

Л. ЛЕЭДЯРВ

СПЕКТРОСКОПИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ μ Sgr

(Представил Г. Кузмин)

1. Введение

μ Sgr (HD 166937) является спектроскопической двойной звездой. В ее спектре видны линии только одной звезды, так как другой компонент двойной системы — звезда с намного меньшей светимостью. По данным каталогов, главный компонент μ Sgr является сверхгигантом спектрального класса В8Ia [1, 2]. Невидимый спутник, вероятно, принадлежит к горячим звездам главной последовательности (спектрального класса В2V или еще более раннего). Основанием для такого предположения служит усиленный поток излучения в дальней УФ-области (наблюдения с бортов искусственных спутников Земли IUE и «Коперник») [3]. Согласно [2], линии H_{α} и H_{β} в спектре μ Sgr имеют эмиссионный профиль типа P Cyg.

Компоненты μ Sgr обращаются вокруг центра массы системы с периодом $P=180^d,45$ [4]. Наблюдаются затмения главного компонента звезды с тем же периодом, достигающие $0^m,14$ в области H_{α} [5, 6]. Затмения второго компонента звезды вызывают в той же области изменение блеска до $0^m,08$ [6].

Цель настоящей работы — анализ атмосферы главного компонента μ Sgr методом кривой роста, нахождение фундаментальных физических параметров и определение эволюционного статуса μ Sgr, а также измерение лучевых скоростей и вычисление элементов орбиты μ Sgr.

2. Данные наблюдений

Количественный анализ атмосферы главного компонента μ Sgr произведен на основе оригинального материала — 16 спектрограмм, полученных в 1981 г. в Национальной астрономической обсерватории Болгарской АН Л. Луудом и Т. Томовым. Кроме того, для измерения лучевых скоростей использовались 5 спектрограмм, снятых Т. Томовым в 1983 г. Спектрограммы получены с помощью телескопа диаметром зеркала 2 м и дифракционного куде-спектрографа (табл. 1).

Для определения распределения энергии во всем спектре μ Sgr использовались спектрофотометрические данные, полученные с помощью телескопа S2/68 с борта ИСЗ ТД-1 (в области 1360—2740 Å) [7] и наблюдения М. Дж. Барлоу и М. Коуэна в ИК-спектральной области (2,2—10 мкм) [8].

3. Эквивалентные ширины спектральных линий

По спектрограммам с помощью микрофотометра, сконструированного в Институте астрофизики и физики атмосферы АН ЭССР, получены

Таблица 1

Номер спектрограммы	Дата	Диапазон длин волн, Å	Экспозиция, мин	Дисперсия, Å/мм	Эмульсия
2К-419	20.05.81	4900—6700	5,2	18	103aF
420	20.05.81	3600—4700	6	9	IIaO
443	26.05.81	3600—4700	10,3	9	"
444	26.05.81	4900—6700	14,7	18	103aF
457	27.05.81	4900—6700	5,5	18	"
458	27.05.81	4850—6700	8	18	"
507	17.07.81	3600—4700	10,3	9	IIaO
508	17.07.81	4900—6700	16,6	18	103aF
509	17.07.81	3600—4700	19,5	9	IIaO
541	24.07.81	3600—4700	15	9	"
574	09.08.81	4900—6700	5	18	103aF
587	10.08.81	3600—4700	11	9	IIaO
588	10.08.81	4900—6700	8	18	103aF
624	21.08.81	3900—5000	18	9	IIaD
687	13.09.81	3600—4700	15	9	IIaO
772	08.10.81	3600—4700	19,5	9	"
1573	25.06.83	3600—4700	18	9	"
1574	25.06.83	3600—4700	19	9	"
1575	25.06.83	4900—6700	19	18	103aF
1587	27.06.83	3600—4700	18	9	IIaO
1588	27.06.83	4900—6700	18	18	103aF

регистрограммы с увеличением в 80 раз. На регистрограммах идентифицированы спектральные линии и измерены их эквивалентные ширины. В линиях H и K CaII видны образующийся в звезде компонент и межзвездный компонент. Линии D_1 и D_2 NaI имеют, наверное, только межзвездное происхождение. Линия H_α имеет изменяющийся профиль типа P Cug с двумя эмиссионными пиками. Линия H_β видна только на некоторых спектрограммах, у нее мы эмиссионный профиль не обнаружили. Около прохождения периастра увеличивается (почти в два раза) эквивалентная ширина линий гелия $\lambda=5876$ и 6678 Å. Согласно Л. Лоуэн [9], такой эффект обнаружен и у линии $\lambda=4471$ Å, но наши наблюдения около периастра не охватывают эту область спектра. Эквивалентные ширины остальных линий оказались неизменяющимися. Эти значения усреднены по всем наблюдениям 1981 г. и приведены в графе 3 табл. 2. Силы осцилляторов взяты из [10—13].

