

О некоторых характеристиках пульсирующих звезд
с периодами в интервале 1–2 суток

О. Е. Мандель

На основании полуэмпирического соотношения период-светимость-цвет, выведенного из пульсационного закона $P \sqrt{\langle \rho \rangle / \langle \rho_{\odot} \rangle} = Q$ и прокалиброванного по переменным из шаровых скоплений, определены показатели цвета $(B - V)_0$ в минимуме блеска и средние абсолютные величины 32 цефеид сферической составляющей с периодами от одного до двух дней. Межзвездное поглощение учитывалось при помощи формулы Паренаго, при этом величины $a_0 \beta$ для каждой звезды определялись по близлежащим на небесной сфере шаровым скоплениям. По своему расположению в Галактике большая часть звезд исследуемой группы, находящихся на расстояниях до 3 кпс от Солнца, образует специфическую систему, плоскость симметрии которой совпадает с основной плоскостью Местной системы.

On some Characteristics of Pulsating Stars with Periods
from One to Two Days

by O. E. Mandel

On the basis of semi-empirical period-luminosity-colour relation deduced from the pulsation law $P \sqrt{\langle \rho \rangle / \langle \rho_{\odot} \rangle} = Q$ and calibrated with the help of globular cluster variables were obtained the colour indices $(B - V)_0$ at light minimum and the mean absolute magnitudes for 32 cepheids with the periods from one to two days. The interstellar absorption was taken into account with the help of Parenago's formula. The value $a_0 \beta$ for each star was determined using the neighbouring on the celestial sphere globular cluster. By their position in the Galaxy the majority of the investigated stars at the distance up to 3 kps from the Sun form a specific system, the plane of symmetry of which coincides with the basic plane of the Local system.

1. Группа пульсирующих переменных, периоды которых лежат в интервале 1–2 суток, обладает рядом особенностей. От цефеид плоской составляющей их отличает наличие горбов на нисходящих, а нередко и восходящих ветвях кривых блеска, большие лучевые скорости и амплитуды, как правило, превышающие те, которые следуют из зависимости период-амплитуда блеска. В то же время, от звезд типа RR Лиры эти переменные отличаются большим разнообразием светимостей, что видно, например, из рассмотрения такого рода переменных в шаровых скоплениях. Кроме того, небезинтересен тот факт, что по данным ОКПЗ, 1958 и Дополнений к нему среди звезд поля нашей Галактики не известно ни одной звезды типа RR Лиры с периодом от $0^d.9$ до 1^d . Высокие галактические широты некоторых звезд изучаемой группы и формы кривых блеска склоняют к тому, что большинство их относится к населению сферической составляющей, хотя среди звезд малой амплитуды имеются представители и плоской составляющей типа C ζ по Макаренко [3], например, SU Cas, GR Nor.

Указанные особенности, а также малое количество наблюдений достаточной точности ведут к тому, что задача определения ряда существенных характеристик исследуемых звезд оказывается весьма трудной. Так, при определении собственных цветов отсутствие спектральных наблюдений, хорошо распределенных по фазам изменения блеска, не дает возможности воспользоваться методом сдвига петли на диаграмме (U–B)–(B–V) вдоль линий покраснения до пересечения с соответствующими линиями равных спектральных классов. Применение метода Канаваджа [14] также не дает надежных результатов из-за того, что петли плохо "сшиваются" друг с другом, а иногда их вообще не удается совместить (например, BL Нег и XX Vir), или же эта операция оказывается довольно неопределенной (BL Нег и VZ Aql). По-видимому, используя наблюдения, относящиеся к различным фазам изменения блеска звезд сферической составляющей с короткими периодами изменения блеска ($1-2^d$), нельзя построить последовательность на диаграмме (U–B)–(B–V) подобно тому, как это было сделано для цефеид [6]. Это связано с тем, что поведение звезды в каждой точке кривой блеска лишь весьма приблизительно можно описать параметрами, характеризующими нормальные звезды. Ближе всего по своим свойствам цефеиды сферической составляющей, как и звезды типа RR Лиры, подходят к нормальным звездам, когда находятся в минимуме блеска. Поэтому метод определения собственных цветов путем сдвига вдоль линии покраснения или метод Канаваджа могли бы принести успех, если использовать наблюдения вблизи самого минимума блеска, но там мы имеем мало спектральных наблюдений и UB–наблюдения лишь для малого числа звезд. В то же время можно ожидать, что собственные цвета в минимуме блеска образуют некоторую последовательность на трехцветной диаграмме.

