел. для V. Рис. 3 иллюстрирует зависимость  $\Delta m'$  от звездной величины. Для В и V она не одинаковая и если для V максимальное значение  $\Delta m'$  не превышает 0.04, то для В оно составляет 0.10 зв. вел. Зависимость  $\Delta m'$  от показателя цвета звезд представлена на рис. 4. Поправки по величине для V небольшие, максимальное значение их не превышает 0.06, для В оно не больше 0.09 зв. вел.

Для точек, по которым строились графики, были вычислены среднеквадратические ошибки; каждая из них, в среднем, составляет примерно половину значения самой величины  $\Delta m'$ .

После определения зависимостей измеренные звездные величины были исправлены найденными поправками за расстояние от центра, за угол положения звезды на пленке, за её звездную величину и показатель цвета. Затем были вычислены среднеквадратические ошибки одного определения звездной величины отдельно для звезд центрального поля до  $1^{\circ}25'$  и для поля  $1^{\circ}25'$  до  $3^{\circ}15'$  после введения найденных выше поправок. Оказалось, что среднеквадратическая ошибка для центрального поля для V равна  $\pm 0.023$ , для В  $\pm 0.030$  зв. вел. Для остального поля она соответственно равна  $\pm 0.048$  и  $\pm 0.044$  зв. величины.

Таблица I

№ пл.	Фильтр плёнка	Продолж. + эксп. в фокусе	Отсчет фокуса	№ пл.	Фильтр плёнка	Продолж. + эксп. в фокусе	Отсчет фокуса	дата
III40	GG <sub>15</sub> A-500	I	36.0	III138	GG <sub>II</sub> A-600	I	35.5	8.II 1967
II562	"	"	35.5	10.III II. III	II564 II589	"	36.0	10.III II.III
II587	"	"	35.0	II. III 8.III	II589	"	35.0	8.III
III41	"	3	35.5	III139	"	3	35.5	8.III
II563	"	"	35.0	10.III II. III	II565 II590	"	35.0	10.III II.III
II588	"	"	36.0	II. III II. III	II590	"	36.0	II.III

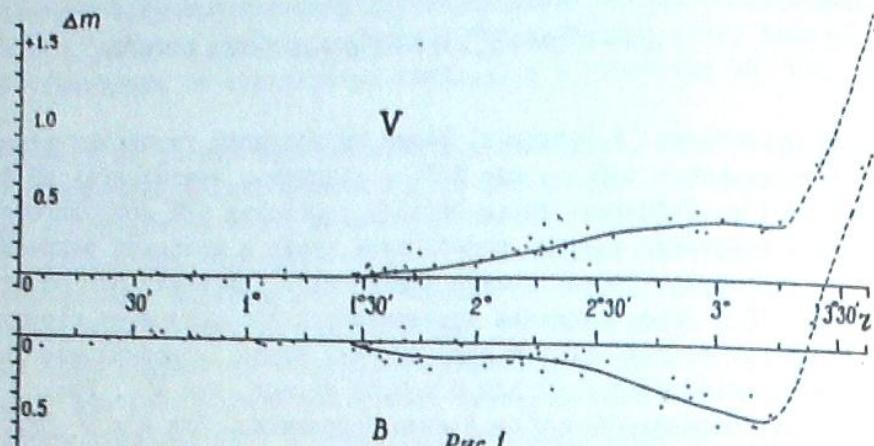


Рис. 1

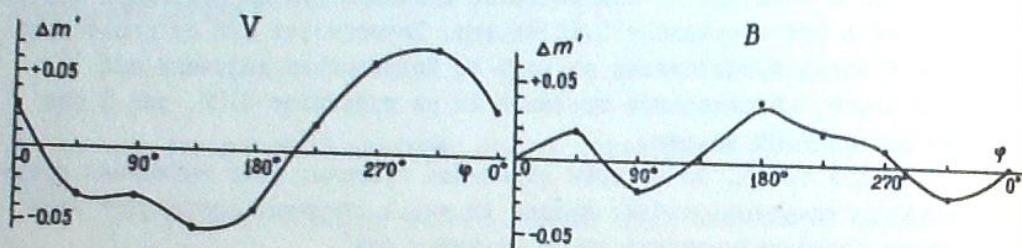


Рис. 2

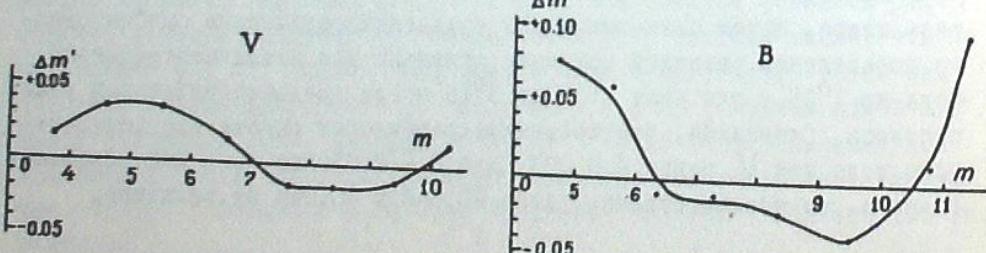


Рис. 3

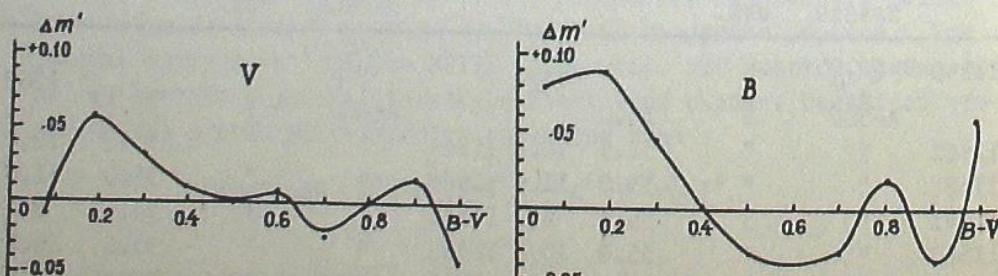


Рис. 4

Таблица 2

Номера звезд [9]									
59	75	I26	83	70	I6	I28	55	29	74
58	I27		86	35	26	II	68	37	80
62	76		78	85	I23	79	71	I29	I24
52	51		38	II9	86	25	I09	40	28
66	77		33	I25	87	90	47	60	63
69	50		39	22	27	46	45	81	34
									44
									61

