

In(a) — переменные в экстремально молодых группировках звезд

В. И. Кардополов

Получен пятилетний ряд фотоэлектрических наблюдений в системе UBV семи орионовых переменных спектральных классов O7 — B9 — типичных представителей класса In(a), связанных с экстремально молодыми звездными группировками. Данные других авторов, определявших UBV — величины переменных, позволили проследить блеск исследованных звезд в интервале до 18 лет. Результаты фотоэлектрических измерений свидетельствуют о постоянстве блеска In(a) — переменных в пределах ошибок наблюдений. Фотоэлектрические наблюдения звезд, связанных с туманностями, обременены дополнительными ошибками. Проведен анализ этих ошибок. При фотографических и визуальных наблюдениях подобных объектов основным источником "ложной переменности" является неправильный учет влияния туманностей.

В результате спектральных наблюдений в диапазоне λ 3120–7000 Å у большинства исследованных звезд в ультрафиолетовой и ближней инфракрасной области спектра обнаружена избыточная интенсивность до $0^m.3$ – $0^m.4$ по сравнению с O, B — звездами главной последовательности, покрасневшими по нормальному закону. Рассматривается предположение, что аномалии в спектрах обусловлены эффектами переизлучения в "микротуманностях" (оболочках), окружающих In(a) — переменные.

In(a) — Variable Stars in Extremely Young Clusters

By V. I. Kardapolov

Five-years series of photoelectric UBV observations of seven Orion variable stars of spectral classes O7–B9 — typical representatives of In(a) stars in extremely young clusters — were obtained. Photoelectric UBV measurements by some other authors allowed to discuss the light curves of the examined stars for the interval up to 18 years. The photoelectric data show the brightness constancy of the In(a) variable stars within the observational errors. The photoelectric observations of stars within the nebulae are influenced by additional errors. The analysis of these errors was realized. The main reason of the "false variability" in the photographic and visual observations of these objects is an incorrect registration of the influence of nebulae.

On the basis of the spectral observations within the spectral region λ 3120–7000 Å, an excessive intensity of about $0^m.3$ – $0^m.4$ was discovered in the ultraviolet and the near infrared regions for the majority of investi-

gated stars, as compared with the main sequence O, B-stars reddening according to the normal extinction law. The supposition that the spectral anomalies are caused by the reradiation in "micronebulae" (shells), in which the In (a) variable stars are located is discussed.

К группе In (a)-переменных (неправильных переменных ранних спектральных классов) относятся довольно разнородные объекты. Часть их является хорошо известными Be-звездами, одиночными или входящими в рассеянные скопления разного возраста [1]. In (a) другой группы не содержат спектральных признаков Be и, как правило, не входят в звездные группировки. Исследование таких объектов представляет самостоятельный интерес.

Наибольший интерес для ранних стадий звездной эволюции представляет третья группа объектов — In (a)-переменные, входящие в состав экстремально молодых звездных скоплений или генетически связанные с ними. Большое число представителей этой группы звезд входит в состав хорошо исследованного скопления туманности Ориона (ассоциации Ori T2).

In (a) — переменные спектральных классов, более поздних чем A0 (T Ori — A3e, V 380 Ori — Aep, KS Ori — Aea, BF Ori — A 5e I — II и др.), как правило, содержат сильные эмиссионные линии водорода и металлов, что позволяет рассматривать их переменность (нестационарность), как результат процессов, происходящих в протяженных оболочках (конвективных зонах, субхромосферах), аналогичных процессам у звезд типа T Tau. In (a) — переменные со спектрами, более ранними чем A0 (NU Ori — B1.5V, LP Ori — B2 Vp, KX Ori — B3V, V 359 Ori — B3Vp, V 361 Ori — B5V, V 372 Ori — B9), не имеют особенностей в спектрах, которые можно было бы связать с механизмом переменности. Их спектры относятся, как правило, к пятому классу светимости, а незначительная peculiarity в спектрах (слабая эмиссия в линиях водорода и других ионизованных газов) вероятнее всего вызвана туманностями, окружающими эти звезды. Аналогичными объектами являются: хорошо известная переменная S Mon (O7sk), входящая в очень молодое скопление NGC 2264 (ассоциация Mon T1), и связываемая генетически по кинематическим признакам с туманностью Ориона переменная AE Aur (B0V).

Переменность In (a) — звезд или, как их еще называют, орионовых переменных спектральных классов O7–B9 установлена исключительно по фотографическим и визуальным наблюдениям. Пределы изменений блеска, данные в ОКПЗ и в работах разных авторов, не превышают $1^m.0$ – $1^m.5$. Кривые блеска, построенные по этим весьма многочисленным материалам, не поддаются количественному анализу частью из-за крайней иррегулярности предполагаемого процесса переменности, но в основном вследствие сравнимых с амплитудами переменности ошибок наблюдений. Многие авторы отмечают постоянство блеска этих звезд на длительном интервале, либо высказывают сомнение в реальности за-

фиксированных ими колебаний. Другие, наблюдавшие иногда одновременно с первыми, обнаруживают быстрые изменения блеска (до 1^m0 за 0^d06), напоминающие, по их мнению, вспышки.

Известный разноречивостью существует и в классификации этих объектов при исследовании экстремально молодых звездных скоплений и звезд типа Т Тау. П. Н. Колопов [2, 3], предлагая эволюционную классификацию переменных в экстремально молодых группировках, включает орионовы О—А звезды, как одну из ранних стадий О, В-звезд. В. С. Шевченко [4], исследуя статистически эволюционную последовательность звезд разных масс в экстремально молодых комплексах, рассматривает их как заключительную стадию перед вступлением звезды на главную последовательность. В другой работе [1] тот же автор, анализируя орионовы О—В звезды по динамическим характеристикам (вращение), отмечает возможность эволюционного положения этих звезд как стадии, предшествующей О_с—В_с.

Дж. Хербиг [5] вообще исключает In (a)-переменные со спектрами, более ранними чем А0, из классификации звезд типа Т Тау и родственных им объектов. Вместе с тем в некоторых работах [6] он обосновывает возможность существования объектов, аналогичных Т Тау, среди массивных звезд. А. Джой [7] из быстрых неправильных переменных подвергает анализу лишь звезды спектральных классов, более поздних чем В8 (отмечая только TY СтА—В9), с небольшим числом ярких линий. По существу он также не рассматривает интересующую нас группу объектов. Другие классификации предлагают В. Венцель [8] и К. Хофмейстер [9].

Как указывалось выше, спектральные наблюдения, предпринятые в последнее время [1, 10—12], не осветили причин предполагаемой переменности орионовых О, В-звезд. В то же время вопрос об эволюционном месте этих переменных, равно как и поиски соответствующих объектов, представляющих собой начальную стадию эволюции самых массивных звезд, является крайне важным для звездной эволюции.

С 1964 г. автором совместно с Шевченко поставлены фотоэлектрические наблюдения в системе UVV группы орионовых переменных спектральных классов О—В9 и продолжены спектральные наблюдения этих звезд, начатые в 1963 г. [1]. В таблице 1 приведен список исследованных нами звезд, которые по ряду признаков можно считать типичными представителями класса In (a)-переменных, связанных с экстремально молодыми звездными комплексами.

Т а б л и ц а 1

Звезда	Sp	Пределы в ОКПЗ	Ассоциация (скопление)
KX Ori	B3	$7^m.1 - 8^m.1$ p	Ori T2 (NGC 1977)
LP Ori	B1.5Vp	$8 .4 - 9 .3$ p	Ori T2 (NGC 1976)
NU Ori	B0.5V	$6 .5 - 7 .3$ v	Ori T2 (NGC 1976)

Таблица 1
(продолжение)

Звезда	Sp	Пределы в ОКПЗ	Ассоциация (скопление)
V359 Ori	B2Vp	$6^m.9 - 8^m.1p$	Ori T2 (NGC 1977)
V361 Ori	B5V	$8.2 - 9.6p$	Ori T2 (NGC 1976)
V372 Ori	B9-A0	$7.9 - 8.6p$	Ori T2 (NGC 1976)
S Mon	O7	$4.2 - 4.6p$	Mon T1 (NGC 2264)
AE Aur	B0V	$5.4 - 6.1v$	одиночная ¹⁾

¹⁾ возможна генетическая связь с Ori T2.

1. Фотоэлектрические наблюдения. Программа наблюдений составлена в расчете на выявление и исследование медленных колебаний блеска с характерным временем от нескольких недель до нескольких лет. Физические процессы, вызывающие переменность блеска массивных звезд других типов (в частности Oe—Be), развиваются в течение близких к выбранным нами интервалов времени. Быстрые изменения блеска с характерным временем меньше суток представляются менее вероятными; процессы с малыми характерными временами требуют более мощной энергетики, а это в первую очередь скажется на спектральных линиях. Предварительные сведения о спектрах, имеющиеся в то время, исключали такую возможность.

Наблюдения в сезоны 1964 г. и 1964–1965 гг. проведены с телескопом АЗТ–7 в эквивалентном фокусе 10 м. В качестве приемника в электрофотометре использован умножитель ФЭУ–64. Для получения системы UVV применялись фильтры УФС–3, СЗС–12, ЖС–18. Система U на АЗТ–7 требует незначительной редукции к международной системе, но для звезд с показателем цвета $U-B < +0^m.13$ коэффициент редукции уже лежит в пределах ошибок. Поэтому редукция не производилась. При всех наблюдениях с АЗТ–7 применялась 12" диафрагма.

В сезон 1968–1969 гг. фотоэлектрические наблюдения производились на телескопе АЗТ–14 Высокогорной экспедиции ГАИШ в главном фокусе телескопа (7 м). Для наблюдений использован электрофотометр ГАИШ с сурьяно-цезиевым умножителем фирмы ЕМІ. Система UVV этого электрофотометра очень близка к международной и практически не требует редукции. Во время наблюдений на АЗТ–14 применялась 10" диафрагма. Во всех случаях регистрирующим устройством служил потенциометр ЭПП–09 М2.

Учет атмосферной экстинкции производился в каждый срок; звезды-стандарты HD 37150 и HD 37115 для переменных в Орионе были использованы также для определения фактора ослабления по методу Бугера. Отсчеты фона во всех случаях записывались на одинаковом угловом расстоянии по α от переменных и звезд-стандартов и на той же координате δ . В специальных случаях, предусмотренных программой,

производился дополнительный учет фона на разных расстояниях по α от переменных и звезд-стандартов и фотоэлектрические разрезы по α переменных NU Ori, V361 Ori и S Mon: на АЗТ-7 разрегулировкой часового механизма, на АЗТ-14 — микрометренным мотором по α .

Окончательные значения V, B-V и U-B, полученные в результате наблюдений, представлены в табл. 2. Для AE Aur получено пять измерений в U, B и V. Но в результате ошибки, возникшей при отождествлении второй звезды-стандарта, определенных выводов относительно переменности или постоянства ее блеска автор сделать не смог. В конце табл. 2 приведены V, B-V, U-B для AE Aur, усредненные по двум эпохам.

