

АКАДЕМИЯ НАУК АРМЯНСКОЙ ССР
АСТРОФИЗИКА

ТОМ 2

ДЕКАБРЬ, 1966

ВЫПУСК 4

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ЗВЕЗДЫ
SS ЛЕБЕДЯ

Р. А. БАРТАЯ

Поступила 10 октября 1966

На основе спектральных наблюдений, проведенных в 1964—65 гг., выполнено спектрофотометрическое исследование звезды SS Лебедя. Наблюдениями охвачены три большие вспышки. Представлены кривые изменений монохроматических величин блеска ΔB , ΔU , цвета $\Delta(U - B)$ и эквивалентных шириин эмиссионных линий. Дана характеристика изменений общего вида спектра и кривых распределения относительной энергии в непрерывном спектре в зависимости от фазы блеска. Приведены сравнения с электрофотометрическими измерениями. Изложен вывод о том, что в минимуме блеска постоянно имеется спектр звезды G, сопровождаемый характеристиками, присущими как бы газовой оболочке—эмиссионными линиями и ультрафиолетовой эмиссией. При вспышке, имеющей, несомненно, тепловую природу и приписываемой компоненту G [3], а не B [4], характеристики, свойственные звезде типа G, постепенно переходят в таковые для более ранней звезды dA или, возможно, даже dB. При этом, ввиду сильного повышения блеска звезды, мы наблюдаем эффект, в котором постепенно все более доминируют характеристики звезды dA — dB, в максимуме же только они и остаются.

Хорошо известен интерес к звезде SS Лебедя, отличающейся особенностями изменений ее блеска и спектра. Они достаточно подробно описаны в недавно появившихся работах К. К. Чуваева [1] и Л. В. Мирзояна и Н. Л. Каллоглян [2] и потому мы не будем здесь задерживаться на них. Напомним лишь, что данная звезда, принадлежа к типу U Блинецов, по характеру распределения энергии в непрерывном спектре и переменности блеска, подобна звездам типов T Тельца и UV Кита [3, 4], а это делает особенно интересным ее исследование.

Надо сказать, что рассматриваемую звезду довольно широко исследовали со дня открытия, и ныне продолжается ее изучение, но, при всем этом, до сих пор не проводилось более или менее система-

Таблица 7

№№	№ негатива	Дата	Юлианские дни	Экспозиция (в минутах)	Среднее зенитное расстояние
1	2	3	4	5	6
		1964	2438...		
1	4148	12—13. VII	589.451	20	5°
2	4154	13—14. VII	590.485	25	3
3	4164	15—16. VII	592.326	20	37
4	4174	3—4. VIII	611.352	15	16
5	4183	5—6. VIII	613.416	10	1
6	4191	7—8. VIII	615.369	5	7
7	4193		423	10	4
8	4201	8—9. VIII	616.356	3	15
9	4202		365	5	6
10	4206		465	5	15.
11	4210	9—10. VIII	617.346	5	13
12	4223	10—11. VIII	618.344	3	13
13	4224		353	2	10
14	4233	11—12. VIII	619.346	3	11
15	4236		401	2	1
16	4243	12—13. VIII	620.326	2	16
17	4244		335	3	14
18	4245		351	20	10
19	4247		399	5	1
20	4248		412	15	4
21	4297	27—28. IX	666.290	8	5
22	4310	7—8. X	676.262	40	5
23	4315	8—9. X	677.224	60	3
24	4327	9—10. X	678.251	19	4
25	4359	14—15. X	683.355	10	35
26	4366	15—16. X	684.399	2	46
27	4367		405	5	48
28	4434	2—3. XI	702.156	5	3
29	4437		180	5	3
30	4443	3—4. XI	703.163	10	0
31	4444		174	6	2
32	4445	3—4. XI	703.182	4	4
33	4461	4—5. XII	734.196	15	30
34	4462		211	10	35
35	4478	5—6. XII	735.143	20	16
36	4479		162	13.	22

1	2	3	4	5	6
		1965			
37	4772	30—31.VII	972.408	20	5°
38	4781	31—1.VIII	973.391	35	7
39	4782		416	25	2
40	4786	1—2.VIII	974.386	40	7
41	4798	3—4.VIII	976.440	60	5
42	4799		479	40	17
43	4801	7—8.VIII	980.485	40	22
44	4805	8—9.VIII	981.496	1	27
45	4806		501	3	28
46	4824	22—23.VIII	995.393	35	6
47	4828	23—24.VIII	996.371	50	2
48	4829		414	60	12
49	4838	26—27.VIII	999.406	60	12
50	4839		450	50	28
51			2439...		
51	4848	27—28.VIII	000.421	60	18
52	4849		467	60	31
53	4858	28—29.VIII	001.439	60	25
54	4859		486	60	37
55	4870	31—1.IX	004.366	44	6
56	4875	2—3.IX	006.392	50	14
57	4876		436	60	28
58	4897	6—7.IX	010.474	50	40
59	4898		518	60	52

тических и непрерывных спектральных наблюдений, которые позволили бы проследить за изменениями спектральных характеристик в зависимости от переменности монохроматического блеска, выражающей изменения непрерывного спектра, независимо от влияния эмиссионных линий [4, 5]. Именно этой цели и служит наше исследование.