2. Мы сделали попытку определить истинные цвета, используя полуэмпирическое соотношение $P-L-C$, вытекающее из пульсационного закона

$$P \sqrt{\langle \rho \rangle / \langle \rho_0 \rangle} = Q. \quad (1)$$

Предполагая, что

$$\lg T_e = a + b(B - V)_0, \quad (2)$$

$$BC = c + d(B - V)_0, \quad (3)$$

где $(B - V)_0$ означает собственный цвет в минимуме блеска, из (1) легко получить выражение

$$\lg P + 0.3 \langle M_V \rangle = K_1 + A(B - V)_0. \quad (4)$$

Здесь

$$A = -3b - 0.3d, \quad (5)$$

$$K_1 = 12.70 - (3a + 0.3c) - 0.5 \lg M/M_\odot + \lg Q. \quad (6)$$

Для болометрической светимости и эффективной температуры Солнца приняты значения $M_{bol} = 4^m.72$ и $\lg T_{e\odot} = 3.763$ [11].

Предположения (2), (3) не лишены основания, так как для нормальных звезд классов светимости I, V в интервале спектральных классов F0 — G0 указанные соотношения выполняются достаточно точно [19, 25]. Далее, согласно современным теоретическим представлениям, массы цефеид сферической составляющей мало различаются на широком интервале периодов. Примем значения масс и постоянной пульсации для различных звезд изучаемой группы одинаковыми.

Формулу (4) можно преобразовать к видимым цветам и звездным величинам, используя известные соотношения:

$$\langle M_V \rangle = \langle V \rangle - (m - M)_0 - 3E_{B-V} \quad (7)$$

$$(B - V)_0 = (B - V) - E_{B-V} \quad (8)$$

где $(m - M)_0$ — истинный модуль расстояния. Здесь считается, что отношение общего поглощения в лучах V к селективному равно 3.0. Учитывая (7) и (8), находим:

$$\lg P + 0.3 \langle V \rangle = K + A(B - V), \quad (9)$$

где

$$K = K_1 + (0.9 - A) E_{B-V} + 0.3 (m - M)_0. \quad (10)$$

Таким образом, в случае постоянства величин M и Q , при условии справедливости (2) и (3), должна наблюдаться линейная зависимость между величинами $\lg P + 0.3 \langle V \rangle$ и $(B - V)$ для звезд, находящихся на одинаковых расстояниях и испытывающих равное покраснение, например, для звезд шаровых скоплений. Такая зависимость действительно имеет место, причем для звезд, периоды которых заключены в довольно широком интервале.

3. Мы использовали следующие данные: BV-фотометрию звезд типа RR Лиры и цефеид в NGC 5139 [15, 16], фотоэлектрические наблюдения Сторча звезд типа RR Лиры в шаровых скоплениях [29], фотометрию Арпа [12] цефеид в шаровых скоплениях. Для каждого скопления определялись величины A и K методом наименьших квадратов. При этом в NGC 5139 для звезд типа RR Lyr использовались средние для двух, выде-

ленных в [15] групп, данные, а величины $\langle V \rangle$ для звезд из работы Сторча получались прибавлением к значениям $V_{\min}$, приведенным в [29], поправки $\Delta V = \langle V \rangle - V_{\min}$, определенной по звездам соответствующих периодов в скоплении NGC 5139. Данные о цветах цефеид, взятые из работы Арпа, приведены к системе BV по формуле, данной Арпом [13], с учетом замечания Ферни [17] о необходимости увеличения арповских значений цветов на 0^m.07.