4. Анализ атмосферы главного компонента

Для количественного анализа атмосферы звезды был использован метод кривой роста. Сперва методом Унзоляда была найдена величина $\log N_2H$ — количество атомов водорода во втором возбужденном состоянии над 1 см^2 поверхности фотосферы, а также величины $\log N_{2^p}H$ и $\log N_{2^p}H$ для гелия. Логарифм электронной плотности $\log n_e$ вычислялся как по формуле Инглиса—Теллера, так и по методу Унзоляда (по эквивалентным ширинам линий H_γ и H_δ). Результаты несколько расходились и в дальнейшем мы использовали $\log n_e=12,91$, полученный методом Унзоляда.

В качестве теоретической кривой роста мы использовали кривую Унзоляда по [14]. Эмпирические кривые роста мы строили отдельно по линиям FeII, SII, SiII и CII, а затем по ним строили единую кривую роста (рис. 1). По расхождению ординат теоретической и эмпирических кривых роста мы определяли микротурбулентные скорости v_T в атмосфере звезды.

Таблица 2

$\lambda, \text{ \AA}$	Элемент (номер мультиплета)	$W_{\lambda}, \text{ \AA}$	$\log gf_{\lambda}$
1	2	3	4
6678	HeI	0,40—0,77	4,15
6582	CII (2)	0,10	3,56
6578	"	0,14	3,86
6562	H $_{\alpha}$	0,52—1,05	
6516	FeII (40)	0,11	0,63
6371	SiII (2)	0,45	3,72
6347	"	0,57	4,02
6092	SiII	0,04	
5979	SiII (4)	0,07	3,71
5957	"	0,11	3,74
5896	NaI (1) } межзвездные линии		
5890	"		
5876	HeI	0,38—0,85	4,18
5795	FeII (211)	0,06	
5779	FeII (24)	0,30	
5664	SII (11)	0,04	4,05
5646	SII (6)	0,07	3,12
5640	SII (14)	0,12	4,15
5606	SII (11)	0,06	4,10
5473	SII (6)	0,02	2,52
5453	"	0,14	4,04
5432	"	0,08	3,69
5428	"	0,05	3,12
5345	SII (38)	0,04	
5320	"	0,04	
5316	FeII (49)	0,14	1,74
5276	"	0,08	1,52
5264	FeII (48)	0,07	0,65
5234	FeII (49)	0,07	1,42
5212	SII (39)	0,09	4,38
5201	SII (6)	0,04	4,15
5197	FeII (49)	0,06	1,34
5169	FeII (42)	0,21	2,05
5056	SiII (5)	0,32	4,30
5047	SII (15)	0,08	2,84
5041	SiII (5)	0,23	3,99
5032	SII (7)	0,07	3,98
5018	FeII (42)	0,18	2,30
5015	HeI	0,31	2,88
4924	FeII (42)	0,15	2,08
4922	HeI	0,29	3,25
4861	H $_{\beta}$	1,40	
4815	SII (9)	0,07	4,21
4716	"	0,06	
4713	HeI	0,15	2,44
4648	FeII (25)	0,08	
4629	FeII (37)	0,08	1,17
4583	FeII (38)	0,15	1,56
4574	SiIII (2)	0,05	3,28
4567	"	0,05	3,75
4555	FeII (37)	0,08	1,15
4552	SiIII (2)	0,05	3,98
4549	FeII (38)	0,14	1,41
4541	"	0,08	0,56
4522	"	0,08	1,26
4515	FeII (37)	0,04	1,00
4508	FeII (38)	0,08	1,06
4491	FeII (37)	0,05	0,76
4481	MgII (4)	0,56	4,63
4471	HeI	0,32	3,37
4447	NII (15)	0,04	3,89
4416	FeII (27)	0,05	1,03
4388	HeI	0,18	2,76
4351	FeII (27)	0,14	1,43