Наблюдательный материал. Наблюдения получены в 1964—1965 гг. с помощью 70-см менискового телескопа в комбинации с 8-градусной предобъективной призмой (дисперсия $166 \text{ \AA}/\text{мм}$ около H_γ ; предел спектра с коротковолновой стороны около 3500 \AA).

За 36 ночей наблюдения получено 59 спектрограмм (табл. 1), главным образом, на фотопластинках Кодак ОаО и лишь в пяти слу-

Как это следует из рис. 2, наблюдаемые нами максимумы нельзя считать однотипными. Интересно знать, зависит ли вид спектра от типа максимума. На этот вопрос мы не можем ответить прямо, ввиду того, что вспышки № 2 и № 3 с этой точки зрения недостаточно перекрыты наблюдениями, но если судить вообще по спектрам, относящимся к одним и тем же фазам и по изменениям, которые испытал спектр на восходящей и нисходящей ветвях первого максимума, можно считать, что мы не должны ждать заметных изменений, зависящих от типа максимума. Как мы увидим впоследствии, на то же самое указывают также и кривые распределения энергии в непрерывном спектре. Надо думать, что если изменения такого характера существуют, а естественно считать, что они действительно существуют [4], они мало заметны или не всегда присутствуют.

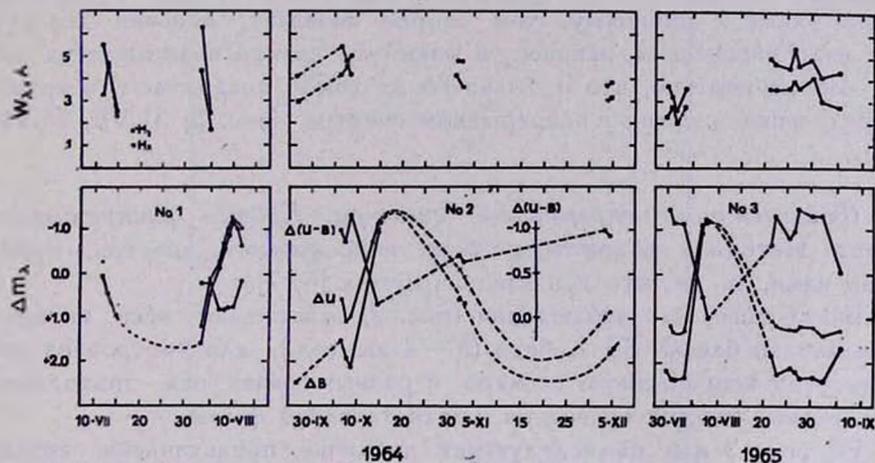


Рис. 2.

Таким образом, изменения, которые испытывает спектр звезды от минимума к максимуму, в общих чертах имеют следующий характер.

В минимуме наблюдаются весьма широкие диффузные эмиссионные линии, принадлежащие H, He I (λ 4026, λ 4471), He II (λ 4686) и Ca II (K). Оговоримся, что в спектре заметны и другие более или менее слабые эмиссионные линии. Как только начинается вспышка (восходящая ветвь каждой из наблюдаемых нами вспышек продолжается приблизительно 5—6 суток), интенсивность эмиссионных линий на восходящей ветви первых двух суток (рис. 1; 3.VIII, 5.VIII, 1964) быстро падает; затем появляются весьма широкие линии поглощения,

сопровожаемые эмиссией в центре (рис. 1; 8.VIII,1964). Очевидно, эти эмиссии в центре представляют собой остаточные вершины эмиссионных линий, присущих минимуму блеска. В данном случае эмиссионные линии узки и резки. Чем ближе к максимуму, тем уже и резче становится линия эмиссии и, следовательно, она почти полностью уступает место линии поглощения. Но мы должны заметить здесь же, что в то же самое время ослабевает и линия поглощения и в максимуме (рис. 1; 10.VIII,1964) спектр напоминает нам спектр типа Ве, с тем однако различием, что коротковолновый участок раньше начинает ослабевать и при большей градации, чем это имеет место обычно для звезд Ве. Это хорошо видно и на соответствующей кривой энергии (рис. 4; 10.VIII,1964; звезда сравнения В5). На нисходящей ветви почти полностью повторяется хотя и в обратном порядке картина, характерная для восходящей ветви: линия поглощения с эмиссией на середине, чем ближе к минимуму, тем скорее исчезает, эмиссия делается шире и интенсивнее и, наконец, в минимуме спектр возвращается точно к той же картине, что и была. То же самое показывают и кривые распределения энергии в непрерывном спектре (рис. 5; 31.VII, 28.VIII, 1965).