Таблица 2

J.D. 24...	V	B-V	U-B	J.D. 24...	V	B-V	U-B
1	2	3	4	1	2	3	4

KX Ori

38705.318	7 ^m 32	-0 ^m 07	-0 ^m 60	40229.347	7 ^m 33	-0 ^m 10	-0 ^m 61
9112.215	7.33	-0.08	—	.396	7.36	-0.09	-0.65
9177.173	7.34	-0.12	-0.58	0247.168	7.34	-0.07	-0.59
9201.157	7.34	-0.09	-0.59	.180	7.31	-0.09	-0.57
40220.360	7.36	-0.11	-0.63	0269.230	7.34	-0.10	-0.61
0229.213	7.34	-0.08	-0.62	.316	7.34	-0.07	-0.64
.237	7.35	-0.09	-0.63	0289.169	7.34	-0.11	-0.63

LP Ori

38705.341	8 ^m 46	+0 ^m 14	-0 ^m 54	40220.358	8 ^m 42	+0 ^m 12	-0 ^m 59
9089.301	8.45	+0.11	—	0229.243	8.44	+0.13	-0.64
9112.230	8.44	+0.12	—	.356	8.44	+0.13	-0.60
9177.184	8.43	+0.10	-0.57	0247.186	8.44	+0.12	-0.63
9201.164	8.46	+0.15	-0.60	.194	8.44	+0.12	-0.60
40216.244	8.41	+0.11	-0.60	0269.246	8.43	+0.11	-0.58
				.323	8.41	+0.13	-0.62

NU Ori

38705.310	6 ^m 86	+0 ^m 26	-0 ^m 63	40229.380	6 ^m 85	+0 ^m 27	-0 ^m 63
9089.295	6.84	+0.27	—	.402	6.85	+0.30	-0.66
9112.206	6.84	+0.27	—	0247.172	6.83	+0.30	-0.64
9177.162	6.85	+0.28	-0.70	.205	6.85	+0.28	-0.71
9201.149	6.84	+0.27	-0.67	0263.185	6.85	+0.27	-0.69
40216.250	6.85	+0.24	-0.70	0269.238	6.86	+0.29	-0.62
.254	6.85	+0.25	-0.73	.290	6.85	+0.26	-0.72
0220.352	6.84	+0.25	-0.75	.310	6.85	+0.24	-0.70
.364	6.84	+0.26	-0.74	0289.173	6.84	+0.26	-0.67
0229.217	6.85	+0.26	-0.67	.202	6.85	+0.26	-0.66
.240	6.84	+0.27	-0.64				

Т а б л и ц а 2
(продолжение)

J.D. 24...	V	B-V	U-B	J.D. 24...	V	B-V	U-B
1	2	3	4	1	2	3	4
V359 Ori							
38705.326	7 ^m 33	-0 ^m 16	-0 ^m 78	40247.164	7 ^m 31	-0 ^m 16	-0 ^m 69
9112.223	7.36	-0.18	-	.176	7.30	-0.14	-0.76
9177.180	7.34	-0.17	-0.77	0263.170	7.34	-0.15	-0.75
9201.170	7.31	-0.16	-0.73	0269.234	7.33	-0.17	-0.69
40220.369	7.30	-0.16	-0.76	.282	7.33	-0.17	-0.78
0229.344	7.33	-0.17	-0.78	.306	7.33	-0.16	-0.74
.352	7.35	-0.18	-0.82				
V361 Ori							
38705.330	8 ^m 16	+0 ^m 01	-0 ^m 53	40229.361	8 ^m 20	+0 ^m 03	-0 ^m 50
9089.307	8.20	+0.03	-	0247.189	8.19	+0.06	-0.46
9112.235	8.18	+0.04	-	.197	8.20	+0.04	-0.44
9201.189	8.22	+0.03	-0.39	0269.248	8.21	+0.06	-0.49
40216.246	8.22	0.00	-0.40	.326	8.21	+0.06	-0.49
0220.373	8.21	+0.01	-0.49	0289.205	8.19	0.00	-0.40
0229.276	8.20	+0.04	-0.48				
V372 Ori							
38705.344	8 ^m 05	+0 ^m 12	-0 ^m 01	40229.250	7 ^m 99	+0 ^m 15	+0 ^m 04
9089.310	7.97	+0.15	-	.365	8.00	+0.13	+0.03
.391	7.97	+0.16	-	.383	8.01	+0.16	+0.02
9112.239	7.98	+0.16	-	0247.208	7.96	+0.13	+0.06
9177.189	8.00	+0.14	+0.02	0263.178	7.98	+0.15	+0.07
9201.144	7.96	+0.15	+0.05	0269.250	7.96	+0.17	+0.04
40229.223	7.98	+0.13	0.00	.331	7.97	+0.14	+0.02
S Mon							
38705.367	4 ^m 63	-0 ^m 24	-1 ^m 08	40229.225	4 ^m 62	-0 ^m 23	-1 ^m 02
9177.201	4.64	-0.26	-1.03	.271	4.63	-0.23	-1.00
.221	4.64	-0.26	-1.05	.372	4.63	-0.25	-1.00
9201.196	4.65	-0.25	-1.07	0269.253	4.64	-0.26	-1.07
40220.375	4.62	-0.22	-1.10	0289.176	4.64	-0.25	-1.08
AE Aur							
2438700	5 ^m 78	-0 ^m 22	-1 ^m 04	2440290	5 ^m 82	-0 ^m 19	-0 ^m 97

Фотоэлектрические значения величин V, B и в ряде случаев U исследованных нами звезд были определены в работах Шарплеса [13, 14], Джонсона [15], Ли [16], Джонсона и Моргана [17], Уо-

кера [18], Кузинса и Стоя [19], Хаггвиста и Ойа [20] и Ириарте и др. [21]. Эти работы ставились с целью исследования поглощения и Г-Р диаграмм соответствующих скоплений. Поэтому для звезд указаны лишь средние значения величин U , B , V и не приведены индивидуальные измерения и эпохи. Тем не менее, используя данные этих работ, можно проследить поведение интересующих нас звезд в интервале до 18 лет. В табл. 3 приведены значения V , $B-V$, $U-B$, усредненные по эпохам. В таблицу включены наблюдения авторов [13-22]. Знак вопроса после юлианского дня означает, что время наблюдений автором не указано и дано приближенно. В 6, 7 и 8 столбцах таблицы даны максимальные отклонения в U , B и V по сезонам, в 9 и 10 — число индивидуальных (средних) значений блеска и ссылка на литературный источник соответственно.

Таблица 3

Звезда	J.D. 24...	V	$B-V$	$U-B$	A_V	A_B	A_U	N	Источн.
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
NU Ori	33900?	6 ^m 86	+0 ^m 29	—	—	—	—	1	[13]
	5500?	6 .81	+0 .26	-0 .67	—	—	—	2	[15]
	7600?	6 .86	+0 .29	-0 .64	—	—	—	1	[14]
	8400	—	—	-0 .69	—	—	0 ^m 16	159	[22]
	9700	6 .86	+0 .26	-0 .63	—	—	—	1	
	9100	6 .84	+0 .27	—	9 ^m 00	9 ^m 00	—	2	
	9200	6 .84	+0 .27	-0 .63	0 .01	0 .02	0 .02	2	
	9400?	6 .89	+0 .27	-0 .66	—	—	—	3	[16]
	40200	6 .85	+0 .27	-0 .68	0 .02	0 .04	0 .13	10	
	0300	6 .85	+0 .26	-0 .63	0 .02	0 .06	0 .14	6	
	6400	6 .841	+0 .271	-0 .659	0 .06	0 .06	0 .16		
KX Ori	33900?	7 ^m 36	-0 ^m 07	—	—	—	—	1	[13]
	7600?	7 .36	-0 .07	-0 .62	—	—	—	1	[14]
	8700	7 .32	-0 .07	-0 .60	—	—	—	1	
	9100	7 .33	-0 .08	—	—	—	—	1	
	9200	7 .34	-0 .10	-0 .58	0 ^m 00	0 ^m 03	0 ^m 01	2	
	9400?	7 .32	-0 .10	-0 .62	—	—	—	3	[16]
	40200	7 .34	-0 .09	-0 .62	0 .05	0 .05	0 .07	7	
	0300	7 .33	-0 .09	-0 .63	0 .01	0 .04	0 .03	3	
	6400	7 .337	-0 .084	-0 .622	0 .05	0 .05	0 .08		
LP Ori	33900?	8 ^m 45	+0 ^m 12	—	—	—	—	1	[13]
	5500?	8 .46	+0 .13	-0 .57	—	—	—	3	[15]
	7600?	8 .46	+0 .10	-0 .62	—	—	—	3	[14]
	8700	8 .46	+0 .14	-0 .54	—	—	—	1	
	9100	8 .44	+0 .12	—	0 ^m 01	0 ^m 01	—	2	
	9200	8 .44	+0 .13	-0 .58	0 .03	0 .08	0 ^m 03	3	

Таблица 3
(продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
LP Ori	39400?	8 ^m .43	+0 ^m .10	-0 ^m .62	—	—	—	4	[16]
	40200	8 .43	+0 .12	-0 .61	0 ^m .03	0 ^m .05	0 ^m .04	6	
	0300	8 .42	+0 .12	-0 .60	0 .02	0 .00	0 .04	2	
	6400	8 .442	+0 .120	-0 .592	0 .05	0 .08	0 .14		
V359 Ori	33900?	7 ^m .34	-0 ^m .16	—	—	—	—	1	[13]
	7600?	7 .34	-0 .16	-0 ^m .74	—	—	—	2	[14]
	8700	7 .33	-0 .16	-0 .78	—	—	—	1	
	9100	7 .36	-0 .18	—	—	—	—	1	
	9200	7 .32	-0 .16	-0 .75	0 ^m .03	0 ^m .02	0 ^m .02	2	
	9400?	7 .32	-0 .15	-0 .78	—	—	—	3	[16]
	40200	7 .32	-0 .16	-0 .76	0 .05	0 .03	0 .05	5	
	0300	7 .33	-0 .16	-0 .74	0 .01	0 .03	0 .09	4	
	6400	7 .332	-0 .161	-0 .758	0 .04	0 .05	0 .12		
V361 Ori	33900?	8 ^m .24	+0 ^m .05	—	—	—	—	1	[13]
	5500?	8 .21	+0 .04	-0 ^m .48	—	—	—	2	[15]
	7600?	8 .24	+0 .05	-0 .47	—	—	—	1	[14]
	8700	8 .16	+0 .01	-0 .53	—	—	—	1	
	9100	8 .19	+0 .04	—	0 ^m .02	0 ^m .01	—	2	
	9200	8 .22	+0 .03	-0 .39	—	—	—	1	
	9400?	8 .17	+0 .04	-0 .49	—	—	—	5	[16]
	40200	8 .20	+0 .03	-0 .46	0 .03	0 .03	0 ^m .09	6	
	0300	8 .20	+0 .04	-0 .46	0 .02	0 .08	0 .01	3	
	6400	8 .203	+0 .037	-0 .469	0 .08	0 .10	0 .21		
V372 Ori	33900?	7 ^m .96	+0 ^m .16	—	—	—	—	1	[13]
	5500?	8 .13	+0 .16	+0 .03	—	—	—	2	[15]
	7600?	7 .96	+0 .16	+0 .03	—	—	—	2	[14]
	8700	8 .05	+0 .12	-0 .01	—	—	—	1	
	9100	7 .97	+0 .16	—	0 ^m .01	0 ^m .02	—	3	
	9200	7 .98	+0 .14	+0 .04	0 .04	0 .05	0 .08	2	
	9400?	7 .94	+0 .13	+0 .04	—	—	—	3	[16]
	40200	7 .99	+0 .14	+0 .03	0 .05	0 .04	0 .08	5	
	0300	7 .97	+0 .15	+0 .04	0 .02	0 .04	0 .06	3	
	6400	7 .978	+0 .147	+0 .033	0 .11	0 .09	0 .10		
S Mon	35100?	4 ^m .65	-0 ^m .25	-1 ^m .06	—	—	—	3	[17]
	5400?	4 .62	-0 .24	-1 .08	—	—	—	3	[18]
	6500?	4 .66	-0 .26	-1 .05	—	—	—	1	[19]
	7300?	4 .66	-0 .24	-1 .07	—	—	—	1	[21]

Таблица 3
(продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
S Mon	39700?	4 ^m .66	-0 ^m .255	—	—	—	—	4	[20]
	8700	4.63	-0.24	-1 ^m .08	—	—	—	1	
	9200	4.64	-0.26	-1.05	0 ^m .01	0 ^m .02	0 ^m .02	3	
	40200	4.62	-0.23	-1.03	0.01	0.02	0.10	4	
	0300	4.64	-0.26	-1.08	0.00	0.01	0.00	2	
	5200	4.642	-0.248	-1.062	0.04	0.02	0.09		

В нижней строке приведен интервал, охваченный наблюдениями (в сутках), усредненные значения $\bar{V}$, $\bar{B}-\bar{V}$, $\bar{U}-\bar{B}$, максимальные отклонения в U, B и V, в том числе разности между данными разных авторов, не редуцированные к одной системе (за весь интервал наблюдений).