Таблица 2 (продолжение)

1	2	3	4
4340	H _γ	1,42	3,98
4303	FeII (27)	0,07	1,10
4273		0,05	0,28
4267	CII (6)	0,14	4,36
4233	FeII (27)	0,14	1,71
4178	FeII (28)	0,10	1,17
4173	FeII (27)	0,06	1,02
4144	Hel	0,15	2,40
4131	SiII (3)	0,27	4,35
4128	"	0,26	4,18
4121	Hel	0,10	1,62
4102	H _δ	1,38	3,80
4026	Hel	0,25	2,90
4009	"	0,12	
3995	NII (12)	0,05	3,87
3970	H _e		
3968	CaII (1) }	бленда	
3964	Hel	0,18	2,31
3938	FeII (190)	0,05	1,58
3935	FeII (173)	0,07	1,80
3933	CaII (1)	межзвездная линия	
3926	Hel	0,08	1,94
3920	CII (4)	0,08	3,32
3918	"	0,07	3,02
3906	FeII (173)	0,04	
3889	H ₈	1,16	3,60
3871	Hel	0,08	1,74
3867	"	0,09	1,80
3862	SiII (1)	0,26	2,90
3856	"	0,26	3,39
3853	"	0,24	2,41
3835	H ₉	1,25	3,53
3819	Hel	0,27	2,56
3797	H ₁₀	1,19	3,47
3770	H ₁₁	1,28	3,41
3762	FeII (192)	0,08	
3759	FeII (154)	0,10	
3750	H ₁₂	1,00	3,37
3734	H ₁₃	0,78	3,30
3722	H ₁₄	0,69	3,27
3712	H ₁₅	0,62	3,24
3704	H ₁₆	0,58	3,21
3697	H ₁₇	0,43	3,18
3691	H ₁₈	0,38	3,16
3687	H ₁₉	0,37	3,13
3683	H ₂₀	0,25	3,11
3679	H ₂₁	0,18	3,09
3676	H ₂₂	0,14	3,07

Из табл. 3 видно, что эти скорости коррелируют с потенциалом возбуждения спектральных линий.

По кривой роста было определено число атомов в различных возбужденных состояниях — $\log N_i H/g_i$. По значениям $\log N_i H/g_i$ для одного химического элемента можно определить температуру возбуждения T_{ex} , если предположить наличие локального термодинамического равновесия в звездной атмосфере. По нашим определениям, T_{ex} в среднем 10 500 К. Но это довольно грубое определение. В дальнейшем мы использовали температуру ионизации T_{ion} , которую можно определить по количеству атомов одного элемента в различных стадиях ионизации. У μ Sgr таким элементом оказался кремний, по которому получено значение $T_{ion} = 13\,000$ К.

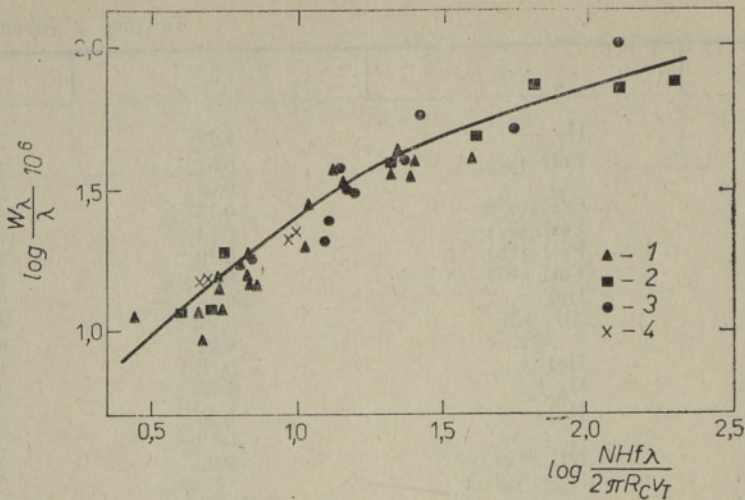


Рис. 1. Кривая роста для μ Sgr: 1 — FeII, 2 — SiII, 3 — SII, 4 — CII, сплошная линия — теоретическая кривая роста по Унзольду [14].