Фотометрия непрерывного спектра. Кривые распределения энергии. Методика фотометрирования непрерывного спектра, примененная нами, та же, что и в наших работах [6, 7].

Ввиду того, что наблюдения (рис. 2) охватывают весь интервал переменной блеска SS Лебедя (3—4 зв. вел.), для построения кривой энергии непрерывного спектра в разных фазах нам приходилось брать разные звезды сравнения, соответственно фазам.

На рис. 3 и в нижеследующей табличке представлены звезды, использованные нами в этих целях. Спектральные классы для этих звезд определены нами же, а звездные величины взяты по КATALOGУ АГК₂. Окончательно все значения приведены к звезде *a* (В5).

1. <i>a</i> 42°4189 9 ^m 6 В5	6. <i>f</i> 43°4024 8 ^m 5 F5
2. <i>b</i> F5	7. <i>g</i> 42 4197 8.8 В8
3. <i>c</i> 43 4022 В8	8. <i>k</i> В2
4. <i>d</i> 43 4030 8.8 F0	9. <i>l</i> F2
5. <i>e</i> 43 4034 9.2 В9	10. <i>m</i> G5

Следует заметить что при обработке каждой спектрограммы в качестве звезд сравнения применялись по крайней мере 2—4 звезды, а окончательно брались средние из приведенных к *a* значений

каждой из них. Это давало нам возможность осуществлять некоторый контроль редукции отдельных звезд к звезде *a* и, одновременно, избегать других возможных погрешностей. Среди последних могла быть и та, которая обусловлена присутствием в спектре SS Лебеда избыточного ультрафиолетового излучения, делающего спектр почти одинаковой интенсивности в фотографическом и ультрафиолетовом участках.

Среди обычных звезд выбор такой звезды, которая подходила бы как для фотографического, так и ультрафиолетового участка, весьма

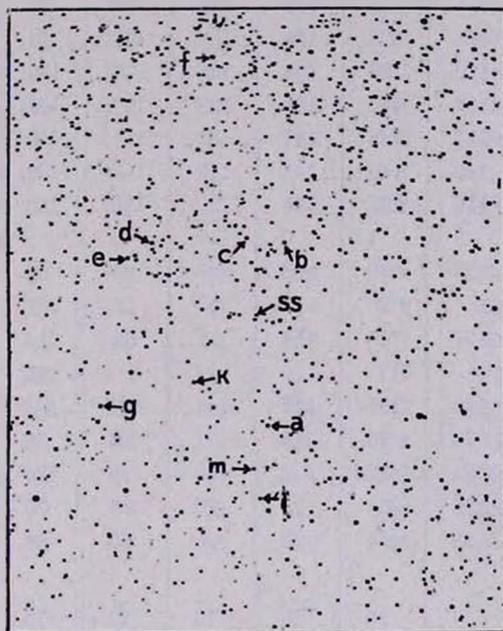


Рис. 3.

затруднен (если звезда не более ранняя, чем тип B3). Только комбинируя разные звезды, удается получать требуемое [6].

Табл. 2 содержит данные, характеризующие распределение энергии в непрерывном спектре SS Лебеда по отношению к звезде B5 (рис. 3; звезда *a*).

На рис. 4, 5, 6 представлены кривые энергии для разных фаз блеска. Каждая из них представляет собой среднюю из 2—3 наблюдений.

