

ON THE SPACE DISTRIBUTION OF F TYPE STARS

M. A. VASHAKIDSE

The main purpose of the present note is to investigate the distribution of F type stars in the direction perpendicular to the galactic plane (southern hemisphere).

It may be assumed that in the vicinity of the Sun the equidensity layers are plane-parallel. Moreover, these layers are also parallel to the galactic plane. It is shown below that the curves $N_b(m)$ expressing the number of stars per square degree, brighter than the apparent magnitude m for any galactic latitude are connected with the curves $N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ expressing the same quantity for the galactic pole by means of a very simple relation (8).

This affords the possibility of deducing the curve $N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ from observations of stars in different galactic latitudes. Therefore, the distribution of stars in the direction perpendicular to the galactic plane may be derived with a much higher accuracy than in the case of the polar region alone being observed.

If the curves expressing the distribution of stars in the direction of the galactic pole, as drawn on the basis of star counts in different galactic latitudes, do not coincide this indicates the presence of absorption. In fact, the latter may be determined from the discrepancy between the curves.

To draw the curves of density distribution of F type stars, Schwarzschild's integral equation was used:

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r dr \quad (1)$$

where $D(r)$ is the space density of stars, $\varphi(M)$ —the function of star distribution according to absolute brightness and ω —the solid angle.

This equation may be solved numerically by J. Bok's¹ method. In our case density D is the function of ζ alone, and after substituting r by $\zeta \sec(90-b)$, where b is the galactic latitude, equation (1) takes the form:

$$A_b(m) = \omega \operatorname{cosec}^3 b \int_0^\infty D(\tau) \varphi(m - \zeta \log \tau - \zeta \log \operatorname{cosec} b) \tau^2 d\tau \quad (2)$$

Denoting in this equation $m - \zeta \log \operatorname{cosec} b$ by m' we find that

$$A_b(m' + \zeta \log \operatorname{cosec} b) = \omega \operatorname{cosec}^3 b \int_0^\infty D(\tau) \varphi(m' - \zeta \log \tau) \tau^2 d\tau \quad (3)$$

In case $b = \frac{\pi}{2}$ we have:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m') = \omega \int_0^\infty D(\tau) \varphi(m' - \zeta \log \tau) \tau^2 d\tau \quad (4)$$

Comparing (3) and (4) we find:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m') = \sin^3 b A_b(m' + \zeta \log \operatorname{cosec} b) \quad (5)$$

For $A_b(m')$ and $A_{\frac{\pi}{2}}(m')$ we then introduce the values $N_b(m)$ and $N_{\frac{\pi}{2}}(m)$

$$N_{\frac{\pi}{2}}(m) = \int_{-\infty}^m A_{\frac{\pi}{2}}(m') dm', \quad N_b(m) = \int_{-\infty}^m A_b(m') dm' \quad (6)$$

Combining (5) and (6), we find:

$$N_{\frac{\pi}{2}}(m) = \sin^3 b \int_{-\infty}^m A_b(m' + \zeta \log \operatorname{cosec} b) dm' \quad (7)$$

Putting $m' + \zeta \log \operatorname{cosec} b = \mu$, we get:

$$N_{\frac{\pi}{2}}(m) = \sin^3 b \int_{-\infty}^{m + \log \operatorname{cosec} b} A_b(\mu) d\mu = \sin^3 b N_b(m + \zeta \log \operatorname{cosec} b) \quad (8)$$

Or, denoting again $m + \zeta \log \operatorname{cosec} b$ by m' we have:

$$N_{\frac{\pi}{2}}(m' - \zeta \log \operatorname{cosec} b) = \sin^3 b N_b(m') \quad (9)$$

The relation (9) between $N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ and $N_b(m')$ will be used as the basis of further calculations.

As material for the present investigation served 14 Kapteyn Areas of the southern hemisphere (galactic latitude 31° to 73°). The spectral types of the stars in these areas were determined by F. Becker down to 12.5 mg. We confined ourselves to stars down to the 12-th mg. since only to that limit Becker's catalogue can be considered as sufficiently complete.