Таблица 3

№ звезды	$V_{cr}$	$B_{cr}$	$V_n$	$B_n$
I28	8.93	9.77	9.71	10.33
I25	9.00	9.84	7.86	8.83
9I	4.68	4.84	5.14	5.14

Таким образом, результаты проведенного исследования позволяют сделать следующие выводы:

1) в центральной области радиусом  $1^{\circ}25'$  фотометрическая ошибка поля практически отсутствует;  
2) от  $1^{\circ}25'$  до расстояния в  $3^{\circ}15'$  ошибка поля постепенно возрастает и постоянная часть её определяется уравнениями (1) и (2) для V и B, соответственно; наибольший вклад в ошибку поля вносят ошибки за расстояние, что можно объяснить виньетированием оптики;

3) от  $3^{\circ}15'$  до края поля фотометрическая ошибка из-за сильного виньетирования достигает недопустимо больших величин, около 1.5 зв.вел.;

4) найденные зависимости звездных величин от угла положения звезды, от её звездной величины и показателя цвета вносят небольшой вклад(не больше 0.1) в ошибку поля, однако, при точных фотометрических работах необходимо их учитывать;

5) полученные оценки точности одного определения звездной величины позволяют надеяться, что в центральной области радиусом до 1.5 градусов можно проводить фотометрические работы с достаточно высокой точностью.

В заключение выражают сердечную благодарность проф. В.П. Цесевичу за обсуждение статьи и за помощь, оказанную мне в выполнении данной работы.

Март, 1969.

ГАУССОВСКИЙ АВТОМАТИЧЕСКИЙ ПОДСЧЕТ ЗВЕЗД  
АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

### 3. АППАРАТУРА

(БОБОВЫ)

САМЫЕ ВЫСОКИЕ ИСЧЕРПЫВАЮЩИЕ СПОСОБНОСТИ УЗОР  
БЫЛИ ДОСТИГНУТЫ В РАБОТЕ С АВТОМАТИЧЕСКИМ ПОДСЧЕТОМ ЗВЕЗД В АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ.

### AN INVESTIGATION OF THE FIELD ERROR OF THE ABASTUMANI ASTROPHYSICAL OBSERVATORY SCHMIDT COMA-FREE CAMERA

V.N.SINCHESKUL

(Summary)

The central area ( $r < 1^{\circ}25'$ ) of the Abastumani Schmidt camera (360/440 mm;  $F = 620$  mm) field is free of photometric errors. The values of those for the rest of the field are estimated.

### ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Vanusek V. Acta Univ. Carolinae; Math. et Phys. 1964, N.1, 19-24.
2. Lloyd I. Observatory. 1967, 87, N. 956.
3. Argue A.N. Vistas in Astronomy. 1960, 3.
4. Haffner H. Mitt.d.Hamburg Sternw. in Bergedorf. 1955 (1956), 23, N.255.
5. Stock J., Wehlau W.H. Astron.J. 1956, 61, 80.
6. Stock J. Astron.Nachr. 1951, 280, 121.
7. Башакидзе М.А. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1953, 13.
8. Johnson H.L., Knuckles G.F. Aph.J. 1955, 122, N.2, 209.
9. Виеген Н.С. ВАН. 1952, 11, 432, 385.
10. Синческул В.Н., Синческул Б.Ф., Соколов Б.А. Сб. "Новая техника в астрономии". (В печати).

### ИССЛЕДОВАНИЕ ИНТЕРФЕРЕНЦИОННО-ПОЛЯРИЗАЦИОННОГО ФИЛЬТРА ХРОМОСФЕРНОГО ТЕЛЕСКОПА АБАСТУМАНСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

Ц.С.ХЕЦУРИАНИ

Хромосферный телескоп, установленный в Абастуманской обсерватории в 1957 г., работает с интерференционно-поляризационным фильтром (ИПФ), изготовленным в ГОИ, в числе нескольких экземпляров, предназначенных для патруля Солнца в период МГТ.

На телескопе и до сих пор производится патруль хромосферных вспышек и быстрых процессов по программе Службы Солнца. На кадрах, снимаемых кинокамерой хромосферного телескопа, измеряются максимальные яркости вспышек. Измеренная яркость, разумеется, является не центральной интенсивностью контура линии  $H_{\alpha}$ , а интегральной интенсивностью по всей полосе, пропущенного инструментом эмиссионного профилия  $H_{\alpha}$ . Поэтому вид вспышки зависит от ширины полосы пропускания фильтра и он различен для фильтров, имеющих различные пропускания.

Ясно, насколько важно знание ширины полосы пропускания данного фильтра. К сожалению, фильтр, используемый нами в течение II лет постоянной эксплуатации, до сих пор не исследовался. Судя по снимкам, полученным на телескопе Абастуманской обсерватории в самом начале его работы, можно сказать, что фильтр обладал хорошими качествами. Это можно заметить и на отпечатке с кадра, снятого 10.1.1958 г., представляемого на фото I, где структура хромосферной сетки отчетлива. Но с течением времени качество изображений, даваемых фильтром, начало снижаться, постепенно пропала хромосферная сетка и к концу 1967 г. качество изображений существенно ухудшилось. Было предположено, что ухудшение изображения вызвано уширением со временем полосы пропускания фильтра в силу разъёсторовки его элементов и по другим причинам, или разъёсторовкой всего телескопа.