На рис. 4 представлены кривые энергии для разных фаз восходящей ветви вспышки № 1, вблизи максимума. Глубокий минимум, непосредственно относящийся к данному максимуму, нами не наблю-

ЗНАЧЕНИЯ ВЕЛИЧИНЫ 100 ($\Delta \lg I_{\lambda} + 1.0$)

I/λ Дата	2.06	2.14	2.22	2.30	2.38	2.44	2.48	2.52	2.55	2.57
1964										
12. VII		99	100	99	100	100	101	102	101	102
13. VII		77	79	82	86	90	90	90	90	92
15. VII		69	65	62	60	59	59	60	60	58
3. VIII	46	40	39	37	35	34	33	33	35	37
5. VIII	82	85	83	82	82	82	79	79	79	80
7. VIII	107	105	105	106	106	103	101	100	99	100
8. VIII	120	120	122	123	126	126	125	125	125	125
9. VIII	133	137	135	136	139	139	139	139	139	138
10. VIII		147	146	147	151	151	150	151	152	153
11. VIII	136	140	140	141	143	143	142	144	144	145
12. VIII	125	126	126	126	130	128	130	130	130	130
27. IX	19	5	1	0	0	2	5	7	8	13
7. X		53	40	38	35	36	38	40	41	43
8. X			26	22	19	20	21	26	28	31
9. X		21	16	14	12	11	14	17	21	27
14. X							135	136	129	125
15. X	137	133	135	137	140	142	142	142	142	143
2. XI	82	76	76	76	77	78	78	78	78	80
3. XI	76	73	72	72	74	75	76	77	77	78
4. XII	32	25	24	21	20	23	25	27	29	31
5. XII	44	38	34	28	26	28	30	33	35	37
1965										
30. VII	17	9	10	10	10	12	13	14	15	18
31. VII	17	9	4	3	3	5	8	12	15	20
1. VIII	11	5	2	2	2	4	6	6	8	12
3. VIII	15	8	6	4	4	7	8	9	11	13
7. VIII	140	134	133	133	135	139	139	141	141	140
8. VIII	148	147	146	145	144	145	146	146	147	146
22. VIII	35	28	26	23	21	25	27	29	32	35
23. VIII	15	10	7	6	8	10	14	16	19	22
26. VIII	22	15	12	12	12	15	17	21	24	26
27. VIII	21	11	9	8	8	10	12	17	19	22
28. VIII	10	4	2	2	4	6	9	12	16	18
31. VIII	4	4	3	3	2	4	8	11	14	17
2. IX	11	1	0	0	1	4	7	11	13	17
6. IX	31	28	26	26	27	28	29	31	32	34

$\Delta \lg I_{\lambda} = \lg I_{\lambda} (\text{SS Cyg}) - \lg I_{\lambda} (\text{BD } 41^{\circ}4189 - \text{B5})$

2.60	2.63	2.65	2.67	2.69	2.72	2.74	2.76	2.79	2.82	2.84
104	105	108	110	111	112	112				
59										
43	47	48	49	49	53	52	52			
82	87	88	90	93	96	97	99			
100	104	105	107	109	111	110	107	102		
124	125	126	127	126	127	127	128			
137	137	138	139	138	139	141	141	145		
152	154	155	154	154	153	152	150	146	142	139
148	151	153	157	161						
130	132	135	138	139	140	142	143	148		
21										
51	57	60	63	65	70	75	76	78		
39	44	46	47	49	54	56	58	60	62	61
35	43	48	50	52	58	61	60	61	62	64
124	126	128	128	128	127	127	124	122	121	
141	143	144	144	144	143	143	140			
84	88	92	95	96	102	104	105	108	112	114
81	85	88	90	92	96	97	102	106	108	
37	44	47	50	52	58	60	62	63		
40	47	52	54	55	60	64	66	70	76	78
24	29	30	32	34	35					
27	32	34	38	42	48	50	53	57	61	64
16	20	24	27	29	34	43	47	50		
17	23	27	30	32	40	45	48	49	50	51
140	139	139	139	141	138	141	139	138	131	128
144	143	143	144	144	145	143				
40	44	46	48	50	54	54	54	55	54	55
28	34	38	40	42	48	50	53	58	61	62
32	36	38	40	42	45	46	47	47	48	45
30	34	36	39	40	44	45	45	47	49	48
24	29	32	36	39	45	49	51	56	58	57
25	32	36	38	41	45	47	49	52		
22	27	32	34	36	40	42	42	42	47	
36	38	40	41	43	44	44	44	44	47	47

дался, как это видно из рис. 2. С этой точки зрения лучше представлена вспышка № 3. На рис. 5 представлены кривые энергии, соответствующие этой последней, для разных фаз. Здесь же для сравнения представлена кривая энергии одной из звезд сравнения m (G6) относительно звезды a (B5).