Table I gives the values of $\log[\sin^3 b N_b(m')]$ for different m' and b , obtained from the counts in Becker's areas:

TABLE I 366000

b	λ	$m'=9.0$	$m'=9.5$	$m'=10.0$	$m'=10.5$	$m'=11.0$	$m'=11.5$	$m'=12.0$	$3 \log \operatorname{cosec} b$	No. of area
-73°	271°	0.54	0.79	1.14	1.28	1.30	1.49	1.59	-0.06	164
-69	245	0.60	0.75	0.95	1.19	1.30	1.40	1.51	-0.09	165
-69	297	—	0.60	0.68	1.11	1.37	1.41	1.74	-0.09	187
-61	226	0.13	0.52	0.68	1.15	1.30	1.48	1.53	-0.17	166
-61	314	0.30	0.73	0.97	1.11	1.30	1.56	1.69	-0.17	186
-57	261	0.81	1.03	1.19	1.29	1.49	1.57	1.76	-0.23	188
-53	291	0.19	0.61	1.01	1.20	1.51	1.61	1.67	-0.29	199
-52	325	9.68	9.68	9.99	0.92	1.31	1.51	1.61	-0.31	185
-51	219	0.37	0.57	0.74	0.97	1.16	1.31	1.37	-0.34	167
-47	241	0.44	0.77	0.85	1.13	1.28	1.44	1.65	-0.41	189
-41	321	9.45	0.49	0.75	0.87	1.04	1.33	1.40	-0.55	184
-40	303	0.52	0.75	1.01	1.20	1.26	1.41	1.53	-0.58	198
-40	217	9.71	0.43	0.81	1.07	1.22	1.29	1.36	-0.58	168
-31	321	—	9.14	0.21	0.73	0.91	1.07	0.31	-0.86	183

Shifting the curve $\sin^3 b N_b(m')$ to the left along the axis m' by $\zeta \log \operatorname{cosec} b$ we get according to the formula (9) the curve $N_{\frac{\pi}{2}}(m')$. Every two lines in

Table II correspond to one area. The first line gives the values of m , reduced in the above way, the second line giving the corresponding values of $N_{\frac{\pi}{2}}(m')$.

TABLE II 366000

b	λ	$m'=9.0$	$m'=9.5$	$m'=10.0$	$m'=10.5$	$m'=11.0$	$m'=11.5$	$m'=12.0$	$3 \log \operatorname{cosec} b$	No. of area
-73°	271°	8.90	9.40	9.90	10.40	10.90	11.40	11.90	-0.10	164
		0.54	0.79	1.14	1.28	1.30	1.49	1.59	-0.15	165
-69	245	8.85	9.35	9.85	10.35	10.85	11.35	11.85	-0.15	187
-69	297	—	0.60	0.68	1.11	1.37	1.41	1.74	-0.25	166
-61	226	8.75	9.25	9.75	10.25	10.75	11.25	11.75	-0.25	186
-61	314	0.13	0.52	0.68	1.15	1.30	1.48	1.53	-0.25	188
-57	261	8.75	9.25	9.75	10.25	10.75	11.25	11.75	-0.38	199
-53	291	0.30	0.73	0.97	1.11	1.30	1.56	1.62	-0.45	185
-52	325	8.62	9.12	9.62	10.12	10.62	11.12	11.62	-0.52	167
-51	219	0.81	1.03	1.18	1.29	1.49	1.57	1.76	-0.58	189
		8.55	9.05	9.55	10.05	10.55	11.05	11.55	-0.68	184
-47	241	0.19	0.61	1.01	1.20	1.51	1.61	1.67	-0.92	198
-47	241	8.48	8.98	9.48	9.98	10.48	10.98	11.48	-0.96	168
-41	321	8.42	8.92	9.42	9.92	10.42	10.92	11.42	-1.44	183
-40	303	0.37	0.57	0.74	0.97	1.16	1.31	1.37		
-40	217	8.32	8.82	9.32	9.82	10.32	10.82	11.32		
-31	321	0.44	0.77	0.85	1.13	1.28	1.44	1.65		
		8.08	8.58	9.08	9.58	10.08	10.58	11.08		
		9.45	0.49	0.75	0.87	1.04	1.33	1.40		
		8.04	8.54	9.04	9.54	10.04	10.54	11.04		
		0.52	0.75	1.01	1.20	1.26	1.41	1.53		
		8.04	8.54	9.04	9.54	10.04	10.54	11.04		
		9.71	0.43	0.81	1.07	1.22	1.29	1.36		
		7.56	8.06	8.56	9.06	9.56	10.06	10.56		
		—	9.14	0.21	0.73	0.91	1.07	0.31		