В апреле 1968 г. фильтр был снят с телескопа и поставлен для исследования перед щелью солнечного спектрографа АСП-20. Исследование проводилось как по способу фотографирования солнечного спектра около линии  $H_{\alpha}$ , так и по спектру искусственного источника света. Фильтр при рабочей температуре ставился в параллельный пучок от конденсора, установленного так, что в его фокусе помешалась ленточная лампа накаливания С-6. Лампа питалась от стабилизированного источника ЭПС-132. Режим питания лампы: 6.8 в, 15.75 а. Установка фильтра в автоколлимации производилась по переднему защитному стеклу фильтра.

Точная центрировка полосы пропускания фильтра на линии  $H_{\alpha}$  проверялась отдельно по снимку солнечного спектра, ибо температурный режим фильтра при исследовании мог отличаться от соответствующих условий в телескопе.

Чтобы обнаружить слабые спутники, полоса пропускания фильтра фотографировалась при трех различных экспозициях. Для стандартизации и калибровки снимался спектр центра Солнца и лампы, вблизи  $H_{\alpha}$  с нейтральным светофильтром и со ступенчатым ослабителем (без ИПФ) при тех же экспозициях. Спектры снимались на пластинах ОРВО- $H_{\alpha}$ .

Измерение спектрограмм производилось по методике, аналогичной описанной в [1], [2], [3]. По трем снимкам построены усредненные контуры отдельно для солнечного спектра и искусственного источника. Усредненный контур по солнечному спектру является результатом сложения полосы пропускания фильтра, распределения света в  $H_{\alpha}$  и инструментального контура спектрографа АСП-20. Полуширина инструментального контура спектрографа АСП-20 равна примерно 0.06 ангстрем, что намного меньше полосы пропускания фильтра. Для приведения суммарного контура к контуру  $H_{\alpha}$ , интенсивности точек суммарного контура делились на значения интенсивностей соответствующих точек контура  $H_{\alpha}$ . Полученный таким образом контур мы усреднили со средним контуром по лампе накаливания. Окончательный вид среднего контура полосы пропускания представлен на рис. I.

Пропускание в центре полосы составляет 1%, полуширина полосы 0.52 ангстрема. На расстоянии 0.84 ангстрема от центра полосы в сторону коротких волн фильтр имеет вторичный максимум, высота которого составляет 10% от высоты основного максимума. Второй спутник в эту же сторону на 1.47 ангстр. от центра основной полосы имеет высоту 4%, такую же высоту имеет спутник с длинноволновой стороны на +0.90 ангстр. Эффективная ширина этих трех спутников составляет 10% от общей эффективной ширины полосы пропускания. Побочные максимумы ухудшают контраст видимости деталей, наблюдавшихся только в центре линии  $H_{\alpha}$ , так как смешивают монохроматический фон со светом континуума. Роль побочных максимумов при изучении солнечных вспышек наглядно показана в [4].

Как можно было видеть, полоса пропускания фильтра не была уширена, так как по паспортным данным она составляла 0.5 ангстрема, а побочные максимумы, наверное, существовали с самого начала эксплуатации нашего фильтра; изображения были ухудшены не по этой причине и, возможно, не только по вине фильтра. Поэтому точным механиком нашей обсерватории А.К.Майером была произведена тщательная центрировка и юстировка всех деталей оптики телескопа по методике, аналогичной описанной в [5]. После этого изображение Солнца все-таки не стало настолько хорошим, как оно получалось с начала работы нашего фильтра. За причину мы сочли черное пятно, видимое в пучке света в фильтре около центра, площадью, примерно равной одной пятой части отверстия фильтра, и по всей вероятности представляющее собой замутненную иммерсию. Оно, ко-

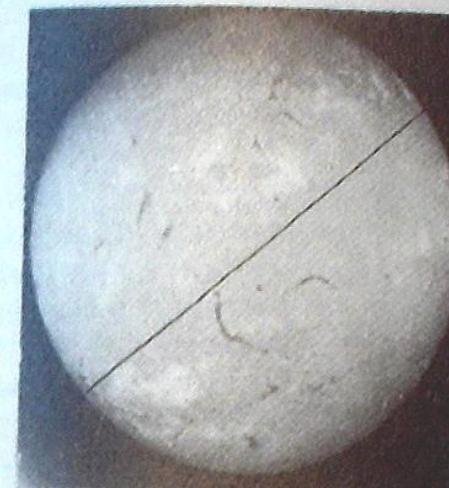


Фото 1



Фото 3

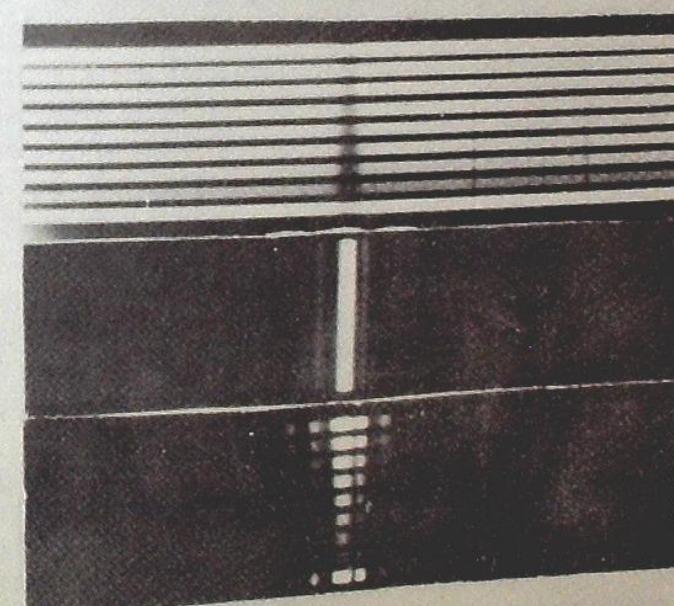


Фото 2

а

б

в

нично, не было заметно на изображении Солнца, но сказывалось в разрешении. Предположение на счет пятна оказалось правильным, как это выяснилось при вскрытии фильтра на заводе, куда он был отправлен для ремонта в июне 1968 г. Кроме замеченного нами пятна в фильтре оказалось множество сгустков замутненной иммерсии меньших размеров, что, естественно, могло возникнуть за II лет непрерывной работы фильтра.