Используя E_{B-V} и $(m-M)_0$ из сводки Ван ден Берга [31] (модуль для M13 взят из работы Розино [26] и исправлен за поглощение согласно [30]), можем, зная K , определить K_1 из (10). Как обнаружилось в ходе вычислений, A и K_1 для различных скоплений совпадают в пределах ошибок определения. Поэтому были выведены средние взвешенные значения для четырех скоплений: NGC 5139, 5272, 5904 и 6205. При этом, поскольку число объектов в каждом скоплении мало, при выводе среднего значения и соответствующей средней ошибки использовалась теория малых выборок [1]. Найдено:

$$A = 1.24 \pm 0.08 \quad K_1 = -0.48 \pm 0.06 \quad (11)$$

Величины K_1 и A можно определить и непосредственно исходя из выражения (4). Величины $\langle M_V \rangle$ и $(B-V)_0$ можно определить на основании избытков цвета и модулей расстояния, взятых из сводки Ван ден Берга [31]. При этом становится возможным использовать данные о цефеидах еще из трех скоплений, а именно: NGC 7089, 6254 и 7078, а также о звездах типа RR Lyr из NGC 6341 и 6171. Нанеся величины $\lg P + 0.3 \langle M_V \rangle$ против $(B-V)_0$ на график, замечаем линейный характер зависимости между ними (Рис. 1). Отбросив по критерию 3 σ звезду №1 из NGC 7078, получим:

$$A = 1.21 \pm 0.11, \quad K_1 = -0.48 \pm 0.06. \quad (12)$$

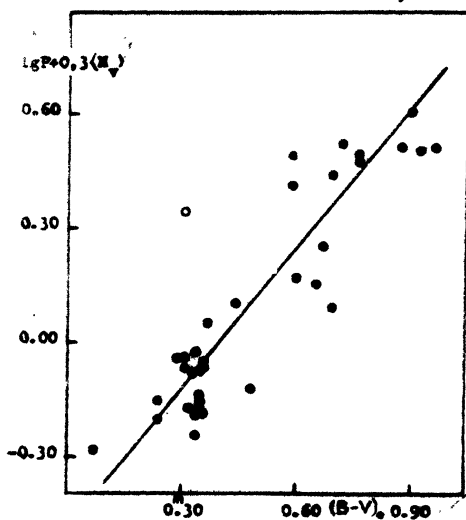


Рис. 1. Зависимость $\lg P + 0.3 \langle M_V \rangle - (B-V)_0$ для переменных типа RR Лиры и цефеид из шаровых скоплений. Белым кружком отмечена №1 из NGC 7078. Прямая линия соответствует формуле (13).

Преимущества решения (11) в том, что ошибки в определении E_{B-V} и $(m-M)_0$ для разных скоплений сказываются только на величинах K_1 , а в (12) эти ошибки совместно действуют и на K_1 и на A . Однако в (12) другое достоинство — большее количество объектов.

Отметим, что рис. 1 и результаты (11) и (12) свидетельствуют о том, что при нынешней точности наблюдательных данных можно считать массы звезд горизонтальной ветви одинаковыми для различных скоплений, равно как и соотношения типа (2), (3).

Сопоставив решения (11) и (12), принимаем среднее взвешенное значение для A . Итак, получаем:

$$\lg P + 0.3 <M_V> = -0.48 + 1.23 (B-V)_0 \pm 0.06 \pm 0.07 \quad (13)$$

или

$$\lg P + 0.3 <V> = -0.48 - 0.33 E_{B-V} + 0.3 (m-M)_0 + 1.23 (B-V) \quad (14)$$

Рассматривая (14) совместно с формулой Паренаго:

$$3 E_{B-V} = \frac{a_0 \beta}{\sin b} (1 - e^{-r \sin b / \beta}) , \quad (15)$$

можем определить E_{B-V} и $(m-M)_0$ и далее по (7) и (8) $(B-V)_0$ и $<M_V>$ для исследуемых звезд. При этом величины $a_0 \beta$ определяем для каждой звезды, пользуясь данными для близлежащих к ним на небесной сфере шаровых скоплений из [30, 31]. Величины β брались в зависимости от галактической долготы из таблицы 1 работы Фитц-Джеральда [18]. Для SE Her, BL Her и SW Tau данных о близлежащих скоплениях нет. В этом случае величины $a_0 \beta$ взяты по Шарову [9]. Наблюдения Кви [22] и Сторча [28] были предварительно по общим звездам приведены к системе каталога Митчелла и др. [24].

Результаты вычислений приведены в таблице 1. Избытки цвета E_{U-B} определены при помощи графика [4], при этом соотношение $Sp-(B-V)_0$ бралось по Шмидт-Калеру [27]. Далее в таблице приведены абсолютные величины в лучах V и B , амплитуды ΔV и ΔB изменения блеска, расстояния от Солнца и от галактической плоскости в парсеках.