Используя величины T_{ion} , $\log N_i H/g_i$ и $\log n_e$, по формулам Больцмана и Саха для каждого элемента вычислено общее количество атомов над 1 см^2 поверхности фотосферы. При температуре 13000 K вклад нейтральных атомов незначительный, поэтому пришлось провести расчеты по количеству одно- и двукратно ионизованных атомов. Результаты, приведенные к $\log NH$ (водород) = $12,00$, даны в табл. 4. Для сравнения приведен химический состав сверхгиганта μ Cas по [15], Солнца по [16] и средний состав звезд спектрального класса В по [17].

Данные табл. 4 графически изображены на рис. 2. Бросается в глаза аномально большое содержание Mg и Fe. Мы затрудняемся сказать, насколько это соответствует действительности. Содержание Mg, например, определено только по одной спектральной линии. Следует иметь в виду, что использование единой температуры и единой электронной плотности во всей протяженной атмосфере является довольно грубым приближением. Большая разница температур возбуждения и ионизации подтверждает вывод, что применять метод кривой роста к горячим сверхгигантам надо очень осторожно.

По найденному химическому составу с помощью формулы

$$g = \frac{4n_e kT}{m_H \sum_i N_i H \mu_i} \quad (1)$$

Таблица 3

Таблица 4

Ион	v_T , км/с	ϵ , эВ
FeII	9,5	2,57—3,22
SiII	7,9	6,83—10,03
CII	7,3	14,39—17,97
SII	2,0	13,53—15,00

Элемент	μ Sgr	μ Cas	В-звезды, в среднем	Солнце
H	12,00	12,00	12,00	12,00
He	11,33	11,32	11,33	—
C	8,31	7,91	8,35	8,57
N	8,39	8,39	8,52	8,06
Mg	8,52	7,90	8,05	7,54
Si	7,98	7,81	7,70	7,55
S	7,06	—	—	7,21
Fe	8,44	—	—	7,40

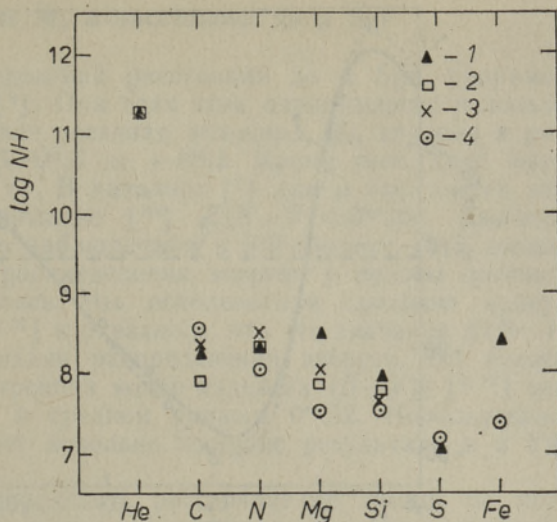


Рис. 2. Сравнение химического состава μ Sgr с химическим составом других звезд и Солнца: 1 — μ Sgr, 2 — κ Cas, 3 — средний состав В-звезд, 4 — Солнце.

получаем ускорение силы тяжести $\log g = 2,41$, которое можно считать нормальным для сверхгигантов.

5. Лучевые скорости и элементы орбиты

Для измерения лучевых скоростей были определены положения спектральных линий с помощью компаратора ИЗА-2. Для измерений мы выбрали наиболее интенсивные линии HeI, SiII, MgII и FeII, а также линии водорода и межзвездные линии CaII и NaI. Лучевые скорости вычислены путем линейной интерполяции.

Для каждой фазы орбитального движения вычислена средняя лучевая скорость (табл. 5; единица скоростей 1 км/с). Скорости по линиям водорода не учитывались, так как эти линии могут образоваться в газовой оболочке, скорость которой не соответствует скорости звезды, кроме того, точность определения положений широких линий водорода невысокая.

Средние скорости по межзвездным линиям CaII и NaI составляют соответственно $-7,5 \pm 1,7$ и $-11,0 \pm 3,5$ км/с.