Прежде всего, следует отметить, что фотоэлектрические наблюдения звезд, связанных с туманностями, могут быть обременены дополнительными ошибками, обусловленными неравномерной структурой фона туманностей. Учитывая это обстоятельство, можно заранее сделать вывод, что результаты фотоэлектрических измерений, приведенные в табл. 2, 3, свидетельствуют скорее всего о постоянстве блеска исследуемых звезд.

2. Анализ ошибок при фотоэлектрических наблюдениях. Среднеквадратичную и максимальную ошибки проведенных фотоэлектрических наблюдений в случае ровного фона можно оценить по одной из звезд сравнения в Плеядах (№ 14), измерив ее блеск по отношению к другим стандартным звездам в Плеядах. При среднем числе наблюдений, близком к среднему для переменных ($n=23$), величины среднеквадратичного σ^m и максимального A^m отклонений следующие:

	V	B	U
$\sigma^m = \pm 0.006$	0.003	0.013	
$m_{\min} - m_{\max} = A^m = +0.028$	0.037	0.068	

Таким образом, σ^m и A^m при наших наблюдениях достаточно малы, и точность измерений звезды № 14 сравнима с лучшими фотоэлектрическими наблюдениями. Тщательный учет факторов, влияющих на точность наблюдений, и специальный отбор ночей с устойчивой прозрачностью, особенно в первых двух сезонах, в равной мере относились и к переменным. Однако, значения σ^m и A^m для переменных в ряде случаев в 2–4 раза превышают приведенные выше ошибки.

Основным источником дополнительных ошибок является сложная структура фона — туманностей, окружающих исследуемые звезды. Исключить влияние туманности, сравнивая блеск переменной с участком фона за ее пределами, как мы увидим ниже (рис. 1), слишком сложно, поскольку изменение интенсивности фона неба суммируется с блеском

звезды всегда с большей погрешностью, чем фон+туманность. Этот факт установлен на опыте.

Рассмотрим дополнительные источники ошибок, возникающие в результате недостаточного учета сложной структуры фона туманности.

а). Неточность наведения на точку отсчета фона.

Учитывая неравномерную интенсивность фона туманности, мы приняли некоторые меры для постоянного сравнения с одной и той же точкой с координатами α и δ , в которой считывался фон для данной звезды. Точность наведения на отсчет фона равна примерно диаметру диафрагмы, т. е. $\pm 10''$.

Специально проведенные наблюдения (электрофотометрический разрез) показали, что при данной точности наведения на фон разброс значений UBV составляет $0^m.011$ в B и V и $0^m.02$ в U , т. е. на 40% превосходит среднеквадратичную ошибку наблюдений. Интересен анализ возможного максимального отклонения в счет неточного наведения на фон при фотоэлектрических наблюдениях.

На рис. 1 приведены регистрограммы, скопированные с ленты регистрирующего устройства ЭПП-09 M2 переменной звезды LP Ori и звезды сравнения № 3 в Плеядах, полученные в разные даты: 29 декабря 1968 г. в 2^m45^m местного времени и 8 января 1969 г. в 0^h32^m местного времени. Кривые 1 и 1а — записи уровня темнового тока ФЭУ в эти даты; кривые 2, 3 — запись фона и звезды сравнения (фотоэлектрический разрез по α 29.12.68); 4 и 5 — фон+фон туманности и LP Ori (фотоэлектрический разрез по α в ту же дату); 2а, 4а и 5а — аналогичные кривые в дату 8.01.69. Вверху показаны размеры диафрагмы в масштабе регистрограмм.

Максимальная разность в значениях величины B переменной LP Ori по отношению к звезде сравнения № 3 при вычетах фона в точках А и В на рис. 1 может составить $0^m.12$, т. е. превысит максимальное отклонение в 4 раза, а среднеквадратичную ошибку в 20 раз.

б). Применение разных диафрагм.

Как отмечалось выше, при наших наблюдениях использовались две почти одинаковые диафрагмы — $12''$ в первые два сезона и $10''$ — в последний. Влияние размера диафрагмы на точность измерений отчетливо видно на примере наблюдений NU Ori, опубликованных И. В. Шпичкой [22]. При изменении диафрагмы со $135''$ до $54''$ средняя разность Δm для NU Ori относительно звезды сравнения BD $-5^\circ 1311$ изменилась от $0^m.36$ до $0^m.87$; среднее отклонение составило $0^m.48$, а максимальное отклонение в измеренных величинах NU Ori — $0^m.63$. Более тщательный учет коэффициента прозрачности мог бы уменьшить эти цифры не более чем на 20%.

В случае наших наблюдений систематическая разность между измерениями с диафрагмами $12''$ и $10''$ составила в U $0^m.030$ для NU Ori и V 361 Ori. В остальных фотометрических системах для этих звезд и во всех системах для остальных звезд эта разность не выявлена.

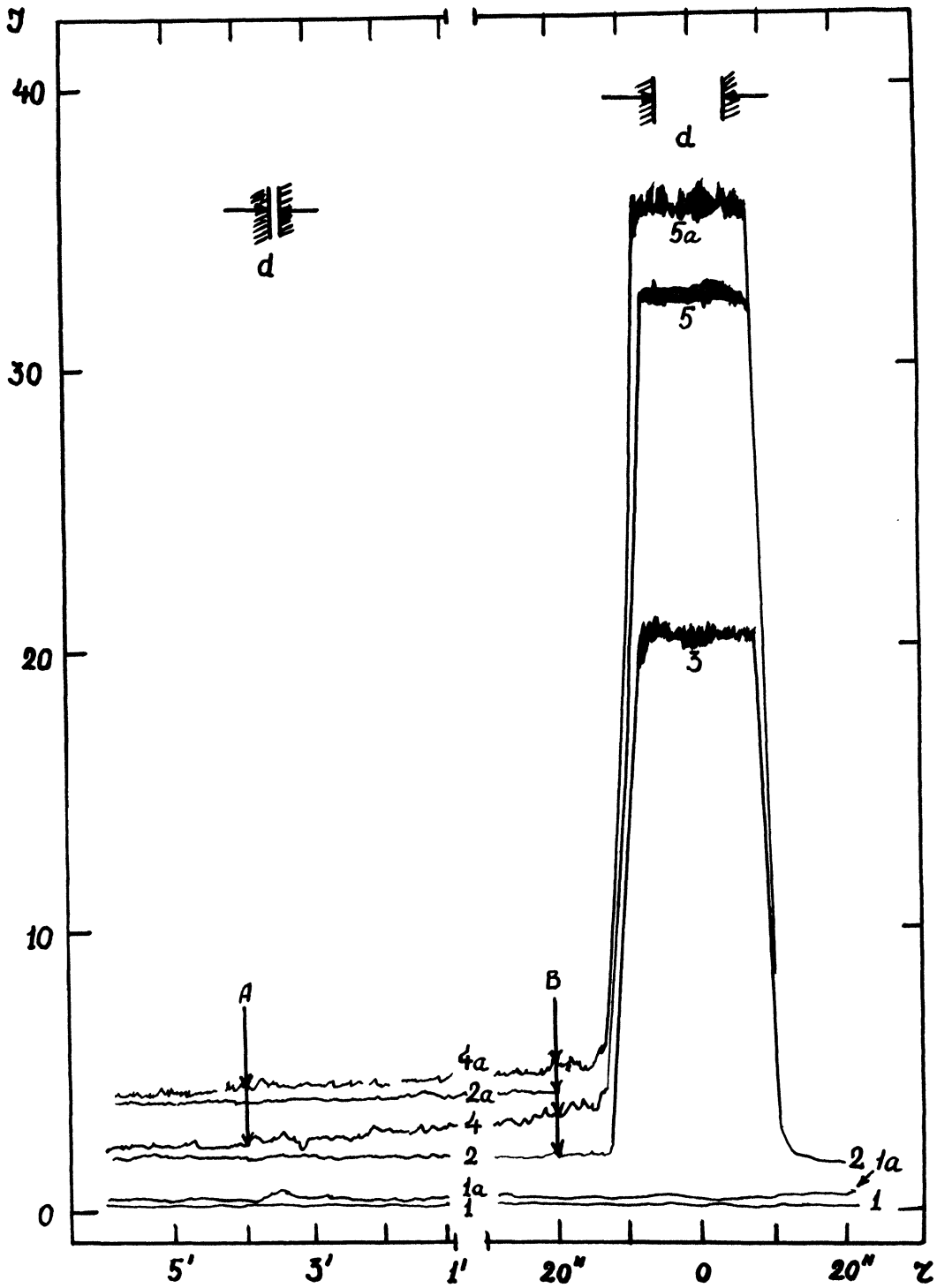


Рис. 1

в). Непропорциональное сложение интенсивностей фона и туманности.

Из рис. 1 видно, что возможен третий род неучтенных ошибок, который выявился при окончательном анализе всего наблюдательного материала. Среднеквадратичная ошибка измерения блеска переменной звезды при вычете фона 4 и 4а (рис. 1) почти вдвое меньше, чем при учете фона 2 и 2а. Вместе с тем, при измерении блеска звезды сравнения вычитается фон 2 и 2а. Однако, из фотометрического разреза видно, что при уменьшении интенсивности фона неба интенсивность туманности уменьшается как бы "вуалируясь" последним (точка В). Это само по себе интересное обстоятельство требует дополнительного тщательного изучения. Поскольку интенсивность фона I_{ϕ} менялась в широких пределах (наблюдения велись как в лунные, так и в безлунные ночи), представляло интерес выяснить, насколько велики ошибки, возникающие в результате указанного выше обстоятельства.

На рис. 2 (треугольники — KX Ori, светлые кружки — LP Ori, зачерненные кружки — NU Ori, крестики — V361 Ori) приведены разности в от-

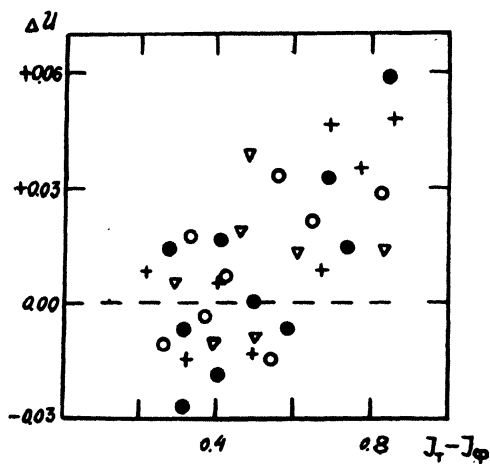


Рис. 2

счете блеска переменных в системе U в зависимости от интенсивности туманности, взятой по отношению к интенсивности фона. Отчетливо виден систематический ход для всех переменных, достигающий в U 0^m.090. Аналогичный анализ в В и V дал ошибку 0^m.050 и 0^m.008 соответственно.