4. По данным таблицы 1 звезды на диаграмме $(U-B)_0 - (B-V)_0$ располагаются в виде некоторой последовательности (рис. 2), которую можно представить следующей формулой:

$$(U-B)_0 = -0.54 + 1.46 (B-V)_0 \pm 0.09 \pm 0.15 \quad (16)$$

Обращает на себя внимание хорошо выраженная зависимость цвет-амплитуда блеска (рис. 3). Из таблицы 1 методом наименьших квадратов получаем:

$$(B-V)_0 = 1.27 - 0.60 \Delta B \pm 0.12 \pm 0.11 \quad (17)$$

или

$$(B-V) = 1.21 - 0.75 \Delta V \pm 0.12 \pm 0.13 \quad (17a)$$

Соотношение период-цвет, получаемое из таблицы 1, имеет вид:

$$(B-V)_0 = 0.27 + 1.62 \lg P \pm 0.06 \pm 0.29 \quad (18)$$

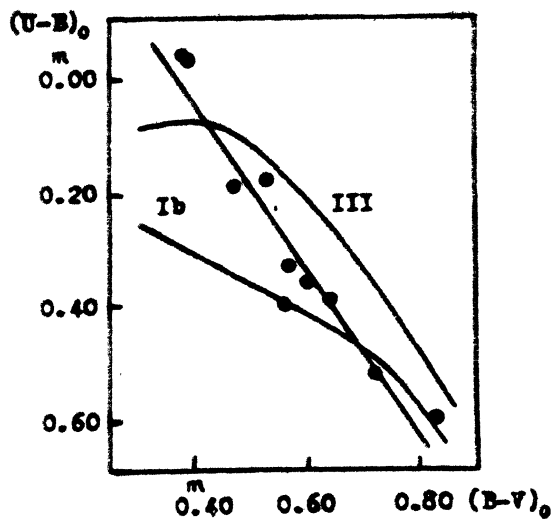


Рис. 2. Положение звезд из табл. 1 на трехцветной диаграмме. Прямая соответствует решению (16). Показаны последовательности для звезд классов светимости Ib и III по [27].

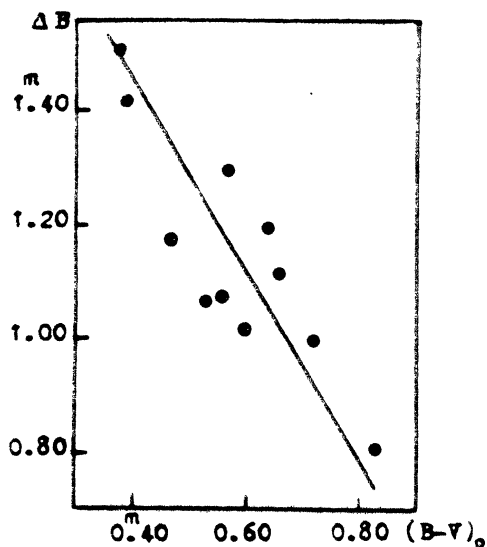


Рис. 3. Зависимость ΔB — $(B-V)_0$ для звезд из табл. 1. Прямая соответствует формуле (17).

Формулы (17) являются более точными, чем (18), ибо последняя не учитывает зависимости светимость-цвет, и отклонения от этой формулы показывают заметный ход со светимостью. Уклонения же от (17) и (17а) такого хода не показывают. Имея кривую блеска в лучах В или V, по формулам (17) и (17а) можно определить $(B-V)_0$ и далее по (13) $\langle M_V \rangle$. Для большинства звезд имеются наблюдения только в фотографической области спектра. Используя звезды, для которых имеются как фотоэлектрические, так и фотосграфические наблюдения, можно перейти от фотографических величин к системе В. Что касается звезд, наблюдавшихся на станции Лейденской обсерватории в Южной Африке, для которых имеются данные Spg — фотометрии, то перевод выполнялся по формуле из [32]:

$$B = 0.985 \text{ Spg} + 0.30$$

и в качестве $\langle B \rangle$ принимались медианные значения.