Наблюдения μ Sgr в 1981 и 1983 гг. не охватывают всего периода

Таблица 5

J. D.	Фаза	Лучевая скорость	Средняя ошибка	Лучевая скорость по линиям водорода	Лучевая скорость по межзвездным линиям	
					CaII	NaI
2 444 743,6	0,950	+46,1	3,8	+42,3	-9,3	—
750,5	0,988	+23,9	2,3	+17,1	-4,6	-15,7
751,5	0,993	+19,7	0,7	—	—	-12,8
803,3	0,280	-44,6	2,5	-55,2	-7,0	-8,3
810,4	0,320	-35,5	4,7	-36,7	-7,5	—
826,3	0,408	-21,6	0,8	—	—	-10,3
827,3	0,413	-22,0	3,6	-27,0	-7,6	-8,0
838,3	0,474	-8,7	1,0	-4,2	-7,6	—
861,3	0,602	+8,6	3,5	+17,9	—	—
886,2	0,740	+32,5	6,3	+31,5	—	—
2 445 510,4	0,197	-62,3	7,2	-66,6	-10,7	-8,0
512,4	0,208	-58,9	6,1	-60,9	-6,0	-14,0

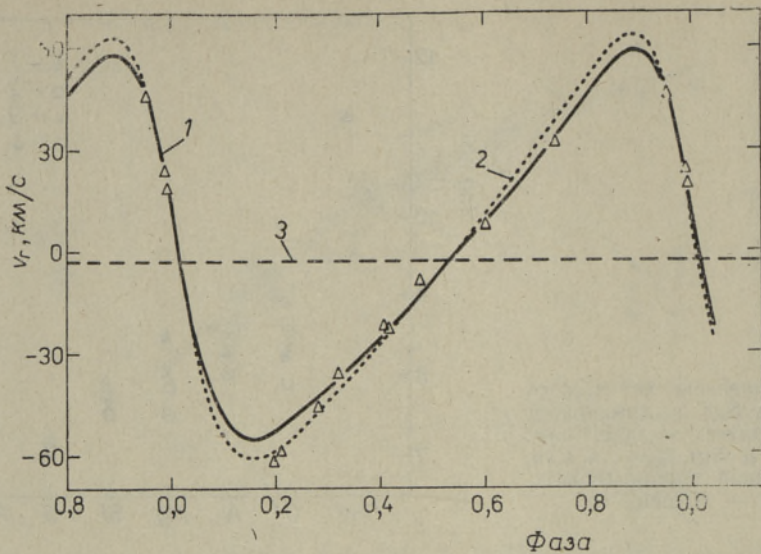


Рис. 3. Лучевые скорости μ Sgr: 1 — кривая лучевых скоростей по элементам орбиты О. Коля [4], 2 — кривая лучевых скоростей при $K=62$ км/с, 3 — скорость центра массы $\gamma=-2,7$ км/с (треугольником помечены данные наблюдений 1981 и 1983 гг.).

Таблица 6

Элемент орбиты	По [4]	По методу Ирвина
K , км/с	56,8	57,0
γ , км/с	-2,7	-2,6
e	0,395	0,385
ω	$79^{\circ},2$	$80^{\circ},6$
T , J. D.	2 444 752,90	2 444 753,50
$a \cdot \sin i$, км	$1,296 \cdot 10^8$	$1,305 \cdot 10^8$
$f(m)$, m_{\odot}	2,67	2,73

изменения лучевых скоростей, поэтому при расчетах фаз орбитального движения использовался период $P=180^d,45$, полученный О. Колем [4]. В [4] приведена также кривая лучевых скоростей, которая довольно хорошо согласуется с нашими наблюдениями (рис. 3). Элементы орбиты в [4] вычислены методом Лемана-Фильеса. Это очень простой метод, но он может оказаться неточным, если из-за формы кривой трудно определить моменты максимальной и минимальной лучевой скоростей. В таком случае лучше использовать метод Ирвина [18], который требует несколько большего объема вычислений. В настоящей работе эти вычисления выполнены на ЭВМ ЕС-1022 (табл. 6).

Как видно из табл. 6, вычисленные нами элементы орбиты несколько отличаются от полученных О. Колем. Представляет интерес на основе наших данных снова вычислить кривую лучевых скоростей и при возможности добиться лучшего согласия с наблюдениями. Разница между нашими и полученными О. Колем скоростями составляла не более 2,1 км/с и существенно лучшего согласия не получилось. Вычисления показали, что лучшего согласия можно добиться при увеличении полуамплитуды скоростей K до 62 км/с (рис. 3), но окончательно подтвердить это предположение могут только новые наблюдения.