Для иллюстрации на рис. 6 представлены кривые энергии по спектрам, полученным в одну и ту же ночь (12.VIII.1964), но на разных фотопластинках (Кодак ОаF и Кодак ОаО). Они соответствуют фазе вблизи максимума на нисходящей ветви вспышки № 1. Данные, получаемые по обеим фотопластинкам, находятся, как видим, в хоро-

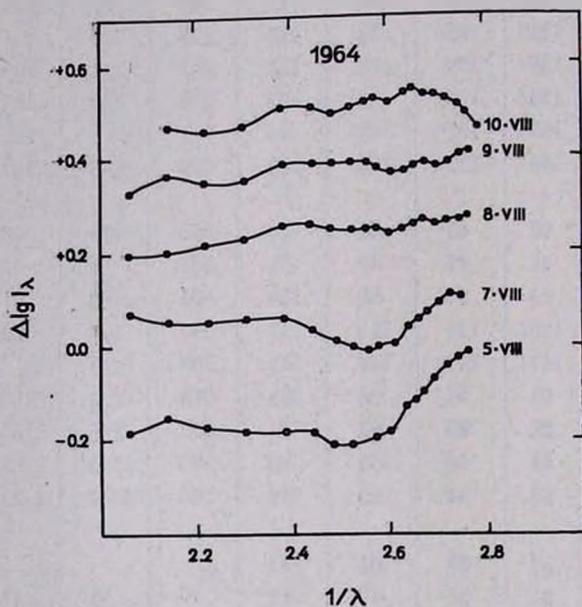


Рис. 4.

шлем согласии между собой и позволяют нам иметь единое представление о характере распределения энергии в визуальном, фотографическом и ультрафиолетовом участках.

Как это следует из указанных рисунков, в минимуме, судя по фотографическому участку, звезда относится к классу G (рис. 5), а по ультрафиолетовому—начиная от $\lambda^{-1} \approx 2.4$ обнаруживает избыточное излучение. При этом это последнее резко возрастает в зависимости от длины волны. Тут же заметим, что для данной вспышки (№ 3) кривые энергии, соответствующие минимуму, до и после вспышки, почти точно повторяют друг друга (рис. 5; 31.VII, 28.VIII, 1965).

Если рассмотреть кривые энергии, соответствующие табл. 2, увидим, что вообще, в одной и той же фазе блеска они по своему виду повторяются.

Интенсивность избыточного ультрафиолетового излучения постепенно уменьшается при росте блеска звезды (вернее говоря, блеск звезды в фотографическом участке растет значительно быстрее, чем в ультра-

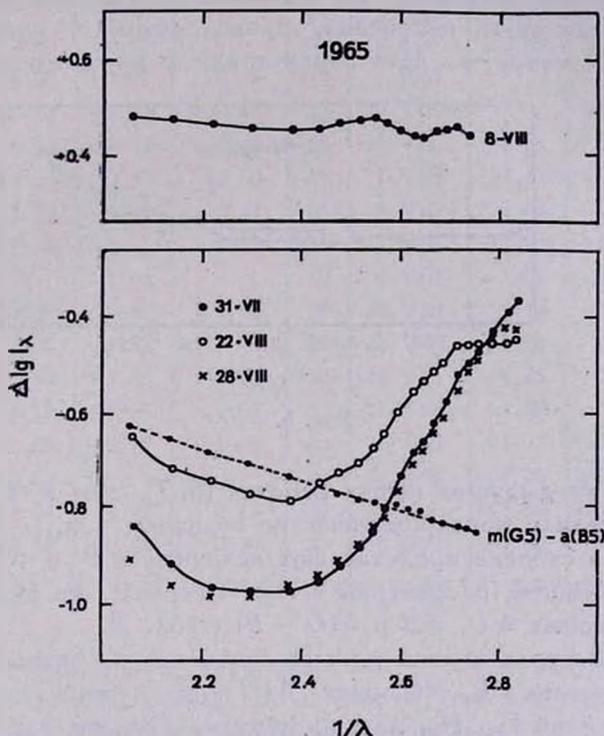


Рис. 5.

фиолетовом), а в максимуме оно почти вовсе и не заметно [2]. Более того, в максимумах 10.VIII.1964 и 8.VIII.1965 мы наблюдаем как бы даже падение интенсивности в ультрафиолете. Это следует рассматривать как реальное явление; подобное же наблюдается и при непосредственном рассматривании спектров, как об этом сказано и выше. Если считать, что в максимуме мы имеем дело со спектром типа dA или даже dB (рис. 1; 9 и 10.VIII, 1964), то наблюдаемый эффект находит простое объяснение.

Кривые монохроматического блеска. Эквивалентные ширины эмиссионных линий. Исследование изменений, происходящих в спек-

трах звезд с эмиссионными линиями, не может быть полным и даже удовлетворительным, если при этом не будет рассматриваться переменность монохроматического блеска звезды, свободного от непосредственного влияния эмиссионных линий на непрерывный спектр. Правда, монохроматические величины не определяются с той точностью, которая желательна; они менее точны, чем фотографические и, тем более, фотозлектрические величины, но зато они получаются синхронно со спектром и выражают изменения, происходящие в яркости самого непрерывного спектра, то есть характеризуют именно последний.