Для остальных звезд величины $\langle B \rangle$ получались прибавлением к медианной фотографической величине поправки $+0^m.3$, выведенной по звездам, для которых имеются и фотографические и фотоэлектрические наблюдения. При этом фотографические величины для звезд, исследовавшихся в [5], брались из [5], для ВХ Del из [8], для остальных из ОКПЗ, 1958.

Что касается амплитуд ΔB , то они были получены из фотографических амплитуд Δrg по формуле:

$$\Delta B = 0.65 + 0.50 \Delta \text{rg} \pm 0.13 \pm 0.13 \quad (19)$$

Эта формула получена нами по 11 звездам, входящим в таблицу 1. При этом для KZ Cen бралась амплитуда ΔSpg , полученная сравнением

Таблица 1

№	*	P	<V>	E _{B-V}	(B-V) ₀	E _{U-B}	(U-B) ₀	<M _V >	<M _B >	ΔV	ΔB	r	z
1	CE Her	1.21	12.2	0.12	0.38	0.09	-0.04	-0.3	-0.1	1.1	1.3	2700	+1000
2	V527 Sgr	1.26	14.88	0.05	0.53	0.04	0.18	0.24	0.64	0.98	1.06	7900	-2000
3	BL Her	1.31	10.20	0.14	0.47	0.11	0.19	-0.06	0.24	0.82	1.17	925	+310
4	XX Vir	1.35	12.25	0.07	0.39	0.05	-0.03	-0.43	-0.19	1.08	1.41	3100	+2400
5	KZ Cen	1.32	12.38	0.17	0.57	0.15	0.33	0.13	0.32	0.96	1.29	2250	+610
6	SW Tau	1.38	9.71	0.16	0.66	-	-	0.45	0.91	0.76	1.11	575	-290
7	DU Ara	1.64	12.21	0.29	0.56	0.25	0.40	-0.02	0.34	0.74	1.07	1850	-480
8	VZ Aql	1.67	13.60	0.33	0.64	0.29	0.39	0.28	0.77	0.79	1.19	2900	-310
9	V839 Sgr	1.84	14.90	0.09	0.60	0.08	0.36	-0.02	0.53	0.83	1.01	8550	-1800
10	V439 Sgr	1.89	12.16	0.22	0.72	0.19	0.52	0.43	0.99	0.70	0.99	1650	+470
11	RT TrA	1.95	9.7	0.16	0.83	0.15	0.60	0.8	1.5	0.6	0.8	475	-90

амплитуд Мартина [23] со значениями из [21]. Для V527 Sgr и V839 Sgr амплитуды взяты из [21], для RT Tr A из ОКПЗ, 1948 и для DU Ara из Первого Дополнения к ОКПЗ, 1958. Для остальных звезд Δ_{pg} взяты из [5].

Теперь, поскольку у нас имеются величины $\langle B \rangle$ и ΔB , удобно в формуле (13) заменить $\langle M_V \rangle$ на $\langle M_B \rangle$. Очевидно:

$$\langle M_V \rangle = \langle M_B \rangle - [\langle B \rangle - \langle V \rangle]_0$$

Заменяя $[\langle B \rangle - \langle V \rangle]_0$ на значения $(B-V)_0$ в минимуме блеска по соотношению

$$\langle B \rangle - \langle V \rangle = -0.159 + 0.989 (B-V)_0, \quad (20)$$

полученному по тем же 11 звездам, находим

$$\lg P + 0.3 \langle M_B \rangle = -0.53 + 1.53 (B-V)_0. \quad (21)$$

В таблице 2 приведены $(B-V)_0$ и $\langle M_B \rangle$, вычисленные по формулам (17) и (21), а также P , $\langle B \rangle$, ΔB , E_{B-V} , r и z для 21 звезды. Избытки цвета и расстояния вычислялись при помощи формулы Паренаго (15) и формулы, аналогичной (7):

$$\langle M_B \rangle = \langle B \rangle - (m-M)_0 - 4 E_{B-V} \quad (7a)$$

по вышеописанной методике.