6. Определение M_v и расстояния до μ Sgr

Существует несколько определений расстояния до μ Sgr, например, 0,9 [2], 1,08 [19], 1,60 кпс [8]. При всех этих определениях использовалась абсолютная визуальная звездная величина M_v , которая в разных работах варьирует от $-6^m,5$ до $-8^m,1$. Кроме того, надо точно знать избыток цвета $E(B-V)$. В каталоге [7] для μ Sgr дается значение $E(B-V) = 0^m,22$, согласно [19] $E(B-V) = 0^m,25$. Значение $E(B-V)$ можно уточнить по наблюдениям в УФ-области. Оно должно быть таким, чтобы кривая распределения энергии у полосы поглощения около 2200 Å выровнилась. Мы использовали среднюю кривую межзвездной экстинкции [20, 21] и оказалось, что эти значения $E(B-V)$ недостаточны для выравнивания распределения энергии. По некоторым предположениям о внутренних колор-индексах $(B-V)_0$ [8, 22] значение $E(B-V)$ получается в среднем равным $0^m,32$. Использование этого значения $E(B-V)$ дает довольно хорошие результаты и в УФ-области.

Далее мы попытались определить расстояние до звезды по межзвездным линиям, т. е. независимо от значения M_v . По эквивалентным ширинам H - и K -линий CaII по формулам

$$d = 3,1W_\lambda(H) \quad \text{и} \quad d = 3,1W_\lambda(K) \quad (2)$$

получилось в среднем $d = 1,37 \pm 0,14$ кпс. Из лучевых скоростей по межзвездным линиям можно также найти расстояние до звезды, используя формулу

$$v = dA \sin 2(l - l_0) \cos^2 b, \quad (3)$$

где v — лучевая скорость по линиям CaII или NaI, A — параметр Оорта, l , b — галактические координаты звезды, l_0 — галактическая долгота центра Галактики.

По наблюдениям в окрестностях Солнца $A = 15,4$ км/(с·кпс) [23]. Это дает расстояние до μ Sgr в среднем $d = 1,35 \pm 0,19$ кпс. Итак, определенные двумя методами значения расстояний почти совпадают, следовательно, можно принять $d = 1,36$ кпс. Используя теперь $E(B-V) = 0^m,32$ и $R = A_v/E(B-V) = 3,10$, получаем определенное независимым методом значение абсолютной визуальной звездной величины $M_v = -7^m,8$.

7. Проблема фундаментальных параметров

В литературе имеются некоторые определения линейного радиуса главного компонента μ Sgr по инфракрасной фотометрии: $R = 83,3 R_\odot$ [19] и $R = 123 R_\odot$ [8]. Значение радиуса зависит от выбранного значения расстояния, следовательно, и от значения $E(B-V)$. Используя теперь полученные нами значения d и $E(B-V)$, можно снова определить радиус главного компонента μ Sgr, а если найти эффективную температуру — оценить его светимость и массу.

Для определения углового диаметра, линейного радиуса и эффективной температуры звезды нами использовался метод Блэквелла—Шэллуса [24], основывающийся на сравнении наблюдаемого потока излучения с потоком от модели атмосферы. Угловой диаметр звезды находят по формуле

$$\theta = 2\sqrt{F_{E,\lambda}/F_{S,\lambda}}, \quad (4)$$

где $F_{E,\lambda}$ — монохроматический поток излучения на длине волны λ ,

наблюдаемый на Земле, $F_{s,\lambda}$ — монохроматический поток на звезде. Линейный радиус связан с угловым диаметром простой зависимостью

$$R = \theta d / 2. \quad (5)$$

Нулевое приближение эффективной температуры мы получим, выбрав модель атмосферы, с которой согласуются наблюдаемые потоки излучения. Определив по этой модели угловой диаметр, можно уточнить эффективную температуру звезды по формуле

$$\sigma T_{\text{eff}}^4 = 4F_E / \theta^2, \quad (6)$$

где F_E — интегральный поток излучения на земле, σ — постоянная Стефана—Больцмана. Далее, если нужно, можно по полученной температуре найти следующее приближение для θ и т. д.