В августе 1968 г. отремонтированный фильтр был снова поставлен на телескоп. По сути дела, это был новый фильтр, так как от старого остались одни только кристаллы; были заменены подогревающее и термостатирующее устройства и даже корпус фильтра. Фильтр давал хорошее изображение, непривычно яркое в окуляре телескопа; видно было, что он пропускает свет в несколько раз больше, чем старый фильтр. Во время съемки пришлось пользоваться нейтральными светофильтрами даже для наименьшей возможной экспозиции. Нам не удалось произвести исследование этого фильтра с самого начала из-за отсутствия переходного кабеля, а фильтр вышел из строя спустя 3 месяца эксплуатации. Нужно отметить, что за все время термостатирующее устройство работало безотказно, рабочую температуру фильтра ( $+39^{\circ}.4$  С) оно держало

точностью  $\pm 0^{\circ}.1$ , во внерабочее время фильтр постоянно находился при температуре  $+25^{\circ}$ С. Несмотря на это, фильтр работал хорошо только в течение 2 месяцев, а затем изображения начали терять контраст и, наконец, хромосфера вовсе исчезла. Как только стало возможным, мы поставили фильтр на горизонтальный солнечный телескоп перед входной щелью спектрографа АСП-20 и увидели, что центральная полоса вовсе не выделяется среди множества сильных и слабых полос, расположенных вокруг  $H_{\alpha}$  на протяжении, примерно, 50 ангстрим. Фильтр вторично был отправлен на ремонт. Причиной неисправности оказался выход из строя некоторых из поляроидов.

В марте 1969 г. вновь отремонтированный фильтр, перед тем, как его поставить в хромосферный телескоп, был исследован по методу, описанному выше.

На фото 2 представлен отпечаток, где: а - спектр Солнца, полученный через нейтральный фильтр НС - 10 ступенчатый ослабитель, б - пропускание фильтра от искусственного источника непрерывного спектра, в - спектр Солнца через фильтр и ступенчатый ослабитель; контраст центрального максимума занижен  $H_{\alpha}$  линией поглощения.

Исследования показали, что пропускание фильтра в центре полосы составляет 1.4%, полуширина полосы пропускания равна 0.49 ангстр. На расстоянии 0.85 ангстр. от центра полосы в сторону длинных волн имеется вторичный максимум, интенсивность которого составляет 11.8% от интенсивности основного максимума. На том же расстоянии в сторону от коротких волн имеется вторичный максимум с интенсивностью 2.8% от основного, а на расстоянии 1.42 ангстр. - вторичный максимум ин-

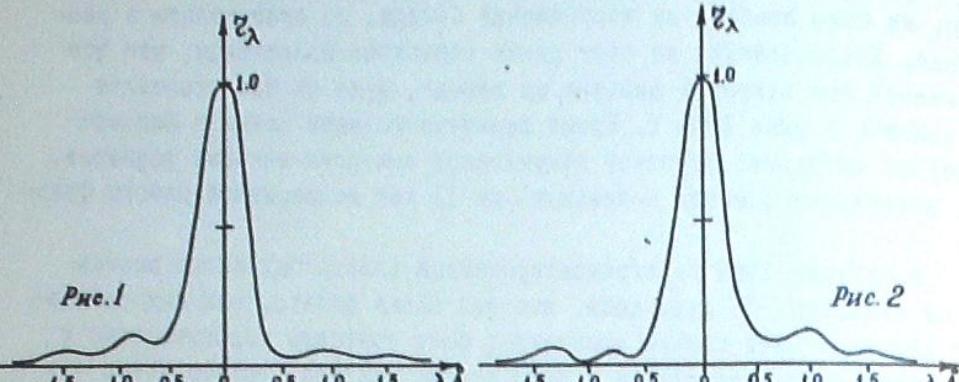


Рис. 1

Рис. 2

тенсивностью 6.2%. На сильно передержанном снимке спектра пропускания фильтра, видно, что вторичные сильные и слабые максимумы чередуются в длинноволновой части, начиная с сильного, а в коротковолновой — начиная со слабого максимума и все они быстро ослабевают с удалением от центра основной полосы. Эффективная ширина этих трех спутников составляет 16% от общей эффективной ширины полосы пропускания фильтра. Кривая пропускания фильтра представлена на рис. 2.

Снимки хромосферы, полученные на хромосферном телескопе через последний фильтр (фото 3, хромосфера 30.8.1969), являются достаточно хорошими, но не столь контрастными, как снимки, получавшиеся в 1958 г.

Март, 1969.

БЮЛЛЕТЕНЬ АБАСТУМАНСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ  
№ 39, 1970  
ПОВЫШЕНИЕ КОНТРАСТА В АСТРОНОМИЧЕСКИХ ТЕЛЕВИЗИОННЫХ СИСТЕМАХ  
В. Ф. АНИСИМОВ  
(БЮЛЛЕТЕНЬ)  
Архивные данные о наблюдениях по длине волны 304 Å показывают об-  
серватории Абастуманской астрономической обсерватории (0.50 Å) изображения.

#### AN INVESTIGATION OF BIREFRINGENT FILTER OF THE ABASTUMANI OBSERVATORY CHROMOSPHERIC TELESCOPE

TS.S.KHETSURIANI

#### Цитированная литература

1. Grootenhuis I.G., Houtgast J. Bull.Astron.Inst.Netherl.1959, 14, N.490, 279-287.
2. Гуртовенко Э.А. Междун. Геофиз. Год. М., 1959, 26-35.
3. Скоморовский В.И. Рез.набл.и иссл.в период МГСС.1967, вып.4, 105-109.
4. Абраменко С.И., Дубов Э.Е., Огирь М.Б., Стешенко Н.Е., Шапошников Е. Цап Т.Т. Изв.Крым.астрофиз.обс. 1960, 23, 341-361.
5. Гуртовенко Э.А. Межд.Геофиз.Год. Киев, 1958, I, 69-77.