Таблица 2

№№	*	P	$\langle B \rangle$	ΔB	$(B-V)_0$	$\langle M_B \rangle$	E_{B-V}	r	z
1	DE CrA	1.01	15.35	1.13	0.59	1.2	0.02	8200	-2500
2	V563 Cen	1.03	15.4	1.2	0.55	0.9	0.16	5900	+1900
3	BX Del	1.09	12.4	0.99	0.68	1.6	0.55	500	-90
4	V1052 Sgr	1.10	14.97	1.10	0.61	1.2	0.27	3400	-550
5	V716 Oph	1.12	12.8	1.45	0.40	0.1	0.24	2200	+1000
6	BQ CrA	1.13	13.96	1.33	0.47	0.5	0.14	3800	-900
7	WY CMa	1.14	14.7	0.85	0.76	1.9	0.10	3000	-410
8	BF Ser	1.17	12.2	1.33	0.47	0.4	0.03	2000	+1600
9	V517 Sco	1.18	14.7	1.33	0.47	0.4	0.37	3700	-420
10	VX Cap	1.33	14.9	1.45	0.40	-0.1	0.02	9600	-5900
11	V1153 Sgr	1.33	14.48	0.93	0.71	1.4	0.25	2600	-410
12	HQ CrA	1.41	14.94	1.35	0.46	0.1	0.22	3900	-620
13	MQ Aql	1.48	14.5	1.12	0.60	0.7	0.32	3200	-270
14	VW Mon	1.53	14.0	1.15	0.58	0.6	0.45	2100	-40
15	V745 Oph	1.60	13.5	1.21	0.54	0.3	0.33	2400	+900
16	NW Lyr	1.60	13.3	1.31	0.48	0.0	0.25	2900	+520
17	V971 Aql	1.62	13.8	1.35	0.46	-0.1	0.36	3100	-670
18	10 Koor ¹⁾	1.72	14.25	1.20	0.55	0.2	0.45	2900	-250
19	V714 Cyg	1.89	14.3	1.43	0.41	-0.6	0.35	5000	+630
20	V446 Mon	1.92	15.4	1.3	0.49	-0.2	0.98	2200	-50
21	V477 Oph	2.02	14.5	1.15	0.58	0.2	0.62	2300	+560

1) Предварительное обозначение. Переменность обнаружена и исследована Коореман [20].

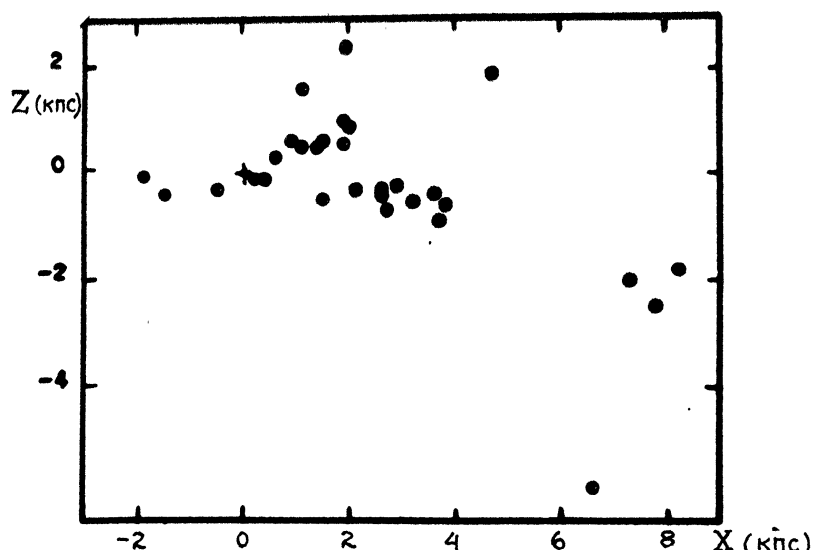


Рис. 4. Проекция положений звезд из табл. 1 и 2 на плоскость XOZ.