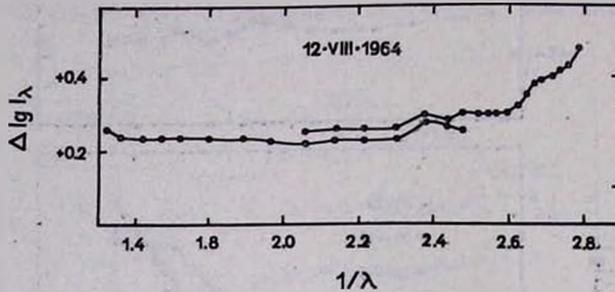


Рис. 6.

Как и в предыдущих наших работах [6, 7], так и в данном случае, мы определили монохроматические величины Δm_{4340} , Δm_{3850} , которые в какой-то степени представляют величины ΔB и ΔU в системе UBV . В дальнейшем, рассматривая наш материал, мы будем говорить просто о величинах ΔU , ΔB и $\Delta(U - B)$ (табл. 3).

На рис. 2 представлены кривые изменения во времени монохроматических величин ΔB , ΔU , цвета $\Delta(U - B)$ и эквивалентных ширин эмиссионных линий H_γ , H_δ , для промежутка времени наших наблюдений. Тут же заметим, что эквивалентные ширины эмиссионных линий (табл. 4) выражены в единицах непрерывного спектра звезды сравнения α .

Как видно из этого рисунка, амплитуда наблюдаемого изменения блеска составляет в цвете B $3^m 8$, что как сказано ранее, охватывает, вообще, весь интервал переменности звезды SS Лебедя. В этом отношении наши спектральные наблюдения полнее других [4, 5].

Если принять во внимание, что для звезды сравнения $m_{pg} = 9.6$, можем допустить, что в течение времени наших наблюдений фотографическая величина менялась в интервале $8.4 - 12.1$.

Требуется подчеркнуть то обстоятельство, что амплитуда вспышки в цвете B 1^m больше, чем в цвете U .

Таблица 3

№№	Дата	Δm_{3650}	Δm_{4340}	$\Delta(U-B)$	№№	Дата	Δm_{3650}	Δm_{4340}	$\Delta(U-B)$
	1964					1964			
1	12.VII	-0.30	+0.02	-0.32	19	3.XI	+0.08	+0.70	-0.62
2	13.VII		+0.45		20	4.XII	+1.00	+1.97	-0.97
3	15.VII		+0.95		21	5.XII	+0.90	+1.80	-0.90
4	3.VIII	+1.20	+1.57	-0.37		1965			
5	5.VIII	+0.08	+0.45	-0.37	22	30.VII		+2.25	
6	7.VIII	-0.25	-0.15	-0.10	23	31.VII	+1.25	+2.42	-1.17
7	8.VIII	-0.68	-0.58	-0.10	24	1.VIII	+1.42	+2.45	-1.03
8	9.VIII	-1.02	-0.90	-0.12	25	3.VIII	+1.38	+2.40	-1.02
9	10.VIII	-1.30	-1.17	-0.13	26	7.VIII	-1.02	-0.82	-0.20
10	11.VIII		-1.02		27	8.VIII	-1.08	-1.12	+0.04
11	12.VIII	-1.05	-0.65	-0.40	28	22.VIII	+1.15	+1.92	-0.77
12	27.IX		+2.52		29	23.VIII	+1.25	+2.35	-1.10
13	7.X	+0.62	+1.55	-0.93	30	26.VIII	+1.35	+2.20	-0.85
14	8.X	+1.10	+1.95	-0.85	31	27.VIII	+1.38	+2.30	-0.92
15	9.X	+0.98	+2.14	-1.16	32	28.VIII	+1.28	+2.45	-1.17
16	14.X	-0.68			33	31.VIII	+1.32	+2.42	-1.10
17	15.X	-1.07	-0.92	-0.15	34	2.IX	+1.50	+2.58	-1.08
18	2.XI	-0.10	+0.60	-0.70	35	6.IX	+1.40	+1.85	-0.45

$\Delta(U-B)$ меняется в интервале $0.0 \div -1.2$ и эти изменения коррелируют с блеском звезды. Если учесть, что для звезды сравнения B5 $U-B = -0.56$ (эта звезда действительно является звездой главной последовательности, судя по всем ее спектральным характеристикам), и пренебречь влиянием межзвездного поглощения, для $U-B$ получим следующий интервал переменности: $-0.56 \div -1.76$.