Таким образом, даже при тщательном учете всех факторов, влияющих на точность наблюдений, дополнительно возникающие погрешности, с трудом поддающиеся учету, лежат в пределах в нашем случае,

	а	б	в
V	0 ^m .011	—	0 ^m .008
B	0 .011	—	0 .050
U	0 .02	0 ^m .030	0 .090

При обычном подходе (без специально принятых мер) эти ошибки могут достичь в сумме 0^m.500. Легко понять, что при сложении всех родов дополнительных ошибок среднеквадратичное и максимальное отклонения увеличатся до наблюдаемых.

3. Обзор фотографических и визуальных наблюдений.

NU Ori. Переменность открыта в 1928 г. Якки и а [23] и подтверждена Гальо [24] по пластинкам 1899—1929 гг. В то же время Рюге-мер [25] считал, что блеск NU Ori постоянен, и к переменным она отнесена потому, что считались надежными величины, данные в BD. Однако, наблюдатели продолжали отмечать изменения блеска этой звезды. В частности, А. В. Соловьев [26] дал фотографическую амплитуду 2^m.0. По гарвардским пластинкам определен тип переменности — орионо-

ва переменная [27]. Все ранние наблюдения блеска NU Ori охватывают короткие интервалы времени, имеют случайный характер, и поэтому не поддаются систематизации.

Наиболее полное исследование звезд туманности Ориона (в том числе и NU Ori) предпринято П. П. Паренаго [28]. В частности, он проследил изменения блеска переменных звезд с 1889 г. по 1948 г. включительно. По 28 надежным оценкам фотографическая амплитуда NU Ori составляет $7^m.7-8^m.6$ [28]. Паренаго считает, что звезда несомненно меняет свой блеск в небольших пределах.

Довольно длинный ряд фотографических наблюдений NU Ori получен А. В. Соловьевым и Г. Е. Ерлексовой [29]. Авторы [29] отмечают быстрые колебания блеска звезды (до 1^m за $0^d.06$), напоминающие вспышки. На вспышечный характер изменений блеска указывает также Бет [30]: "вспышки", по его мнению, появляются группами около трех и длятся порядка двух минут. Блеск во время "вспышки" в течение 40–50 сек. возрастает с $7^m.0$ до $6^m.7-6^m.5$ и падает до $7^m.0$ примерно за то же время. Средняя звездная величина NU Ori колеблется в пределах $0^m.1$ на протяжении года или двух [30]. С другой стороны, Ли [16] из анализа фотозлектрических наблюдений предположил, что блеск звезды постоянен. Наблюдениям NU Ori сильно мешает туманность NGC 1982, в которую она погружена. Этот факт неоднократно отмечался разными авторами.

LP Ori. На изменения блеска впервые указали Гоше [31] и Гальо [24]. Наблюдений гораздо меньше, чем для NU Ori. Можно лишь отметить, что мнения наблюдателей относительно переменности этой звезды расходятся. Одни [30] считают LP Ori быстрой переменной, другие [32] находят, что блеск ее постоянен. Паренаго [28] дал пределы изменений блеска в фотографических лучах $8^m.4-9^m.3$.

KX Ori. Переменность открыл Гоше [31]. По данным Паренаго [28], фотографическая амплитуда блеска звезды составляет $7^m.1-8^m.1$.

V359 Ori. На изменения блеска впервые указал Гоше [31]. Паренаго [28] предполагает, что они реальны в пределах $m_{pg} = 6^m.9-8^m.1$.

V361 Ori. Переменность обнаружил Бернс [33] и независимо от него Каримова [28]. По данным некоторых авторов [32], V361 Ori постоянна. Другие [30] считают ее переменной с быстрыми изменениями блеска. Фотографическая амплитуда $8^m.2-9^m.6$ [28].

V372 Ori. Переменность открыл Бернс [33]. Отмечены периоды постоянства блеска [32]. По данным Паренаго [28], блеск звезды в фотографических лучах меняется в пределах $7^m.9-8^m.6$.

S Mon. Давно известна, как неправильная переменная [34] и визуально-двойная с компонентом $8^m.0$ [35]. Находится в области, сходной с туманностью Ориона и облаком в Тельце-Возничем (имеется большое число звезд с эмиссией в H_α , открыт ряд переменных звезд). Связана со светлой туманностью, которая, по-видимому, обязана своим возбуждением S Mon [36]. Изменения блеска неоднократно отмечали многие авторы, в частности Менз [37]. Отнесена к типу In (a) — переменных [38]. В то же время Хофмейстер [9] считал, что S Mon подобна

R Cr B. Принадлежность к типу In (a) подтвердил Мейнунгер [39]. Однако, некоторые авторы [32] считали, что блеск этой звезды постоянен.

AE Aur. Впервые внимание на звезду обратили в связи с открытием галактической диффузной туманности IC 405 в 1892 г. [40, 41].

Вольф [42] впоследствии описал включенную в туманность звезду (AE Aur), как "пылающее тело", из которого вырываются языки пламени большой яркости. Он же считал звезду физически связанной с материей туманности. В настоящее время существует мнение [43], что связь AE Aur с туманностью IC 405 возникла в результате случайной встречи.

Неправильные изменения блеска были обнаружены Моханузом [44], который считал, что туманность также должна быть переменной. С этого времени поведение блеска AE Aur изучали многие авторы. Большой ряд наблюдений получен Б. В. Кукаркиным [45], который обнаружил быстрые колебания блеска звезды. А. Б. Северный [46] и М. С. Зверев [47] подтвердили неправильный характер изменений блеска звезды. При этом Северный [46] отметил, что в сентябре — октябре 1930 г. блеск AE Aur оставался постоянным. Изучением поведения блеска звезды занимались также Лорета [48], Кемпбелл [49], Шнеллер [50], Нилсен [51], Тейлор [52], наблюдатели AAVSO [32] и т. д.; при этом неоднократно [32, 52] отмечались периоды постоянства блеска звезды. Копал [53] отнес AE Aur к переменным типа RW Aur.

4. Источники "ложной переменности" при фотографических (визуальных) наблюдениях.

Фотографические и визуальные наблюдения привели к выводу, что орионовы θ , ν -звезды являются переменными, хотя некоторые авторы и указывали на периоды постоянства их блеска. Фотоэлектрические наблюдения ряда In (a)-переменных в экстремально молодых скоплениях, и анализ ошибок, возникающих при электрофотометрии звезд, связанных с туманностями, позволили сделать вывод, что исследуемые звезды постоянны.

Источником "ложной переменности" при визуальных и фотографических наблюдениях In (a)-звезд является скорее всего их связь с туманностями. На рис. 3 светлыми кружками, соединенными сплошной линией, даны амплитуды изменений блеска исследуемых звезд из ОКПЗ. По оси y отложены значения $m_{pg} - \bar{V}$, где $\bar{V}$ — усредненные значения звездных величин в системе V из табл. 3. Заштрихована область случайных ошибок фотографических наблюдений согласно [28]. Из рисунка видно, что блеск In (a)-звезд в минимуме выходит за пределы обычной точности фотографических наблюдений.

Трудно объяснить случайными ошибками также некоторую синхронность изменений блеска исследуемых звезд (рис. 4, 5). На рис. 4 представлены ранние наблюдения разных авторов (визуальные оценки блеска) [28] трех из исследуемых нами In (a)-переменных (для остальных звезд наблюдения малочисленны), а на рис. 5 — данные Паренаго [28], полученные им по фотопластинкам и фотокопиям (отмеченные Паренаго неуверенные оценки блеска звезд отброшены). По оси ординат нанесены значения $\Delta m = m - m_{max}$, где m — звездная величина в момент наблю-

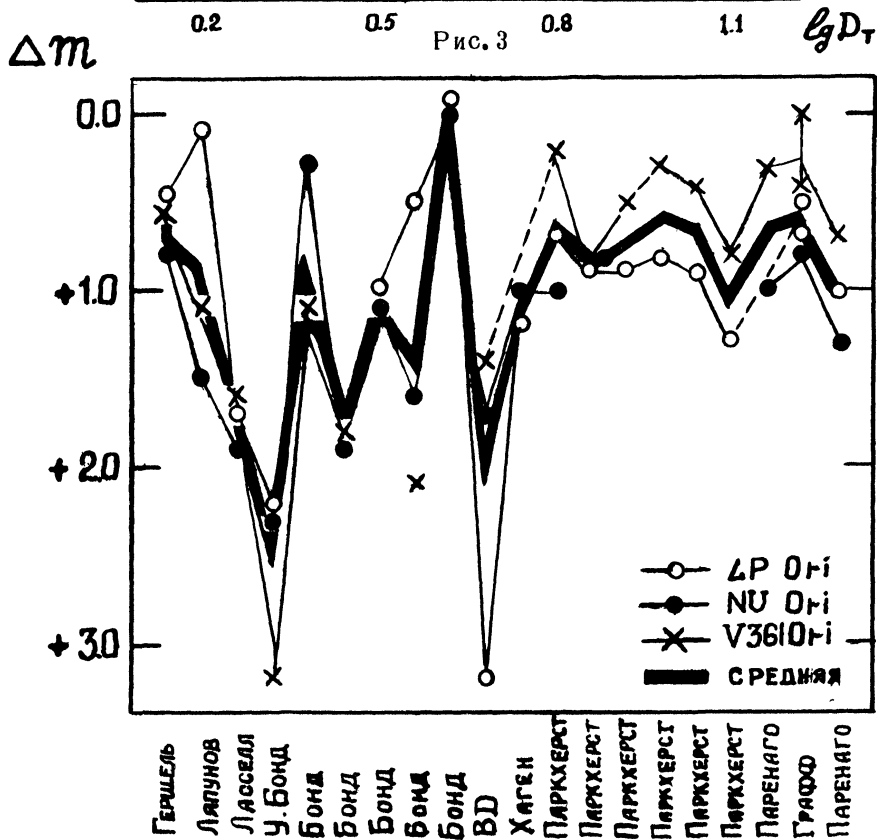
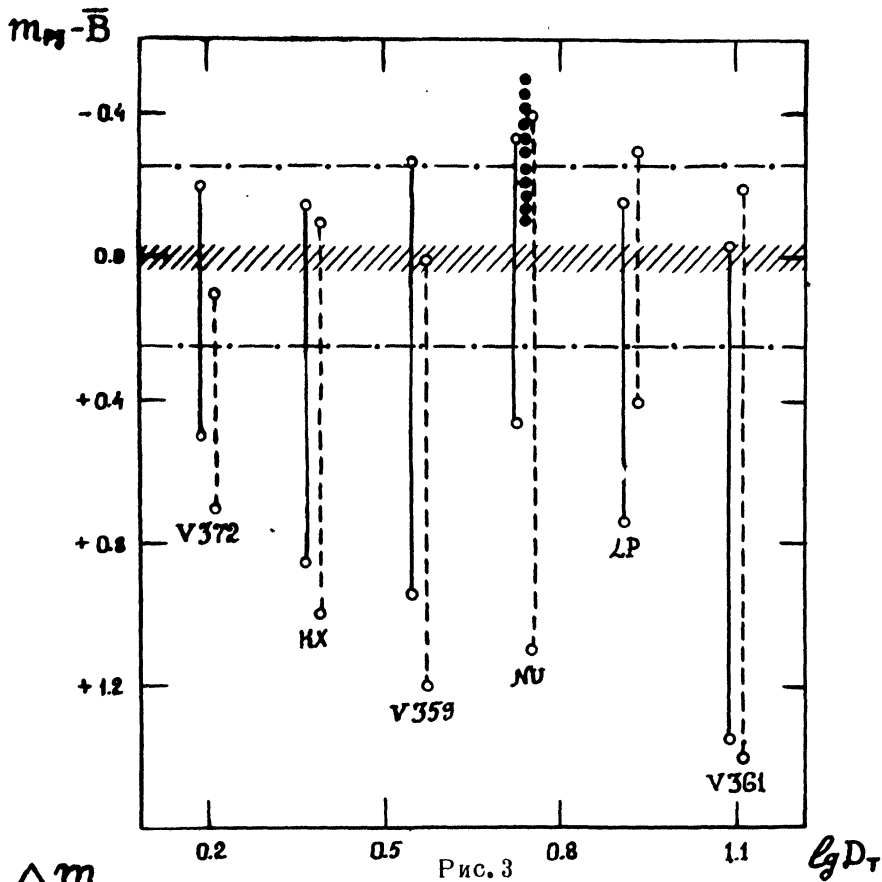