Звезда μ Sgr имеет согласие с моделью атмосферы Куруча [25] с $T_{\text{eff}} = 12\,000$ К и $\log g = 2,5$. Для определения углового диаметра лучше использовать потоки в ИК-диапазоне, так как там бланкетирование, а также межзвездное поглощение меньше. Для μ Sgr, используя ИК наблюдения из [8], получается $\theta = 7,20 \cdot 10^{-4}$ угловых секунд. Взяв $d = 1,36$ кпс, получаем $R = 105 R_{\odot}$.

Второе приближение дает эффективную температуру 12 980 К. Это довольно большое значение для сверхгиганта спектрального класса В8. В общем, сверхгиганты имеют меньшую температуру, чем звезды главной последовательности тех же спектральных классов. По шкале эффективных температур сверхгигантов [8] полученное нами значение 12 980 К соответствует спектральному классу В6, характерная для класса В8 температура равна 11 500 К. Методом кривой роста также получена высокая температура ионизации — 13 000 К, а эффективная температура еще выше температуры ионизации. Можно бы сказать, что главный компонент μ Sgr является звездой более раннего спектрального класса. Но следует иметь в виду, что μ Sgr — двойная звезда, и если другой компонент этой системы действительно горячая звезда спектрального класса В2, то ее вклад в поток излучения в коротковолновом диапазоне может быть довольно большим. Это может оказать влияние на получаемое значение $E(B-V)$, а от него зависит выбор модели атмосферы, с которой согласуется наблюдаемый поток излучения.

По полученным параметрам можно вычислить светимость звезды L и поместить ее на диаграмму Герцшпрунга—Расселя. Тем самым можно получить некоторые сведения о другом компоненте двойной звезды. По нашим данным, для главной звезды получаем $\log L/L_{\odot} = 5,45$. Используя эволюционные треки с потерью массы из [26], можно массу главной звезды оценить приблизительно равным $25 M_{\odot}$ и возраст приблизительно $6,7 \cdot 10^6$ лет (начальная масса звезды была бы около $35 M_{\odot}$). По известной функции масс можно оценить и массу другой звезды. Взяв $\sin^3 i = 1$, получим минимальное значение массы около $17 M_{\odot}$. Такая звезда должна находиться около главной последовательности, иметь светимость $\log L/L_{\odot} \approx 4,4$ и эффективную температуру около 31 000 К. Это соответствует спектральному классу В0 [19]. В таком случае разность абсолютных визуальных звездных величин будет $\Delta M_v \approx 4^m,5$, если взять болометрические поправки из [27].

8. Заключение

В данной работе изучены физические характеристики звезды μ Sgr. Хотя вопросы об ее эффективной температуре и о возможной пеку-

лярности химического состава остаются нерешенными, можно более или менее уверенно сказать, что μ Sgr — это довольно молодая двойная система, в которой более массивная звезда, теряя массу по внутренним причинам, эволюционировала до стадии сверхгиганта. Звезда с меньшей массой осталась около главной последовательности. Эволюция с обменом массы маловероятна, так как расстояние между звездами довольно большое. Всестороннее изучение этой звезды может дать новые интересные результаты.

Автор приносит глубокую благодарность М. Ильмас за ценные замечания и советы в ходе выполнения данной работы, а также Л. Лууду за предоставление материала наблюдений и просмотр рукописи данной статьи.