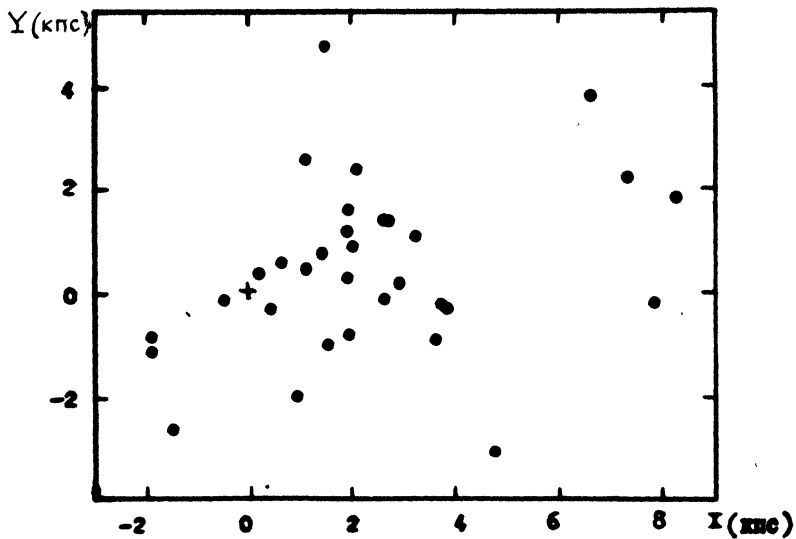


Рис. 5. Проекция положений звезд из табл. 1 и 2 на плоскость XOY

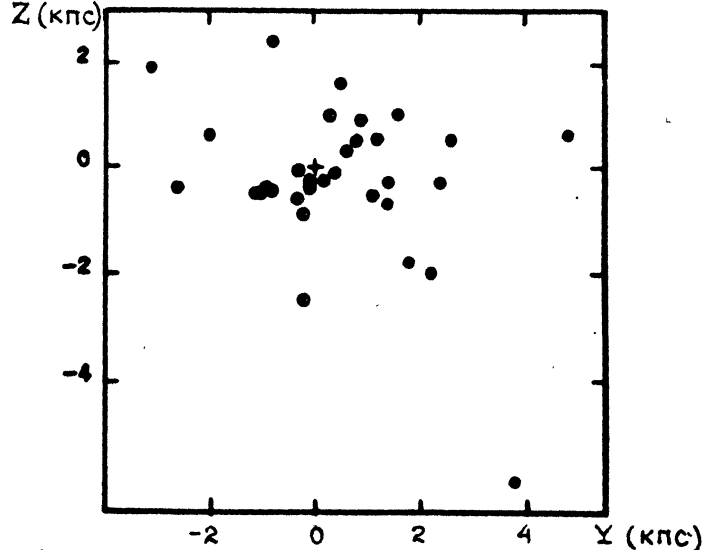


Рис. 6. Проекция положений звезд из табл. 1 и 2 на плоскость YOZ.
Крестиком отмечено положение Солнца.

5. Используя данные таблиц 1 и 2, вычислены прямоугольные галактические координаты каждой звезды по формулам:

$$x = r \cdot \cos b'' \cdot \cos l'', \quad y = r \cdot \cos b'' \cdot \sin l'', \quad z = r \cdot \sin b''$$

На рис. 4, 5, 6 представлены проекции положений звезд на координатные плоскости XOZ, XOY и YOZ соответственно. Крестиком отмечено положение Солнца. Изучение этих рисунков приводит к заключению, что большая часть звезд, находящихся в пределах 2 кпс от Солнца, образует специфическую и, по всей вероятности, осесимметричную систему. Уравнение оси легко может быть получено в проекциях на координатные плоскости. На основании рис. 4 и 5 находим (в кпс):

$$\begin{aligned} z &= 0.18 + 0.282x \\ &\quad \pm 7 \quad \pm 52 \\ y &= 0.04 + 0.503x \\ &\quad \pm 12 \quad \pm 80 \end{aligned} \quad (22)$$

Это находится в хорошем согласии и с данными рис. 6.

Заметим, что первое из уравнений (22) по существу совпадает с результатом Шнирельман [10], которая получила тангенс угла наклона между плоскостью концентрации звезд Местной системы и плоскостью Галактики в проекции на плоскость XOZ равным 0.288 ± 0.051 . Уравнения (22) дают наклон оси симметрии к плоскости Галактики

$$\phi = 14^\circ.1 \pm 3^\circ.3$$

Слишком малое число объектов не позволяет уверенно решить вопрос об основной плоскости симметрии. Однако можно утверждать, что полюс ее лежит на окружности большого круга, плоскость которого перпендикулярна прямой (22). Долгота восходящего узла этой окружности легко определяется на основании уравнений (22) и получается равной $116^\circ.7 \pm 3^\circ.7$. Координаты полюса должны удовлетворять уравнению:

$$\operatorname{tg} b'' = - \frac{\sin l''}{0.282} (\operatorname{ctg} l'' + 0.503). \quad (23)$$