Иную картину показывают электрофотометрические наблюдения [1]. В частности, амплитуда изменения $U-B$ намного меньше ($-0.6 \div -1.0$) и в то же время почти не обнаруживает корреляции с переменностью блеска. Действительно, если пренебречь спадом на кривой $U-B$ (покраснением) в моменты быстрых усиления блеска, на которое указывает К. К. Чуваев, приписывая его запаздыванию ультрафиолетового излучения относительно фотографического при тепловом излучении, $U-B$ почти сохраняет свою величину, в пределах небольших колебаний, в ходе изменения блеска звезды как на восходящей, так и на нисходящей ветви вспышки ([1], рис. 2).

Таблица 4

№№	Дата	$\mathcal{W}_\lambda (\text{Å})$				
		H_β	H_γ	H_δ	H_ϵ	H_ζ
	1964					
1	12. VII		5.50	3.20	2.40	1.90
2	13. VII		4.50	4.60	4.00	4.53
3	15. VII		2.50	2.10	1.50	0.65
4	3. VIII	6.85	6.30	4.30	3.50	2.20
5	5. VIII	5.80	2.40	1.60	1.40	0.70
6	27. IX	6.00	4.15	3.00	1.75	1.60
7	7. X		5.50	4.20	3.75	2.75
8	8. X		4.85	4.60	3.40	2.00
9	9. X	7.00	5.05	4.20	4.20	3.00
10	2. XI	6.11	4.78	4.08	4.20	2.62
11	3. XI	6.48	4.79	3.58	4.12	2.77
12	4. XII	3.70	3.65	2.98	2.60	1.42
13	5. XII	3.92	3.82	3.10	3.08	1.75
	1965					
14	30. VII	4.32	3.58	2.22	2.34	1.49
15	31. VII	3.83	3.09	2.69	2.41	1.84
16	1. VIII	5.32	2.52	1.86	2.56	1.05
17	3. VIII	4.94	3.49	2.64	2.36	1.38
18	22. VIII	7.08	4.72	3.44	3.18	2.13
19	23. VIII	5.17	4.45	3.39	3.14	1.79
20	26. VIII	4.96	4.28	3.44	2.72	1.84
21	27. VIII	5.38	5.11	3.68	3.40	2.24
22	28. VIII	6.42	4.42	3.38	2.83	1.65
23	31. VIII	5.32	4.66	3.87	3.91	2.27
24	2. IX	4.44	3.92	2.78	2.71	1.70
25	6. IX	4.66	4.07	2.52	2.10	1.58

Причину этого явления мы должны искать в том, что при электрофотометрических измерениях мы не наблюдаем непосредственно за происходящими изменениями в непрерывном спектре — он искажен влиянием эмиссионных линий.

Надо иметь в виду, что эти искажения сильнее в цвете B , чем в U , так как интенсивность линий серии Бальмера, которые имеют доминирующее влияние, при переходе к высшим членам заметно падает. Поэтому получаемые результаты в цвете B должны больше

различаться между собой, чем в цвете U . К этому присовокупляется еще то, что искажение в U остается в большей или меньшей степени также и при спектральных наблюдениях, в то время как в цвете B они вовсе исключаются.

В максимуме блеска, когда эмиссионные линии почти вовсе незаметны и, следовательно, отсутствует их влияние на B и U , результаты электрофотометрических измерений совпадают со спектральными (-0.6 ; -0.56), а в минимуме, когда интенсивность эмиссионных линий максимальна, результаты также максимально различны (-1.0 ; -1.7). Это последнее указывает на то, что эмиссионные линии при электрофотометрических измерениях больше усиливают именно фотографический участок, нежели ультрафиолетовый, и тем самым некоторым образом компенсируют ультрафиолетовый избыток.

По этой же причине, амплитуда изменений как B , так и $U - B$, представляется нам довольно уменьшенной (в какой-то степени это касается также и U , разумеется), а изменения $U - B$ не могут быть в заметной корреляции с переменностью блеска.

Как видно из рис. 2 и табл. 4, интенсивность эмиссионных линий в минимуме меняется и вообще не остается постоянной для взятой фазы блеска.