Рис. 3

Рис. 4

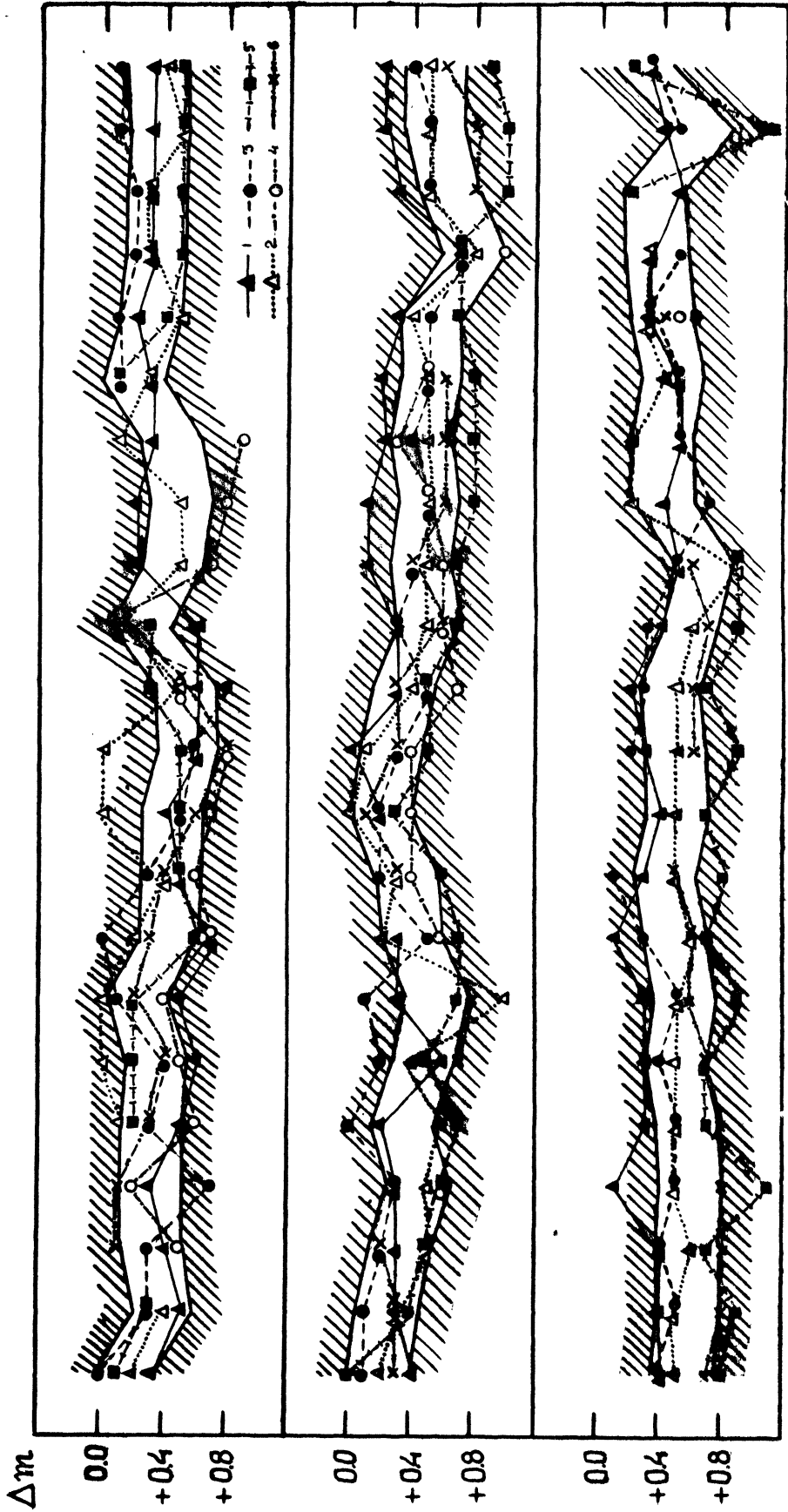


Рис. 5. 1 - V372 Ori, 2 - KX Ori, 3 - LP Ori, 4 - NU Ori, 5 - V359 Ori, 6 - V361 Ori

дений, $m_{\max}$ — в максимуме блеска звезды; шкала по оси абсцисс равномерная — оценки блеска звезд приведены в хронологическом порядке. На рис. 5 обозначены: 1 — V372 Ori, 2 — KX Ori, 3 — LP Ori, 4 — NU Ori, 5 — V359 Ori, 6 — V361 Ori. Для каждой даты бралось среднее по всем звездам Δm , и от его значения откладывалась величина случайной ошибки. Ширина выделенной на рис. 5 полосы соответствует величине случайных ошибок [28]. Принимая, что усредненные по всем звездам значения блеска соответствуют некоторой систематической ошибке, можно считать, что отдельные определения блеска в конкретную дату не выходят за пределы возможных случайных отклонений.

Синхронность изменений блеска звезд по ранним оценкам (рис. 4) частично можно объяснить различием фотометрических систем, чего нельзя сделать в отношении наблюдений, представленных на рис. 5, т. к. они получены одним автором.

Чтобы выяснить характер ошибок, вызывающих "эффект ложной переменности", три наблюдателя (Нурмухамедов, Шевченко и Кардополов) независимо друг от друга и используя одни и те же звезды сравнения, методом Нейланда-Блажко оценили блеск исследуемых звезд по 15 ташкентским негативам, полученным на короткофокусном астрографе Астрономического института АН УзССР ($D = 20$ см, $F = 1$ м) на пластинках OR WO Zu-2. Кроме того, на всех негативах в окрестностях интересующих нас звезд с помощью микрофотометра МФ-2 измерен фон туманности. Отсчеты фона брались по несколько раз на одинаковых позиционных углах и расстояниях от звезд. Фон пластинки вычитался в каждом случае. Негативы отобраны с таким расчетом, чтобы они были сняты с разной экспозицией, либо с одной экспозицией, но в разные ночи.

Таблица 4

Набл.	m_{pg}					
	NU Ori	LP Ori	KX Ori	V359 Ori	V361 Ori	V372 Ori
И	6.6–7.0	8.3–9.0	7.4–7.9	7.5–8.5	8.2–9.4	8.2–8.5
Ш	6.7–8.2	8.0–9.0	7.1–8.2	7.2–7.5	8.0–9.6	8.2–8.8
К	6.7–8.8	8.6–9.8	7.6–8.4	7.7–9.1	9.2–9.7	8.2–8.8

Пределы изменений блеска звезд, полученные отдельными наблюдателями, даны в табл. 4; зависимости блеска NU Ori и V361 Ori от плотности туманности D_T представлены на рис. 6 а) и б) соответственно. Связь между блеском звезды и плотностью туманности хорошо заметна у всех наблюдателей. При этом, рост плотности туманности на негативе воспринимается как ослабление блеска связанной с ней звезды. В результате субъективной оценки влияния туманности возникает значительная личная разность (см. табл. 4 и рис. 6). Кроме того, наблюдатель во время оценок может отдать предпочтение какому-то интервалу звездных величин (рис. 6а, наблюдения Нурмухамедова), что в итоге расценивается как ослабление активности звезды.