Предполагая, что плоскость симметрии совпадает с плоскостью Местной системы, определяемой В-звездами, мы в случае справедливости этого предположения должны ожидать, что при подстановке в (23) одной из координат полюса Местной системы, например долготы, получим из (23) значение широты, совпадающее с широтой полюса Местной системы. Действительно, подставляя $l'' = 225^\circ.5$, полученное как среднее из сводки Паренаго [7] ($m \leq 6.0$), находим $b'' = 75^\circ.3 \pm 3^\circ.3$, что хорошо согласуется со значением $b'' = 75^\circ.0$, полученным из [7].

Таким образом, можно сделать вывод, что в Местную систему входят объекты как I, как и II типов населения, размеры ее значительно превышают принимавшиеся до сих пор, а В-звезды определяют основную плоскость симметрии этой системы. Этот результат свидетельствует в пользу высказанного Шмидтом предположения, что наша Галактика яв-

ляется двойной звездой системой [2]. Большой интерес в связи со всем вышеизложенным представило бы изучение пространственных скоростей исследуемой группы звезд.

Автор благодарен проф. В. П. Цесевичу за постоянное внимание к работе и ценные замечания.

Литература.

1. Т. А. Агекян, Основы теории ошибок, "Наука", Москва, 1968.
2. В. Зонн и К. Рудницкий, Звездная астрономия, стр. 216, ИЛ, Москва, 1959.
3. Е. Н. Макаренко, Физика звезд, 119, Киев, 1966.
4. О. Е. Мандель, АЦ № 515, 1969.
5. О. Е. Мандель, ПЗ 17, № 4, 347, 1970.
6. Н. С. Николов, АЖ 44, вып. 1, 120, 1967.
7. П. П. Паренаго, Курс звездной астрономии, стр. 206, Гостехиздат, Москва, 1954.
8. В. Сатывалдиев, Тадж бюлл № 47, 17, 1966.
9. А. С. Шаров, АЖ 40, вып. 5, 900, 1963.
10. П. Г. Шнирельман, АЖ 29, вып. 2, 179, 1952.
11. С. W. Allen, Astrophysical Quantities, London, 1963.
12. H. C. Arp, AJ 60, 1, 1955.
13. H. C. Arp, AJ 62, 129, 1957.
14. R. Canavaggia, Ann Astr 18, 431, 1955.
15. R. J. Dickens, J. Saunders, ROB № 101, 1965.
16. R. J. Dickens, J. V. Carey, ROB № 129, 1967.
17. J. D. Fernie, AJ 69, 258, 1964.
18. M. FitzGerald, AJ 73, 983, 1968.
19. H. L. Johnson, Ann. Rev. of Astron. and Astroph. ed. L. Goldberg, 4, 193, 1966.
20. C. J. Kooreman, BAN Suppl 3, № 2, 1968.
21. K. K. Kwee, Leid Ann 22, № 1, 1962.
22. K. K. Kwee, BAN 19, 374, 1968.
23. W. Chr. Martin, BAN 6, 225, 1932.
24. R. J. Mitchell, B. Iriarte, D. Steinmetz, H. L. Johnson, TTB 3, № 24, 1964.
25. D. C. Morton, T. F. Adams, ApJ 151, 611, 1968.
26. L. Rosino, KVB 4, № 40, 1965.
27. Th. Schmidt-Kaler, Landolt-Börnstein Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, ed. K. H. Hellwege (Springer-Verlag, Berlin), New Ser., Group VI, Vol. I, section 5.2.2, 1965.
28. C. Sturch, PASP 78, 210, 1966.
29. C. Sturch, ApJ 148, 477, 1967.
30. S. Van den Bergh, Cerro Tololo Contr № 10, 1967.
31. S. Van den Bergh, Cerro Tololo Contr № 15, 1967.
32. Th. Walraven, A. B. Muller, P. Th. Oosterhoff, BAN 14, 81, 1958.

Одесская астрономическая
обсерватория

Декабрь, 1969 г.