#### ВЛИЯНИЕ ГАММА-ХАРАКТЕРИСТИКИ КИНЕСКОПА НА ПРОНИЦАЮЩУЮ СПОСОБНОСТЬ АСТРОНОМИЧЕСКОЙ ТЕЛЕВИЗИОННОЙ СИСТЕМЫ

Е.С.АГАПОВ, В.Ф.АНИСИМОВ, Р.И.КИЛАДЗЕ, С.М.СИНЕНОК и А.Ш.ХАТИСОВ

В телевизионной системе происходит нелинейное усиление света за счет таких элементов как передающая телевизионная трубка, усилитель с нелинейной амплитудной характеристикой(гамма-корректор) и приемная трубка(кинескоп). Коэффициент передачи контраста  $\gamma$  передающей трубы колеблется от 0.3 до 0.9 в зависимости от режима её работы, для гамма-корректора и кинескопа он может принимать значения, превышающие единицу.

Если в художественном телевидении характеристика свет-свет приближается к прямолинейной, для которой  $\gamma$  равна единице, то введение элементов с значением  $\gamma > 1$  в астрономических телевизионных системах играет большую роль при наблюдении слабых звезд, когда повышение контраста пороговых изображений облегчает их регистрацию.

Использование современных фотокатодов с повышенным квантовым выходом ( фотоумножитель, суперортикон ) повышает вероятность обнаружения слабых сигналов, но, тем не менее влияние флуктуаций светоприемника маскирует полезный сигнал. Наличие внутренних шумов в астрономической телевизионной системе не дает возможности безграничного увеличения контраста пороговых изображений. Представляет интерес рассмотреть вопрос о влиянии нелинейности характеристики одного из элементов системы — применой трубы на её проницающую способность.

Характеристики приемной трубы и оптическое изображение участка звездного неба с помощью передающей телевизионной трубы преобразуется в электрические сигналы, которые усиливаются и корректируются в канале, а затем вторично преобразуются в оптическое изображение на экране кинескопа. При таком способе воспроизведения изображения возникают неизбежные искажения в передаче градаций яркости, вызываемые нелинейностью характеристики системы, причем основные искажения возникают процессе преобразования электрического видеосигнала в оптическое изображение.

Электрический сигнал телевизионной системы содержит импульсы напряжений, соответствующие яркостям наблюдаемых звезд, внутренним шумам системы и флуктуациям световых потоков на её входе(рис.1). Как правило, соотношение между амплитудами напряжений  $U_1$  и  $U_2$  и длительностями импульсов  $T_1$  и  $T_2$  соответствует распределению освещенностей в изображениях звезд на входном фотокатоде системы, так как её характеристи-

тика  $\mathcal{U} = f(E_{\text{ах}})$  является линейной в довольно широком диапазоне освещенностей.

При модулировании таким электрическим сигналом электронного луча кинескопа соотношение между амплитудами импульсов нарушается вследствие нелинейности световой характеристики кинескопа (рис.2), которая в первом приближении может быть описана следующим выражением:

$$B = C \cdot \mathcal{U}^{\gamma}$$

где  $B$  - яркость экрана,  $\mathcal{U}$  - амплитуда сигнала и  $\gamma$  - коэффициент передачи контраста.

Как видно из рис.2, подбором рабочей точки на характеристике кинескопа можно регулировать яркость свечения экрана  $B$ , т.е. изменять контраст изображения. В случае наблюдения ярких звезд, когда амплитуда сигнала и отношение сигнал/шум достаточно велики, действительно удается получить изображение с абсолютным контрастом в виде ярких белых точек на черном экране, сдвигая рабочую точку к начальному участку характеристики. Однако, при этом ограничиваются, также как и шумы, слабые звезды, для которых отношение сигнал/шум составляет не более 1-2. Это эквивалентно потере проникающей способности системы.

Сдвиг рабочей точки вправо приводит к увеличению яркости экрана, а следовательно, и к уменьшению контраста изображения. Одновременно происходит резкое увеличение яркости шумов, которые маскируют изображения слабых звезд. В результате также происходит потеря проникающей способности системы.

Таким образом, задача воспроизведения изображений слабых звезд без потери проникающей способности сводится к правильному выбору положения рабочей точки на световой характеристике кинескопа и величины общего усиления телевизионного канала. С этой целью строится  $\gamma$ -характеристика кинескопа, которая является функцией отрицательного смещения  $E$  на модуляторе кинескопа. Величина коэффициента  $\gamma$ , как видно из рис.3, меняется в пределах от 0.5 до 3.5 и при некотором смещении  $E_1$  имеет величину, равную единице. Эта характерная точка кривой. Если рабочая точка будет выбрана таким образом, что  $E_{\text{раб}} < E_1$ , то все электрические сигналы, имеющие амплитуду, меньшую, чем абсолютная разность  $|E_1 - E_{\text{раб}}|$ , будут воспроизводиться с пониженным контрастом. Наоборот, электрические сигналы, амплитуда которых больше, чем  $|E_1 - E_{\text{раб}}|$ , будут воспроизводиться с большим контрастом.

Для того, чтобы воспроизвести слабые звезды с максимально возможным контрастом и сохранить отношение сигнал/шум на экране кинескопа, или по крайней мере незначительно его ухудшить, рабочую точку на световой характеристике следует выбирать таким образом, чтобы она была сдвинута левее точки  $E_1$  на величину  $\mathcal{U}_w$ , тогда  $|E_{\text{раб}}| = |E_1 + \mathcal{U}_w|$ .