ЛИТЕРАТУРА

1. Boss, B. General Catalogue of 33 342 stars for the Epoch 1950, 5. Washington, 1937.
2. Beals, C. B. Publ. Dom. Ap. Obs., 9, № 1, 1—137 (1951).
3. Plavec, M. J. IBVS, № 1598 (1979).
4. Kohl, O. Astron. Nachr., 246, № 5903, 425—428 (1932).
5. Morgan, W. W., Elvey, C. T. Astrophys. J., 88, № 1, 110—111 (1938).
6. Dorren, J. D., Guinan, E. F. Circ. Centr. Bur. Astr. Tel. IAU, № 3410 (1979).
7. Jamar, C. et al. Ultraviolet Bright-Star Spectrophotometric Catalogue, ESA Spec. Rept., № 27, 1976.
8. Barlow, M. J., Cohen, M. Astrophys. J., 213, № 3, 737—755 (1977).
9. Lowen, L. P. A. S. P., 62, № 365, 61—65 (1950).
10. Аллен К. Астрофизические величины. М., «Мир», 1977.
11. Грим Г. Спектроскопия плазмы. М., «Мир», 1969.
12. Miller, M. H. et al. Phys. Rev. A: Gen. Phys., 9, № 6, 2312—2323 (1974).
13. Phillips, M. M. Astrophys. J. Suppl. Ser., 39, № 3, 377—387 (1979).
14. Унзольд А. Физика звездных атмосфер. М., ИЛ, 1949.
15. Лууд Л. С., Нугус Т. А. Публ. Тартуск. астрофиз. обс., 36, 183—194 (1968).
15. Wihbroe, G. L. NBS. Spec. Publ., № 353, 127—138 (1971).
17. Minnaert, M. G. J. Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 117, № 3, 315—335 (1957).
18. Irwin, J. B. Astrophys. J., 116, № 1, 218—226 (1952).
19. Underhill, A. B. et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 189, № 2, 601—605 (1979) + Microfiche MN 189/1.
20. Sapar, A., Kuusik, I. Publ. Tartu AO, 46, 71—84 (1978).
21. Лууд Л. С. Публ. Тартуск. астрофиз. обс., 46, 55—70 (1978).
22. Brunet, J. P. Astron. Astrophys., 43, № 3, 345—358 (1975).
23. Haud, U., Jõeveer, M., Einasto, J. Proc. IAU Symp. № 106 (in press).
24. Blackwell, D. E., Shallis, M. J. Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 180, № 1, 177—191 (1977).
25. Kurucz, R. L. Astrophys. J. Suppl. Ser., 40, № 1, 1—340 (1979).
26. Maeder, A. Astron. Astrophys., 102, № 3, 401—410 (1981).
27. Buser, R., Kurucz, R. L. Astron. Astrophys., 70, № 4, 555—563 (1978).

Институт астрофизики и физики атмосферы
Академии наук Эстонской ССР

Поступила в редакцию
13/III 1984

μ Sgr SPEKTROSKOOPILINE UURIMINE

Töös on kõrgdispersiooniliste spektrogrammide põhjal uuritud kaksiktähe μ Sgr füüsikalisi karakteristikuid. Kasvukõvera meetodil on leitud peakomponendi atmosfääri mikro-turbulentsed kiirused ja keemiline koostis. Saadud anomaalselt suur Mg ja Fe sisaldus on vaevalt reaalne. Pigem on see viide sellele, et klassikaline kasvukõvera meetod pole alati rakendatav kuumadele ülihiidtähtedele. Mõõdetud radiaalkiirused ja nendest arvutatud orbiidi elemendid on kooskõlas varasemate määrangutega [4]. Interstellaarsete spektrijoonte järgi on saadud tähe kauguseks 1,36 kpc, mis kombineeritult ultravioletsetest vaatlustest määratud ekstsessiga $E(B-V)=0^m,32$ annab absoluutse tähesuuruse $M_v=-7^m,8$. Blackwell-Shallis meetodil on leitud peakomponendi raadius $R=105 R_\odot$ ja efektiivne temperatuur $T_{\text{eff}}=13000$ K, mille järgi täht peaks kuuluma varasemasse spektriklassi (B6) kirjanduses antud B8 asemel. Peakomponendi massiks on hinnatud $25 M_\odot$, kaaslasel $17 M_\odot$.

THE SPECTROSCOPIC STUDY OF μ Sgr

The results of the study of the binary star μ Sgr are presented. Twenty-one high-dispersion spectrograms have been used. The microturbulent velocities and the chemical composition of the atmosphere of the primary component have been determined by the curve-of-growth method. The abnormally great abundances of Mg and Fe found, are hardly real. Rather this indicates that the classical curve-of-growth method is not applicable in certain cases of hot supergiants. The radial velocities and orbital elements are in accordance with the data obtained by O. Kohl in [4]. We have found that the distance of the star is about 1.36 kpc, colour-excess $E(B-V)=0^m,32$ and $M_v=-7^m,8$. By the Blackwell-Shallis method it has been found that $R=105 R_\odot$ and $T_{\text{eff}}=13000$ K for the primary component. Therefore, its spectral class ought to be B6 instead of B8 as has been proposed in [1, 2, 3]. The masses of the components have been found to be approximately $25 M_\odot$ for the primary star and $17 M_\odot$ for the secondary star.