Выводы. Выявленные характеристики кривых распределения энергии в непрерывном спектре, наряду с общими свойствами спектра, приводят нас к выводу о том, что в минимуме мы постоянно имеем дело со спектром звезды G , вместе с сопутствующим ему спектром, характерным как бы для газовой оболочки — с эмиссионными линиями и ультрафиолетовой эмиссией. При вспышке, которая носит несомненно тепловой характер, почему и должна приписываться G -составляющей [3], а не B [4] (так как иначе мы должны были бы наблюдать в максимуме излучение звезды более горячей, чем B , чего нет в действительности), характеристики звезды G постепенно переходят в таковые для более ранней звезды, в частности, для звезды dA или, возможно, даже dB . При этом растет также и блеск, вследствие чего мы постепенно наблюдаем эффект, в котором доминирующее значение имеют характеристики звезды $dA - dB$. В максимуме же мы имеем дело только с этой последней (экспозиция для фотографирования звезды, которая требуется в минимуме продолжительностью в 40 минут, в максимуме ограничивается всего лишь двумя минутами), а из характеристик оболочки наблюдаются только верхушки эмиссионных линий, которые, как сказано, иногда заметны даже и в максимуме внутри линий поглощения, и, возможно, остаточная эмиссия в бальмеровском континууме, которой, быть может, и вызвано некоторое по-

вышение интенсивности коротковолновой части спектра вблизи максимума. В зависимости от амплитуды вспышки они могут и не наблюдаться.

Флуктуации блеска в минимуме, на которые указывают электрофотометрические наблюдения и которые, согласно этим наблюдениям, носят характер нетеплового излучения подобно излучению звезд типов Т Тельца и UV Кита [4], не могут быть, естественно, доступны обнаружению при спектральных наблюдениях, требующих продолжительные — до 40 минут — экспозиции. Ведь флуктуации, о которых идет речь, продолжают в редких случаях максимум до 30 минут, а вообще они менее продолжительны.

Поэтому пока еще нельзя сказать с полной уверенностью, насколько обусловлены эти флуктуации в действительности переменностью интенсивности непрерывного спектра и не искажен ли этот эффект ощутимым образом эмиссионными линиями и эмиссией в балмеровском континууме. Разумеется, для звезды G5 вполне можно ожидать, наряду со значительными возгораниями чисто теплового характера, присутствия небольших вспышек нетепловой природы. Однако, роль последних в том избыточном ультрафиолетовом излучении, которое почти всегда наблюдается нами в минимуме, не может быть значительной. Нужно думать, что в минимуме мы имеем дело с некоторым постоянным источником избыточного ультрафиолетового излучения. В противном случае, при малоактивных минимумах мы вовсе не смогли бы наблюдать избыточную ультрафиолетовую эмиссию.

Заметим, что, как стало известно нам из частного сообщения Г. А. Гурзаяна, ему удалось, исходя из им же ранее предложенных соображений об одном возможном механизме свечения вспыхивающих звезд [8], найти механизм возбуждения эмиссионных линий у холодных звезд без нагрева атмосферы самой звезды. Именно при очень слабых вспышках, когда амплитуда колебания блеска практически равна нулю, обязательно появляются эмиссионные линии.

В заключение автор с благодарностью отмечает ценное участие Е. К. Харадзе в обсуждении статьи.

Абастуманская астрофизическая
обсерватория

THE SPECTROPHOTOMETRIC INVESTIGATION OF
SS CYGNI

R. A. BARTAYA

The spectral observations carried out by the author in 1964 and 1965 are used for a spectrophotometric investigation of SS Cyg and in particular of three intensive flares of this star. The light curves of monochromatic magnitudes ΔB , ΔU , and of the colour $\Delta(U-B)$ and values of the equivalent widths of emission lines are given. A general characteristics of the variations of spectrum and of relative energy distribution in continuous spectrum dependent on the phase are given. The results are compared with electrophotometer measurements. It is shown that at the minimum of light we have the G-star spectrum attended by the features characteristic to the gas shell-bright lines and ultraviolet emission. At the time of flare, which undoubtedly has a thermal nature, and is ascribed to the component G [3], and not to the B [4], the characteristics pertaining to a G-star, are changed little by little by those belonging to the earlier star dA or, possibly, to dB.

As a consequence of the strong increase of the star brightness, we observe an effect in which the features of a dA—dB star begin to dominate; at the maximum only these features are present.

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. К. К. Чузаев, Изв. КрАО, 28, 141, 1962.
2. Л. В. Мирзоян, Н. Л. Каллоляян, Астрофизика, 1, 385, 1965.
3. В. Г. Горбачкий, И. Н. Минин, Нестационарные звезды, М., 1963, 329.
4. М. С. Zuckermann, Ann. d' Astrophys., 24, 431, 1961.
5. F. Hinderer, Astr. Nachr., 277, 193, 1949.
6. Е. К. Харидзе, Р. А. Бартая, Бюлл. Абастум. астрофиз. обс., № 30, 3, 1964.
7. Е. К. Харидзе, Р. А. Бартая, Астрофизика, 1, 405, 1965.
8. Г. А. Гурзидян, Астрофизика, 1, 319, 1965.