В этом случае шумы будут воспроизводиться с меньшим контрастом, чем изображения звезд.

Результаты практических наблюдений. Практические наблюдения проводились в сентябре 1964 г. в Абастуманской астрофизической обсерватории. Передающая камера была установлена в 10-ти метровом фокусе Кассегрена 70-см менискового телескопа. Световое изображение звездного поля, проектируемое на фотокатод передающей телевизионной трубки ЛИ-211 (1) преобразовывалось в электрический видеосигнал (рис.4), который после усиления в канале (2) поступал на вход кинескопа 18 ЛК 12 Б (3). Пилообразные токи вертикальной и горизонтальной разверток приемной и передающей трубок вырабатывались генераторами (4,5), управляемыми импульсами синхрогенератора (6).

Стандарт разложения телевизионной системы составлял 1000 строк при частоте смены полей 25 Гц и полосе пропускания видеоканала 10 мГц. На входе системы применялся усилитель света. Регистрация изображения звездного поля с экрана видеоконтрольного устройства осуществлялась фотоаппаратом "Зенит-С" на фотопленку типа А-2 чувствительностью 250 ед. ГОСТ. Величина отрицательного смещения, подаваемого на модулятор кинескопа, контролировалась вольтметром, включенным между модулятором и катодом трубы.

В процессе наблюдений фотографировалось скопление М3 с экспозициями 1,4,15 и 60 сек. В связи с тем, что оценить качество изображения непосредственно в фокальной плоскости телескопа не представлялось возможным, диаметр изображений пороговых звезд определялся по фотонегативу и составил 3".

Фотографирование изображения скопления производилось при двух разных коэффициентах усиления телевизионного канала и переменной величине смещения на модуляторе кинескопа. Полученные фотонегативы отдавались с известными фотометризованными звездами скопления по шкале фотовизуальных звездных величин, наиболее близко характеризующей спектральную чувствительность сурьмяно-цециевого фотокатода. Результаты измерений приведены в табл. I и на графиках рис.5.

Графики зависимости проникающей способности от смещения на модуляторе трубы показывают, что при постоянном усилении канала  $K_1$  (кривая 1) проникающая способность изменяется от 13.5 до 18.0 зв. величины. С увеличением коэффициента усиления канала  $K_2 > K_1$  (кривая 2) проникающая способность увеличивается до 18.5, но возрастает и амплитуда флюктуационных помех. Это требует увеличения отрицательного смещения, чтобы область амплитуд видеосигнала, занимаемая флюктуациями, переместилась на участок, имеющий коэффициент передачи контраста меньше единицы.

Правые части кривых 1 и 2 (рис.5) являются нерабочими, они характеризуют падение проникающей способности системы из-за влияния флюктуаций, попадающих на рабочий участок характеристики трубы, где

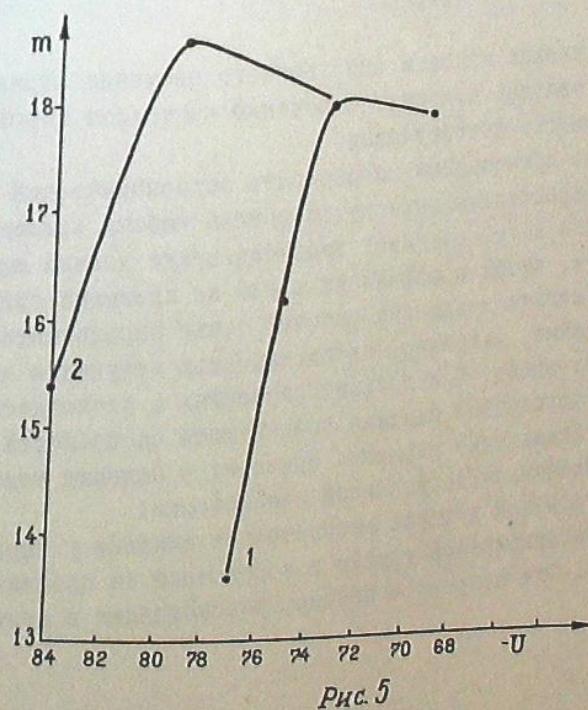
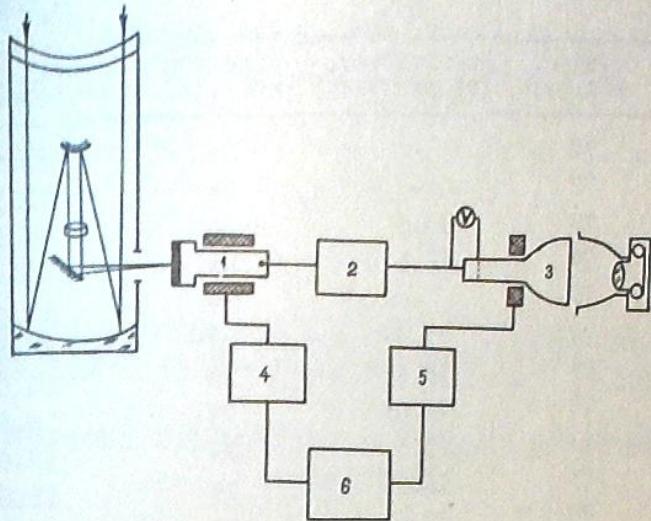
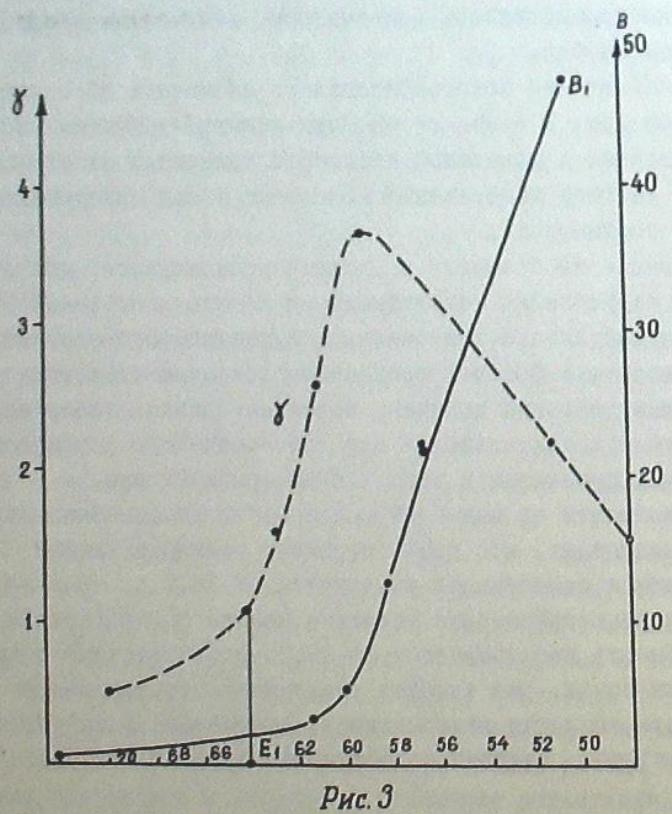
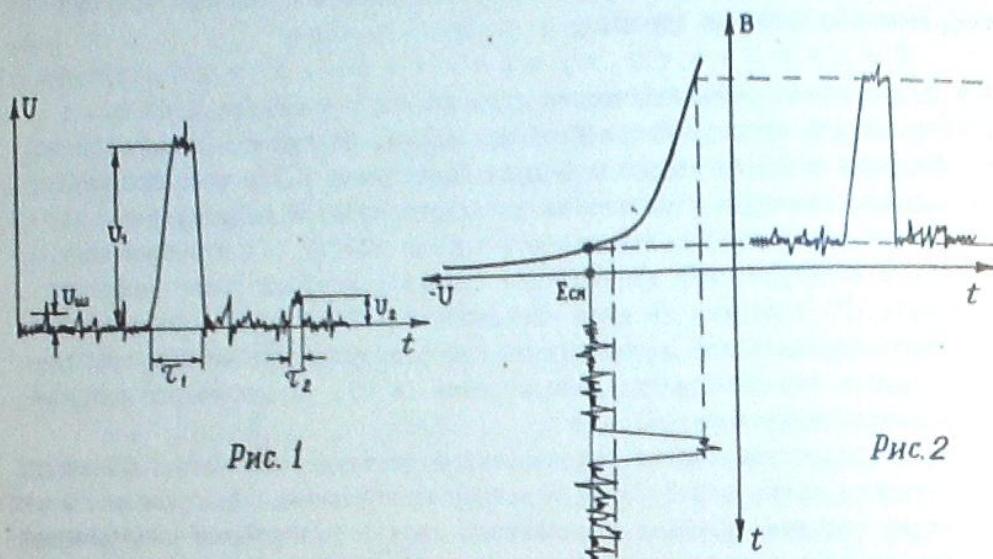