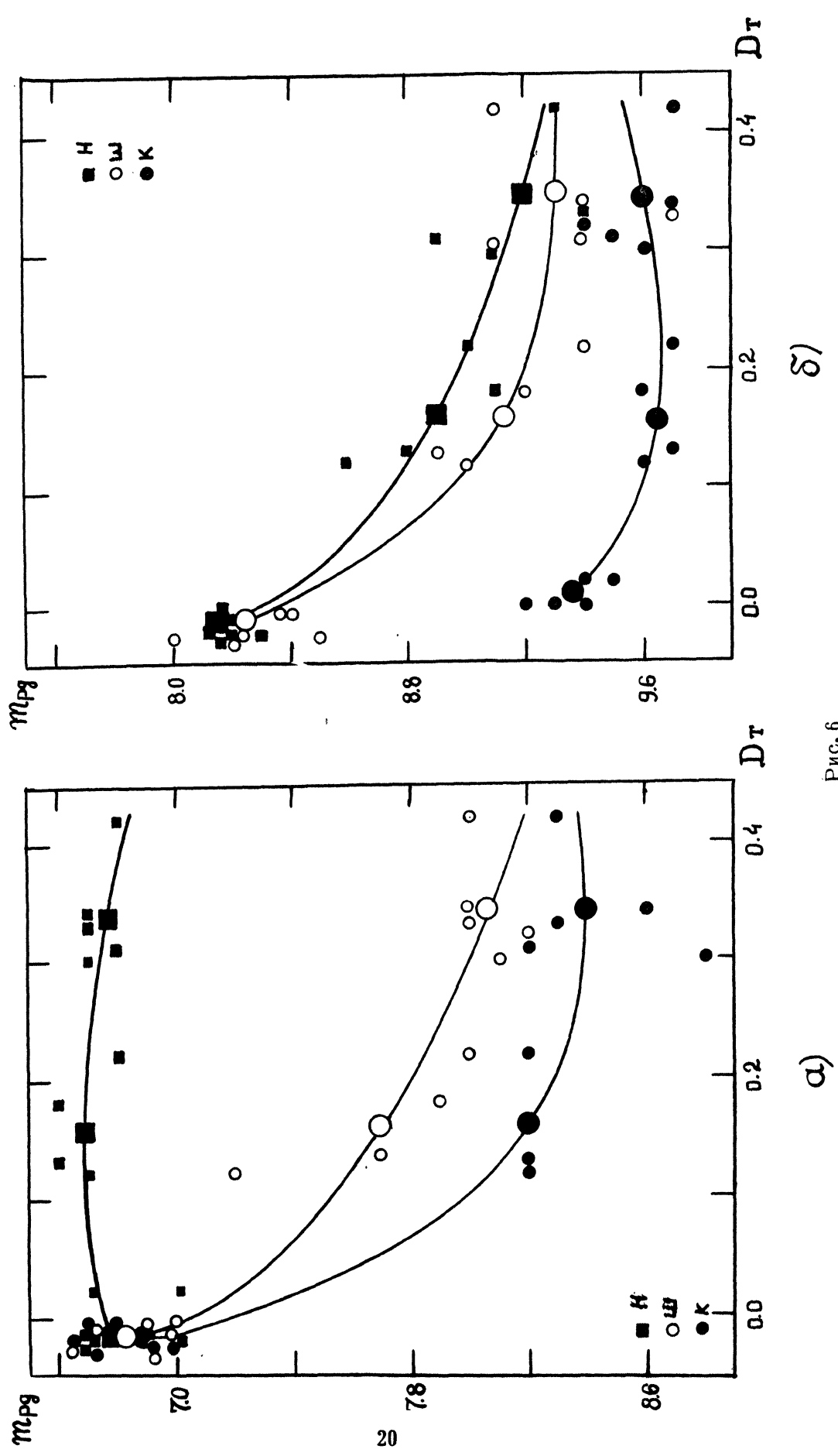


Рис. 6

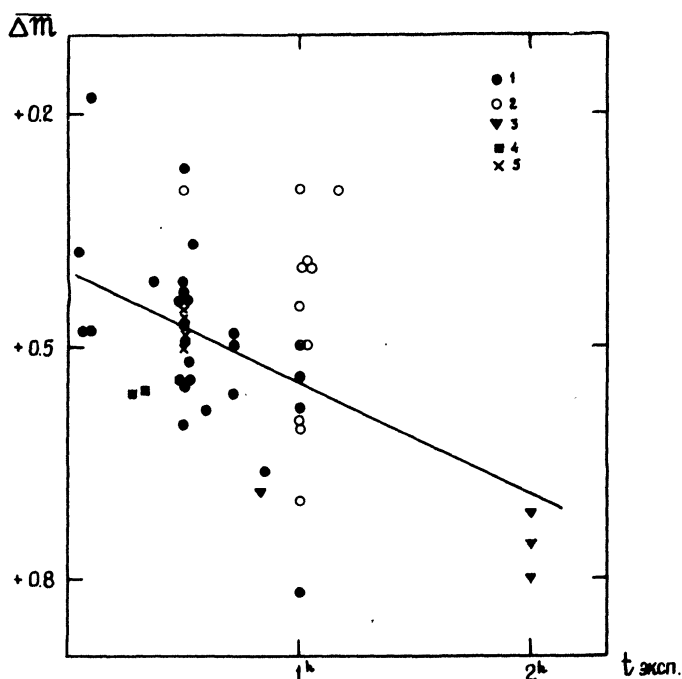


Рис. 7

Наблюдения Паренаго [28] также обременены ошибками такого рода (рис. 7). На рисунке $\Delta m = m - m_{\max}$ — среднее для всех $\ln(a)$ — звезд на негативе, $t_{\text{эксп.}}$ — время экспозиции. Ход звездной величины в этом случае замечен менее четко, чем на рис. 6, что объясняется прежде всего тем, что негативы Паренаго получены на разных сортах фотоэмульсий (1 — Agfa Astro, 2 — сорт не указан, 3 — 1f Mon, 4 — E 103 aO, 5 — 1f Isochr) и на разных инструментах. Кроме того, плотность туманности зависит не только от продолжительности экспозиции, но и от условий наблюдений. Во время визуальных оценок большую роль играет, по-видимому, яркость и контрастность туманности, что также зависит от состояния неба. Переоценкой влияния туманности можно полностью объяснить "эффект ложной переменности" (см. рис. 3 и табл. 4); понятна синхронность изменений блеска $\ln(a)$ — звезд на рис. 4 и 5.

Выдвинуто предположение, что "ложная амплитуда" тем больше, чем ярче туманность, с которой связана звезда. На рис. 3 звезды расположены в порядке возрастания плотности окружающих их туманностей. Светлыми кружками, соединенными пунктиром, показаны амплитуды, полученные по 15 ташкентским негативам. Наблюдения приведены к системе одного наблюдателя (Шевченко). Для NU Ori отдельно указана амплитуда по оценкам Нурмухамедова (зачерненные кружки). Четкой зависимости нет. По-видимому, величина "ложной амплитуды" зависит не только от яркости туманности, но и от контрастности звезды по отношению к ней.

Таким образом, "ложная переменность" In (a) - звезд при фотографических (визуальных) наблюдениях является следствием неучета систематических ошибок, характер которых — переоценка влияния туманностей.

5. Некоторые результаты спектральных наблюдений. Анализ данных о распределении энергии в спектрах нескольких In (a) - звезд в области $\lambda 4000-5000\text{\AA}$ позволил сделать вывод, что эти объекты имеют нормальное распределение энергии для своих спектральных классов (см. [1]). Спектральные наблюдения исследуемых звезд в сезон 1968–1969 гг. велись на установке АСИ-5 (дисперсия у $H_\gamma \sim 170\text{\AA}/\text{мм}$) Высокогорной экспедиции ГАИШ на фотоэмульсиях $Zu-2$, А 660, и А 700, что позволило охватить область от $\lambda 3120\text{\AA}$ до $\lambda 7000\text{\AA}$.

Абсолютная привязка монохроматических звездных величин осуществлялась при помощи UVV фотометрии путем подбора эмпирических поправок $\Delta m_{\lambda 346}$, $\Delta m_{\lambda 546}$, $\Delta m_{\lambda 700}$ и $\Delta m_{\lambda 917}$ с учетом данных о распределении энергии и UVV электрофотометрии нормальных O, B-звезд. С этой целью электрофотометрия и спектральные наблюдения In (a) - звезд проводились синхронно. Точность определения поправок $\pm 0^m.05$.

Учет влияния атмосферных полос на первом этапе обработки спектрограмм не производился. Поскольку мы не рассматриваем распределение энергии звезд в спектральной области с $\lambda \geq 10000\text{\AA}$, подобный учет потребует только для ультрафиолетовой области с $\lambda < 3300\text{\AA}$ и внесет поправки не больше $-0^m.1$. Хотя при этом избытки в ультрафиолете еще более возрастут, учитывая, что точность кривой распределения энергии в этой части спектра низка вследствие экстраполяции, можно утверждать, что учет влияния атмосферных полос существенно не отразится на выводах, полученных на основе качественного анализа.

Результаты предварительной обработки спектрограмм NU Ori и V359 Ori и сравнение их с кривыми распределения энергии нормальных звезд тех же спектральных классов представлено на рис. 8. Совмещение кривых произведено в точке I, т. к. при нормальном законе по данным Уитфорта [54] межзвездное поглощение в этой области спектра мало. Участок кривой распределения энергии в промежутке между R и I постулирован прямой, поскольку эта область не охвачена спектральными наблюдениями. Пунктиром показано распределение энергии в спектрах звезд сравнения, "покрасневших" (red) по нормальному закону. По данным Мендеса [55] туманность Ориона имеет ничтожную оптическую толщину в линиях балмеровской серии, поэтому при введении закона поглощения предполагалось, что In (a) - звезды не будут иметь в области B избытков относительно "покрасневших" нормальных звезд главной последовательности.

Закон поглощения в туманности Ориона является объектом исследования на протяжении более трех десятков лет, однако вопрос еще далек от окончательного решения. В 1937 г. Бааде и Минковский [56] заметили, что поглощение для нескольких звезд ранних спектральных классов в центре туманности Ориона быстро растет от $\lambda 9000\text{\AA}$ к $\lambda 6000\text{\AA}$.

Последующие работы [13, 57, 58] подтвердили этот результат. Кроме того, Уайтоук [59] нашел, что поглощение в ультрафиолетовой области спектра слабее, чем это следует из нормального закона. В то же время по другим данным [60, 61] закон дифференциального поглощения в ассоциации Ориона, и даже в центре туманности Ориона, нормальный.

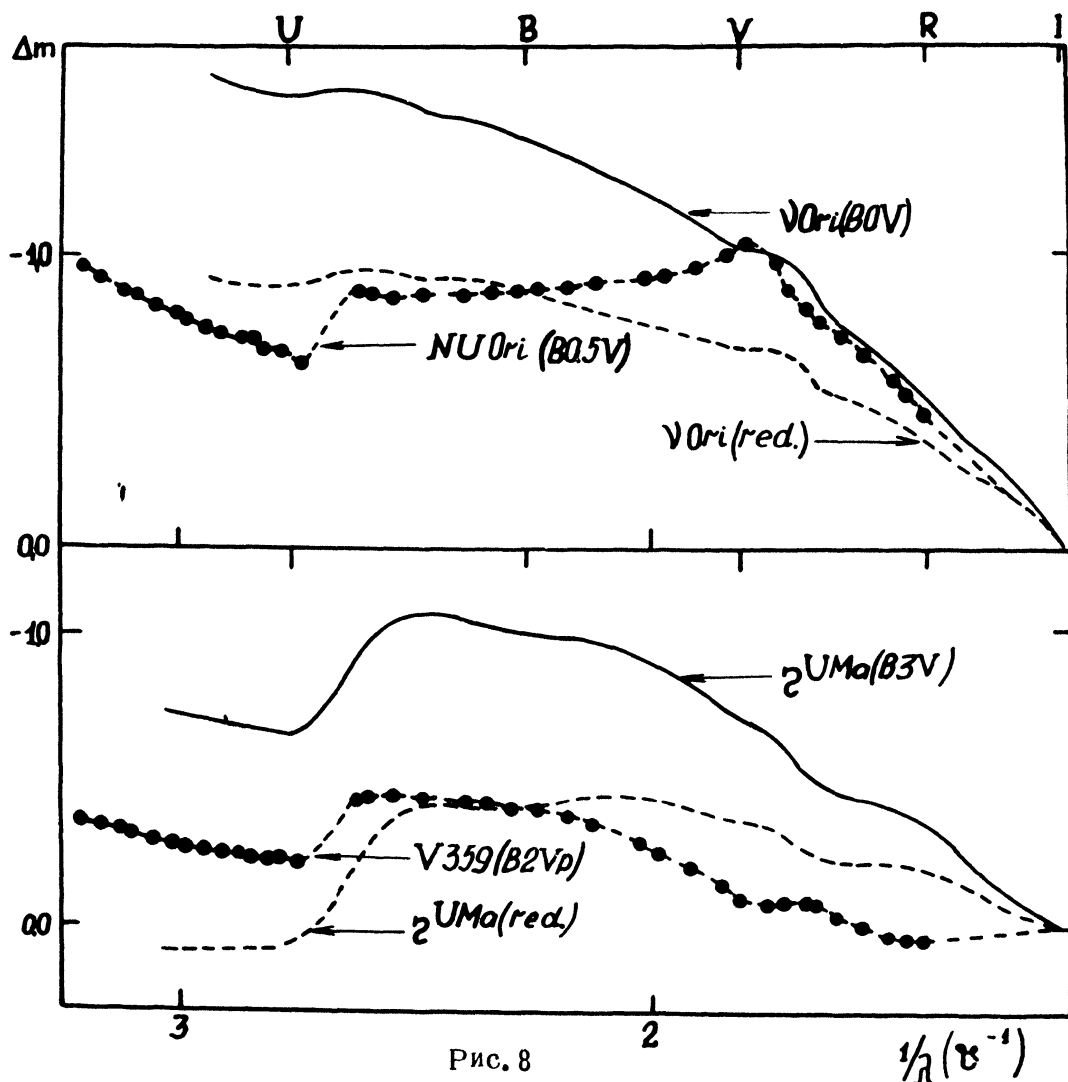


Рис. 8

Наиболее полное исследование поглощения в ассоциации Ориона на основе широкополосной UBVRIJKL электрофотометрии звезд ранних спектральных классов — членов ассоциации — провел Ли [16]. Важно отметить, что по этим данным аномалии закона поглощения наблюдаются только в тех областях, в которых присутствуют горячие звезды, непосредственно погруженные в плотные туманности. Автор [16] указывает на неясность в вопросе объяснения аномалий, т. к. по его мнению возможны два случая: 1) аномальное распределение энергии в спектрах звезд, 2) влияние излучения самой туманности.