Таблица I

Величина коэффициента усиления	$K_1$		$K_2 > K_1$	
	Время экспоз. (сек.)	Отрицат. смеш.(в)	Прониц.способ. (зв.величина)	Отрицат. смеш.(в)
I	77	-	84	13.5
4	77	-	84	13.5
15	77	13.5	84	13.5
60	77	13.5	84	13.5
I	75	-	79	15.3
4	75	13.5	79	17.8
15	75	15.3	79	18.0
60	75	16.03	79	18.5
I	73	15.3	75	17.8
4	73	16.03	75	18.0
15	73	17.6	75	18.0
60	73	18.0	75	18.0
I	69	16.03		
4	69	17.4		
15	69	17.8		
60	69	17.8		

$\Gamma > 1$  и имеется увеличение яркости собственного свечения экрана кинескопа. Указанное явление приводит к падению контраста пороговых изображений и пересветке фотоэмulsionии.

Таким образом, проникающая способность астрономической телевизионной системы существенно зависит от режима работы приемной трубы. Рабочая точка на её световой характеристике должна выбираться таким образом, чтобы коэффициент в ней не превышал единицы.

Оптимальные условия положения рабочей точки определяются также поставленной задачей, например, необходимостью получения абсолютного контраста ярких звезд. При больших смещениях и постоянном коэффициенте усиления наблюдается падение проникающей способности и увеличение контраста. Уменьшение смещения приводит к падению контраста с одновременным увеличением проникающей способности.

Представляет большой интерес рассмотрение влияния  $\gamma$  характеристики передающей телевизионной трубы и корректора на проникающую способность системы. Эти вопросы – предмет рассмотрения в другой работе [1].

Ноябрь, 1964.

УДК 537.51:537.2-537.51:537.552.2  
УДК 537.51:537.2-537.51:537.552.2

Е.С.АГАПОВ, В.Ф.АНИСИМОВ, Р.И.КИЛАДЗЕ, С.М.СИНЕНОК и  
А.Ш.ХАТИСОВ

THE INFLUENCE OF THE  $\gamma$ -CHARACTERISTICS OF THE KINESCOPE ON THE  
PENETRATING ABILITY OF AN ASTRONOMICAL TELEVISION UNIT

E.S.AGAPOV, V.F.ANISIMOV, R.I.KILADZE, S.M.SINENOK and  
A.SH.KHATISOV

Цитированная литература

- I. Агалов Е.С., Анисимов В.Ф., Киладзе Р.И., Синенок С.М. и Хатисов А.Ш. Пороговая чувствительность астрономической телевизионной системы. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1966. 34, 127.

СОДЕРЖАНИЕ - CONTENTS

7. Л.М.Фишкина. Сплошной спектр свечения ночного неба в видимой области ..... II7  
 Р. გ ი ბ ჰ ვ ა რ ი ს უ მ ი კ ვ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I44  
 L.M.Fishkova. The continuous airglow spectrum in visual region (Summary) ..... I45  
 8. Т.Г.Мегрелишили. Водородная линия  $H_{\alpha}$  в спектре свечения сумеречного неба ..... I51  
 ს. ბ ი ბ ე რ ი ძ ი რ ი ს. წ ე რ ი ბ ა რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 ა დ ე ფ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I57  
 T.G.Megrelishvili. H<sub>α</sub> hydrogen line in the twilight glow of the sky (Summary) ..... I58  
 9. Д.Ф.Харчилава и В.М.Искандарова. Результаты измерений общего содержания озона в Грузии в 1957-1966 гг... I59  
 ხ. ხ ა რ ჩ ი ლ ა ვ ა რ ი ს. ი ს ვ ა ბ რ ი თ ვ ა ს ა კ ა რ ე ლ ი მ  
 1957-1966 წ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I63  
 D.F.Kharchilava and V.M.Iskandarova. The results of measurements of the ozone total amount in Georgia in 1957-1966 (Summary) ..... I64  
 10. В.М.Искандарова. Измерения содержания озона над Абастумани при солнечном затмении 20 мая 1966 года ..... I65  
 3. ი ს ვ ა ბ რ ი თ ვ ა. ი მ ი ს ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 1966 წ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I66  
 V.M.Iskandarova. The measurement of ozon content in Abastumani made during the solar eclipse of May 20, 1966 (Summary) ..... I66  
 II. О.Р.Болквадзе. К характеристике качества изображений звезд в Абастумани, на горе Канобили (результаты визуальных наблюдений за качеством изображения дифракционной картины звезд в 1958-1967 гг) ..... I67  
 ი. ბ ი რ ი ვ ა ბ ი რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს, მ ა ს ა ბ ი რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 ს ა ხ ი ლ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (კ ა ნ ს კ ვ ა ვ ა ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 მ ა ნ შ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 1958-1967 წ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I76  
 O.R.Bolkvadze. On the seeing on mt.Kanobili,Abastumani (the results of visual measurements of stellar diffraction images in 1958-1967) ..... I76  
 12. Н.Г.Когошвили, Г.Н.Салуквадзе, А.Ш.Хатисов и С.М.Чантuria. Астрометрическое исследование двухкамерного астрографа Абастуманской астрофизической обсерватории ..... I77

6. ჯ ო რ ბ ა ვ ი ს, ი ს ვ ა ბ რ ი თ ვ ა ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 ს. ჭ ა ბ ე უ მ ი ს. ა ბ ა ს ტ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 მ ა ნ შ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I86  
 N.G.Kogoshevili, G.N.Salukvadze, A.Sh.Khatisov and S.M.Chanturia. Astrometric investigation of the two-camera astrograph of the Abastumani astrophysical observatory (Summary) ..... I86  
 13. В.Н.Синческул. Исследование фотометрической ошибки по-ля анаберрационной камеры Шмидта Абастуманской астрофизической обсерватории ..... I86  
 3. ს ი ბ ვ ი ს ვ ა რ ი ს. ა ბ ა ს ტ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 მ მ ი რ ე ს ტ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I87  
 V.N.Sincheskul. An investigation of the field error of the Abastumani astrophysical observatory Schmidt coma-free camera (Summary) ..... I87  
 14. Ц.С.Хечурiani. Исследование интерференционно-поляризационного фильтра хромосферного телескопа Абастуманской обсерватории ..... I92  
 6. ხ ა რ ი ბ ი ს. ა ბ ა ს ტ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 მ თ ს ფ ე რ უ მ ა ნ შ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I93  
 Ts.S.Khetshuriani. An investigation of birefringent filter of the Abastumani observatory chromospheric telescope ..I96  
 5. Е.С.Агапов, В.Ф.Анисимов, Р.И.Киладзе, С.М.Синченок и А.Ш.Хатисов. Влияние гамма-характеристики кинескопа на проникающую способность астрономической телевизионной системы ..... I97  
 ი. ბ ი რ ი ვ ა ბ ი რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს, რ . ჟ ი რ ი ა დ ე, ს . ს ი ბ ე -  
 ბ ი ზ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს. კ ი ნ ე ს კ ა ლ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 კ ი ნ ე ს კ ა ლ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (კ ა ნ ს კ ვ ა ვ ა ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს  
 1958-1967 წ ე რ ი ს ტ ე რ ი ს ხ ი ლ ი რ უ მ ა ნ შ ი ს (ჩ ე ბ ი უ მ ე) ..... I97  
 E.S.Agapov, V.F.Anisimov, R.I.Kiladze, S.M.Sinchenok and A.Sh.Khatisov. The influence of the  $\gamma$ -characteristics of the kinescope on the penetrating ability of an astronomical television unit ..... I97

Бюллетень Абастуманской астрофизической обсерватории, № 39

დაბეჭდის საქართველოს სსრ მეცნიერებათა ეკიდემიის  
სარედაქტო-საგამომცემლო საბჭოს დადგენილებით

ქ/მგ რედაქტორი ე. ხ ა რ ა ძ ე  
გამომცემლობის რედაქტორი დ. ბ ა ქ რ ა ძ ე  
რიპრეზაქტორი ნ. ბ ო კ ე რ ი ძ ე

გადაიცა წარმოების 25.5.70; ხელმოწერილია დასაბეჭდად 27.5.70;  
ქაღალდის ზომა  $70 \times 1081/16$ ; ნომერი თაბაზი 19.07; სამრჩილეო-საგამომცემლო  
თაბაზი 16.06; უ 0 01340; ტირაჟი 700; შეკვეთა № 1665,

ფასი 1 გრ. 28 კაპ.

---

გამომცემლობა „მეცნიერება“, თბილისი, 60, კოტუზოვის ქ., 15  
Издательство «Мечниреба», Тбилиси, 60, ул. Кутузова, 15

Копировально-множительный отдел ВВЦ ЦСУ ГССР, Тбилиси, Пекина 4

936.1 36.28 JAS.

342/21