Аномальное распределение энергии в спектрах звезд сильно скажется прежде всего на линиях. Однако, согласно [10, 11], линии в спектрах $\text{In}(a)$ -звезд не обнаруживают заметного отличия от таковых у нормальных звезд того же спектрального класса и класса светимости. Трудно предложить такую модель, при которой аномальному распределению энергии в спектре соответствовали бы практически нормальные параметры (интенсивности, эквивалентные ширины, бальмеровский декремент) линий в спектре. Таким образом, ранние спектральные наблюдения [10, 11] ставят под сомнение первый вариант.

Трудно объяснить аномалии в законе дифференциального поглощения и влиянием излучения туманности, что, в частности, отмечает Ли [16]. Во-первых, имеется ряд слабых звезд (HD 36412, BD -5°1309, BD -5°1310, BD -6°1273, P 2942 и NGC 2024 №1) с сильным поглощением, но отношением $E_{U,V}/E_{B,V}$, близким к 0,72. Далее, излучение туманности должно сказаться прежде всего в видимой области и в ультрафиолете. Избытки в красной области спектра остаются без объяснения. Кроме того, малая оптическая толща туманности в линиях бальмеровской серии исключает такую возможность.

Эффект "аномальности" закона дифференциального поглощения могут вызвать дополнительные избытки, обусловленные свечением прилегающих к звезде частей "микротуманностей", окружающих $\text{In}(a)$ -звезды. В результате переработки излучения звезды в лаймановском континууме возникает свечение туманности в ультрафиолете. Известную роль сыграет рассеяние на пыли [62, 63]. Нагревание туманности вызовет ее излучение в инфракрасной области спектра.

Если это так, то совмещение кривых распределения энергии в спектрах $\text{In}(a)$ -звезд и звезд сравнения в точке I неправомерно. Если избытки порядка 0^m3-0^m4 в ультрафиолетовой и красной областях спектра (см. рис. 8) можно будет объяснить влиянием излучения туманностей, в которые погружены орионовы O, B-звезды, то в интервале $\lambda 3120-7000\text{\AA}$ распределение энергии в спектрах $\text{In}(a)$ -переменных нормальное для своих спектральных классов.

Дополнительные отклонения от нормальной имеет кривая распределения энергии в спектре NU Ori (рис. 8). Б. В. Кук'аркин при обсуждении доклада по материалам данной работы на заседании кафедры звездной астрономии ГАИШ высказал предположение, что эти отклонения могут быть вызваны наличием спутника у NU Ori. Такое предположение выглядит очень вероятным, и мы не можем пока предложить другой интерпретации обнаруженного в спектре NU Ori отклонения в области $\lambda 5000-6000\text{\AA}$. Однако, по спектрограммам, полученным с высокой дисперсией [10], двойственность не была обнаружена, хотя специального поиска спутника по этим материалам не производилось.

6. Поглощение. Светимость. Ли [16] нашел, что по данным UBVRIJKL электрофотометрии дифференциальное поглощение в туманности Ориона в целом не подчиняется нормальному закону. На рис. 9 показано положение $\text{In}(a)$ -переменных на двухцветной диаграмме. Связь между показателями цвета $U-B$ и $B-V$, свободными от поглощения, для звезд пятого

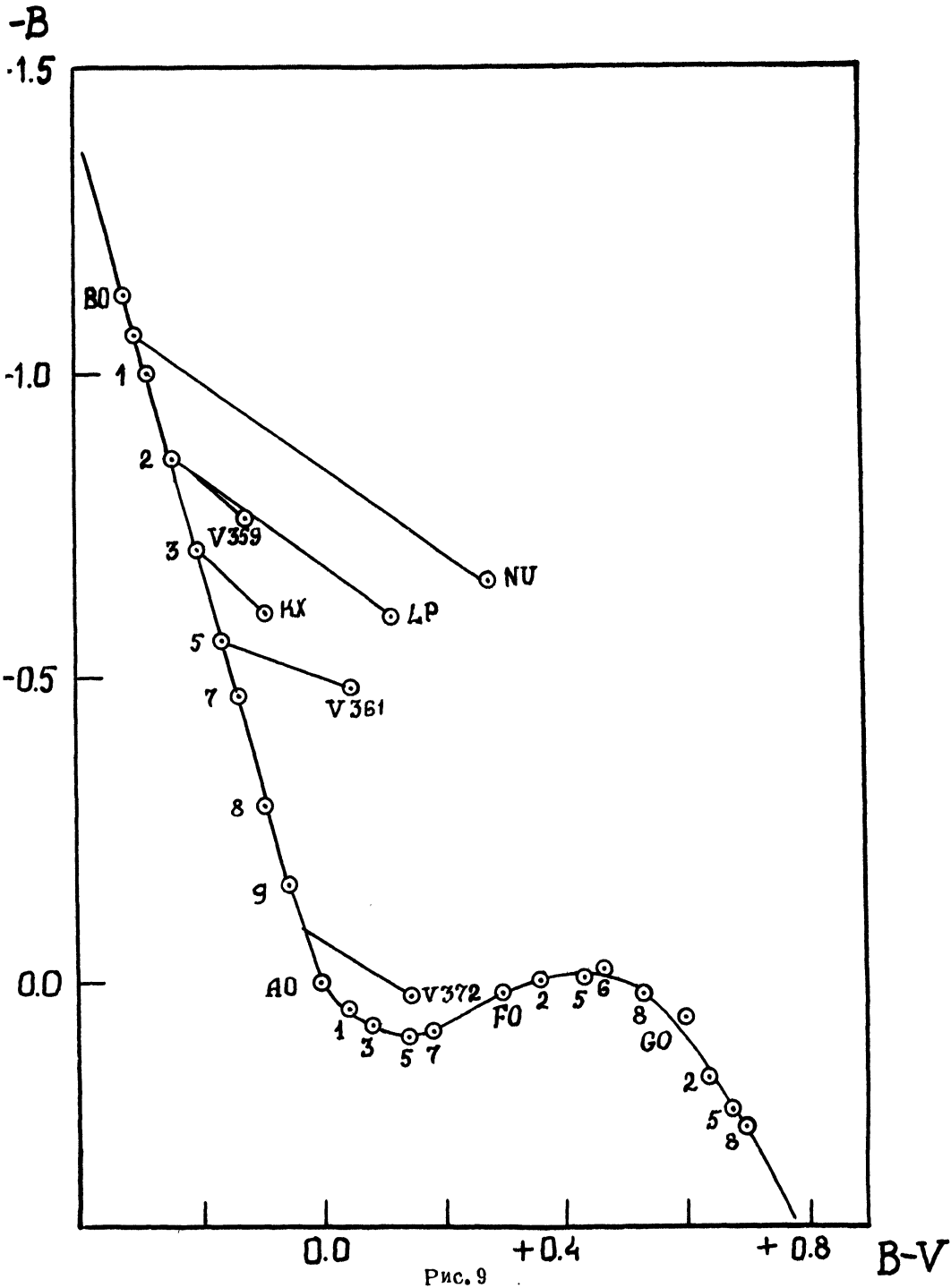


Рис. 9

класса светимости заимствована у Х.К. Арпа [64]. Поглощение в районе NU Ori и LP Ori велико, однако $E_{U.V}/E_{B.V}$ близко к 0.72; отношение $E_{U.V}/E_{B.V}$ для KX Ori, V359 Ori и V361 Ori сильно отличается от значения 0.72 (см. рис. 9), что частично можно объяснить неточностью спектральной классификации и, поскольку величины избытков малы, большими относительными ошибками UVB электрофотометрии. Причиной отклонений отношения $E_{U.V}/E_{B.V}$ от значения 0.72, как указывалось выше, могут служить также дополнительные избытки, вызванные излучением "микротуманностей", окружающих $\text{In}(a)$ -звезды. Не исключено, что учет всех упомянутых факторов даст $E_{U.V}/E_{B.V} = 0.72$, т. е. дифференциальное поглощение в окрестностях $\text{In}(a)$ -переменных будет подчиняться нормальному закону. В этом случае значение отношения полного поглощения к дифференциальному составит скорее всего 3.0, что согласуется с данными Арпа [64].

Большинство орионовых O, B-звезд принадлежит к пятому классу светимости. По данным Т.М. Барташ [11], определившей абсолютные звездные величины нескольких $\text{In}(a)$ -переменных методом И.М. Копылова [65], т. е. используя эквивалентные ширины линий разных элементов (в частности водорода), $\text{In}(a)$ -звезды на Г-Р диаграмме лежат у нижнего края полосы главной последовательности вблизи линии нулевого возраста.

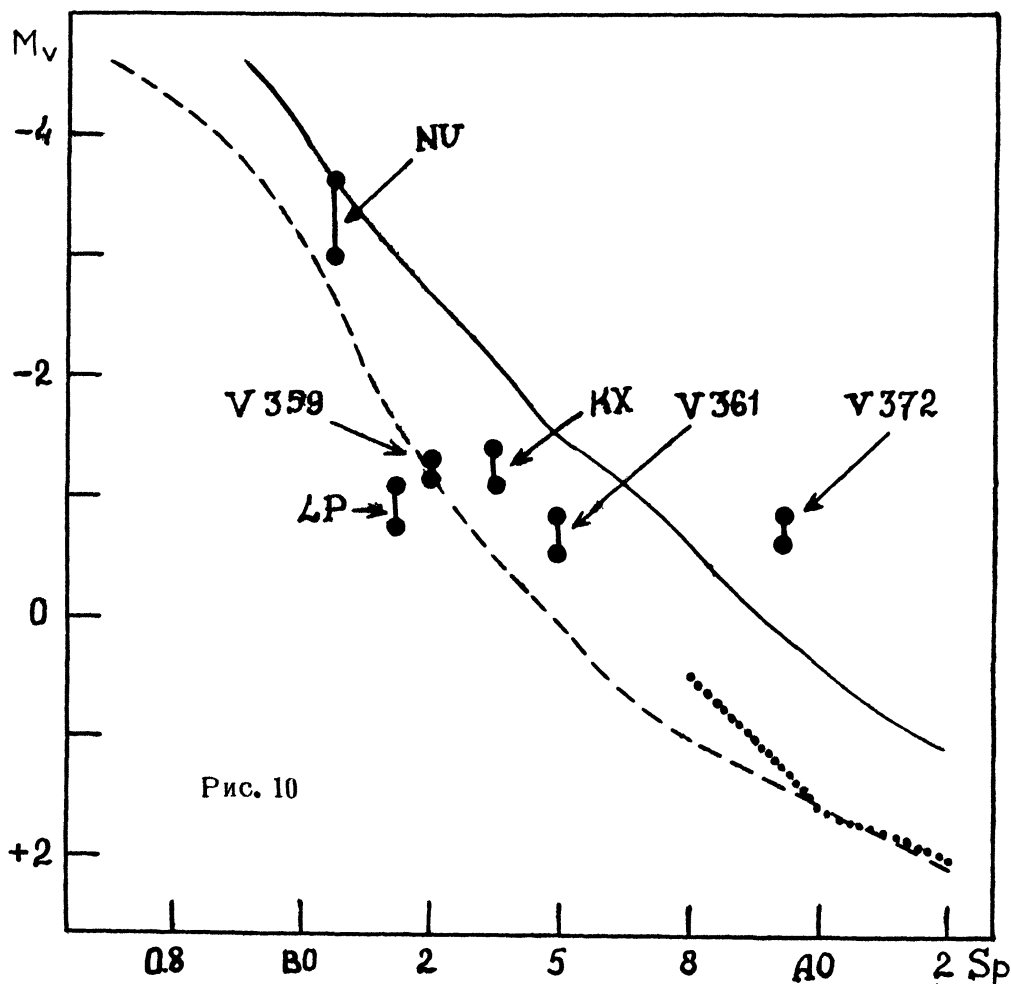
Значения M_V этих объектов, полученные по нашим данным с использованием усредненных значений звездных величин звезд в системе V из табл. 3 и модуля расстояния $8^m.1$ согласно Паренаго [28], что соответствует расстоянию до Туманности Ориона 420 пс, представлены в табл. 5. Учет поглощения производился с коэффициентом $R=3.0$ и $R=4.0$. Здесь же для сравнения приведены абсолютные звездные величины $\text{In}(a)$ -переменных по определениям Барташ [11]. Светимости KX Ori и V372 Ori по нашим данным выше, чем это следует из [11]; согласие абсолютных звездных величин для NU Ori и V361 Ori с данными Барташ лучше.

Таблица 5

Звезда	M_V		M_V [11]
	$R = 3.0$	$R = 4.0$	
KX Ori	-1.09	-1.20	-0.70
LP Ori	-0.74	-1.10	-
NU Ori	-3.00	-3.58	-3.15
V359 Ori	-1.13	-1.25	-1.25
V361 Ori	-0.53	-0.74	-
V372 Ori	-0.65	-0.84	+0.76

На рис. 10 показано положение исследуемых звезд на Г-Р диаграмме. Средняя линия главной последовательности (сплошная кривая) и линия нулевого возраста, обозначенная точками, взяты из [64], а линия нулевого возраста, проведенная пунктиром, заимствована у Копы-

лова [65]. Зачерненные кружки, соединенные прямой, соответствуют абсолютной звездной величине звезд, определенной с коэффициентом $R=3.0$ и $R=4.0$. Поскольку закон поглощения скорее всего нормальный, предпочтение следует отдать значениям M_v , полученным с $R=3.0$. Разброс точек обусловлен, по-видимому, неточностью спектральной классификации звезд.



Подавляющее большинство $\text{In}(a)$ -переменных лежит вблизи линии нулевого возраста, тем не менее, делать вывод о их пониженной светимости рано. Расстояние до Туманности Ориона, равное 420 пс — среднее из многих определений. Этим значением пользуется большинство авторов. Однако, не исключено, что оно не соответствует действительности.

По данным Барташ [10, 11], эквивалентные ширины линий в спектрах большинства исследуемых звезд несколько больше, чем у нормальных O, B -звезд. Причиной такого эффекта могут служить большие скорости вращения $\text{In}(a)$ -переменных, турбулентные движения в их атмосферах и т. д. Согласно [1], значения $v \sin i$ орионовых O, B -звезд в среднем примерно на 100 км/сек больше, чем у нормальных звезд ранних спектральных классов, что соответствует уширению линий до $1\text{\AA}$.

Если находить светимости звезд по линиям водорода, неопределенность их эквивалентной ширины, связанная с осевым вращением, в свою очередь вызовет ошибки порядка 1^m0 в абсолютной звездной величине звезд согласно [65]. Из всего сказанного следует, что в настоящее время вопрос о светимости $\text{In}(a)$ -переменных следует, по-видимому, считать открытым. По тем же причинам, а также вследствие неопределенности направления эволюционного движения звезд на Γ - P диаграмме, возрасты, приведенные в [11], можно считать правильными лишь при довольно произвольных допущениях.

7. О возможной микропеременности. Максимальные и средние отклонения фотоэлектрических наблюдений исследуемых звезд составляют: в V — $\Delta m_{\max} = 0^m11$, $\Delta m_{\text{ср}} = 0^m06$; в B — $\Delta m_{\max} = 0^m10$, $\Delta m_{\text{ср}} = 0^m07$; в U — $\Delta m_{\max} = 0^m21$, $\Delta m_{\text{ср}} = 0^m13$ (см. табл. 3). Блеск звезд остается постоянным в указанных пределах точности. Учитывая, что значения максимальных отклонений большинства звезд в 2–3 раза меньше указанных выше, можно, по-видимому, полагать, что переменность не будет обнаружена и в том случае, если в 2–3 раза уменьшить величины ошибок наблюдений. Однако, при дальнейшем увеличении точности наблюдений уже нельзя поручиться за постоянство блеска этих объектов. В этом случае можно было бы говорить о микропеременности.

Если микропеременность имеет место, то причиной ее могут служить скорее всего "микротуманности" (газово-пылевые оболочки), окружающие орионовы O , B -звезды. Параметры таких "микротуманностей" или оболочек, их динамические характеристики в настоящее время не известны. Тем не менее, нет оснований считать, что излучение горячей звезды, звездный ветер и т. д. не вызовут крупномасштабных движений вещества таких оболочек, что в свою очередь может привести к явлениям нестационарности потока излучения в очень небольших пределах.

Выводы. Таким образом, из анализа данных трехцветной электрофотометрии, охватывающей большой интервал времени, и спектральных наблюдений нескольких $\text{In}(a)$ -переменных спектральных классов O – B можно сделать следующие выводы.

1. Исследованные звезды постоянны с довольно высокой степенью точности. Ухудшение точности фотоэлектрических наблюдений вызвано в основном трудностью учета сложного фона (фон + туманность). "Ложная переменность" при фотографических и визуальных наблюдениях является следствием неучета систематических ошибок, вызванных переоценкой влияния туманностей, в которые погружены звезды.

2. В спектрах всех исследованных звезд в ультрафиолетовой (λ 3120 – 3600 Å) и ближней инфракрасной ($\lambda > 6800$ Å) области обнаружена избыточная интенсивность до 0^m3 – 0^m4 по сравнению с O , B -звездами главной последовательности, покрасневшими по нормальному закону. Если избытки можно будет объяснить эффектами переизлучения в "микротуманностях", окружающих эти звезды, то в интервале λ 3120–7000 Å $\text{In}(a)$ -переменные имеют нормальное распределение энергии в спектрах. Не исключено, что указанный эффект служит причиной аномальности закона дифференциального поглощения при измерении самих $\text{In}(a)$ -звезд.

В заключение автор считает своим долгом выразить глубокую признательность В. С. Шевченко за руководство работой, Б. В. Кукаркину и А. С. Шарову за ряд ценных замечаний и советов, высказанных при обсуждении материала. Кроме того, автор приносит благодарность М. Г. Нурмухамедову за помощь в работе и при оформлении статьи.

Литература:

1. В. С. Шевченко, сб. "Нестационарные звезды в Т-ассоциациях", 3, Ташкент, 1967.
2. П. Н. Холопов, АЖ 36, 295, 1959.
3. П. Н. Холопов, ПЗ 15, 3, 1964.
4. В. С. Шевченко, ПЗ 16, 121, 1967.
5. G. H. Herbig, "Advances in Astronomy and Astrophysics", 1, 47, New York, 1962.
6. G. H. Herbig, ApJ Suppl N 43, 337, 1960.
7. А. Джой, сб. "Звездные атмосферы", 644, ИЛ, 1963.
8. W. Wenzel, MVS 222, 1956.
9. C. Hoffmeister, AN 278, 24; 39, 1949.
10. Т. М. Барташ, Изв. КрАО 31, 37, 1964.
11. Т. М. Барташ, Изв. КрАО 34, 128, 1965.
12. A. B. Underhill, Contr. from the Dominion Astroph. Obs. Victoria N 56, 22, 1957.
13. S. Sharpless, ApJ 116, 251, 1952.
14. S. Sharpless, ApJ 136, 767, 1962.
15. H. L. Johnson, ApJ 126, 121, 1957.
16. Th. A. Lee, ApJ 152, 913, 1968.
17. H. L. Johnson, W. W. Morgan, ApJ 122, 142, 1955.
18. M. F. Walker, ApJ Suppl N 23, 1956.
19. A. W. J. Cousins, R. H. Stoy, ROB N 64, 1963.
20. L. Häggkvist, T. Oja, Arc. f. Astr. Bd. 4, N. 2, 137, 1966.
21. B. Iriarte и др., Sky and Tel. 30, N 1, 21, 1965.
22. И. В. Шпычка, Львов. цирк. № 42, 3, 1967.
23. L. Jacchia, AN 234, 215, 1928.
24. J. Gallo, PA 39, 267, 1931.
25. H. Rügemer, AN 247, 326, 1933.
26. А. В. Соловьев, АИ 41, 1945.
27. C. Payne-Gaposchkin, S. Gaposchkin, "Variable Stars", 303, 1938.
28. П. П. Паренаго, Тр. ГАИШ 25, 1954.
29. А. В. Соловьев, Г. Е. Ерлексова, Тадж. бюлл. № 34, 3, 1962.
30. S. E. Burt, AAVSO Abstracts, May 1962.
31. L. Gauchet, Zô-Sé Ann. 18, fasc. I, 1930.
32. PA 40, 631, 1932; 41, 40; 100; 156, 1933; HA 104, N 7, 206, 1937; AAVSO Bull., Rep. 22, 1956.
33. K. Burns, AJ 26, 138, 1910.
34. E. B. Frost, W. S. Adams, ApJ 19, 151, 1904.
35. E. G. Williams, ApJ 83, 305, 1936.
36. G. H. Herbig, ApJ 119, 483, 1954.

37. H. Menze, AN 261, 305, 1937.
38. Г. А. Гурзадян, АЖ 26, 329, 1949.
39. L. Meinunger, Die Sterne 43, h.1/2, 36, 1967.
40. J. M. Schaeberle, PASP 4, 82, 1892.
41. M. Wolf, E. von Gothard, AN 131, 157, 1893.
42. M. Wolf, MN 63, 506, 1903.
43. A. Blaauw, W. W. Morgan, BAN 12, 76, 1953; ApJ 119, 625, 1954.
44. D. W. Morehouse, ИБ 786, 1923.
45. B. V. Kukarkin, AN 233, 226, 1928.
46. A. Sewerny, ПЗ 3, N3-4, 30, 1930.
47. M. Z. Zwerev, Штернб тр. 8, 83; 144, 1936.
48. M. Loreta, BAF 3, 17, 1934.
48. L. Campbell, ЧС 418, 7, 1935.
49. H. Schneller, KVBВ 17, 32, 1936.
51. A. V. Nielsen, AN 266, 34, 1938.
52. Ph. Taylor, AJ 46, 93, 1937.
53. Z. Kopal, BZ 13, N9, 17, 1931.
54. A. E. Whitford, AJ 63, 201, 1958.
55. M. E. Méndez, TTB 4, N28, 91, 1967.
56. W. Baade, R. Minkowski, ApJ 86, 123, 1937.
57. J. Stebbins, A. E. Whitford, ApJ 102, 273, 1945.
58. H. L. Johnson, J. Borgman, BAN 17, 115, 1963.
59. J. B. Whiteoak, ApJ 144, 305, 1966.
60. S. Sharpless, ApJ 119, 200, 1954.
61. L. Divan, AAp 17, 456, 1954.
62. K. Wurm, L. Rosino, "Monochromatic Atlas of the Orion Nebula", Asiago, 1959; 1965.
63. M. E. Méndez, TTB 4, N28, 104, 1967.
64. Х. К. Арп и др., "Происхождение и эволюция звезд", ИЛ, 1962.
65. И. М. Копылов, Изв. КрАО 20, 156, 1958; 23, 148, 1960; 32, 88, 1964.

Астрономический институт
АН УЗССР

Ноябрь, 1970 г.