With the aid of the data contained in Table II, the mean curve $\log N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ was drawn, without accounting for absorption. The curves $\log N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ drawn from star counts in different galactic latitudes will not coincide if there is some absorption, i. e. curves based on counts in high latitudes should range to the left of curves drawn on the basis of counts in low latitudes. Such a phenomenon is actually observed in our case. The displacement, however, does not exceed 0^m_3 and we decided to neglect it drawing the mean curve. Such a negligible absorption can probably be explained by our areas being located in comparatively high galactic latitudes.

For the sake of comparison we have drawn curves $N_{\frac{\pi}{2}}(m)$ for stars of all spectral types, according to Seares' counts in different galactic latitudes. His figures also give a certain shift of the low latitude curves, but in the opposite direction contrary to our results for F type stars. Obviously, this shift cannot be explained by absorption. Consequently, Seares' counts are strongly at variance with the hypothesis of plane-parallel layers.

To solve (5) numerically by Bok's method, let us assume $5 \log \tau - 5 = n$

$$\text{Hence, } \tau = 10^{0.2n+1} \quad d\tau = 10^{0.2n+1} \cdot 0.2 \log_b 10 \, dn.$$

Introducing these values into (4) we find:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m) = w \int_{-\infty}^{+\infty} d(n) \varphi(m-n) 100 \cdot 2^{0.6n+2} \log_b 10 \, dn,$$

or, denoting $10^{0.6n+2} \cdot 0.2 \log_b 10$ by $K(n)$ and $D(\tau)K(n)$ by $d(n)$:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m) = w \int_{-\infty}^{+\infty} d(n) \varphi(m-n) \, dn. \tag{10}$$

Since the overwhelming majority of F type stars has an absolute brightness ranging from 2.25 to 5.25, viz.

$$2.25 < m-n < 5.25, \quad m-2.25 > n > m-5.25$$

equation (10) may be written as follows:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m) = w \int_{m-5.25}^{m-2.25} d(n) \varphi(m-n) \, dn. \tag{10'}$$

For the numerical solution of the problem we write equations for different values of m when $w=1$:

$$\begin{aligned} A_{\frac{\pi}{2}}(m) = & \frac{1}{2} d(m-2.25) \varphi(2.25) + d(m-2.75) \varphi(2.75) + d(m-3.25) \varphi(3.25) + \\ & + d(m-3.75) \varphi(3.75) + d(m-4.25) \varphi(4.25) + d(m-4.75) \varphi(4.75) + \\ & + \frac{1}{2} (m-5.25) \varphi(5.25) \end{aligned} \tag{11}$$

This set of equations may be solved in respect of the unknown quantities $d(m)$, if the luminosity function $\varphi(m)$ is known.

If we take all the F type stars contained in the catalogue of Adams and Joy (1921), their distribution after absolute magnitude may be presented in the following form (column II of the Table III):

TABLE III 366020

Absolute magnitude	I	II	Absolute magnitude	I	II
from -2.5 to 2.0	3	0	from -2.0 to 2.5	35	0
» -2.0 » 1.5	5	0	» -2.5 » 3.0	46	15
» -1.5 » 1.0	8	0	» -3.0 » 3.5	61	50
» -1.0 » 0.5	6	0	» -3.5 » 4.0	93	93
» -0.5 » 0.0	5	0	» 4.0 » 4.5	40	50
» 0.0 » 0.5	5	0	» 4.5 » 5.0	5	15
» 0.5 » 1.0	11	0	» 5.0 » 5.5	1	0
» 1.0 » 1.5	10	0	» 5.5 » 6.0	2	0
» 1.5 » 2.0	21	0			

It may be seen from this table that with decreasing brightness, the number of stars with an absolute magnitude of 2.75, 3.25, and 3.75 increases, to drop abruptly for 4.25 and 3.75 mg. Table III, however, is not actually a luminosity

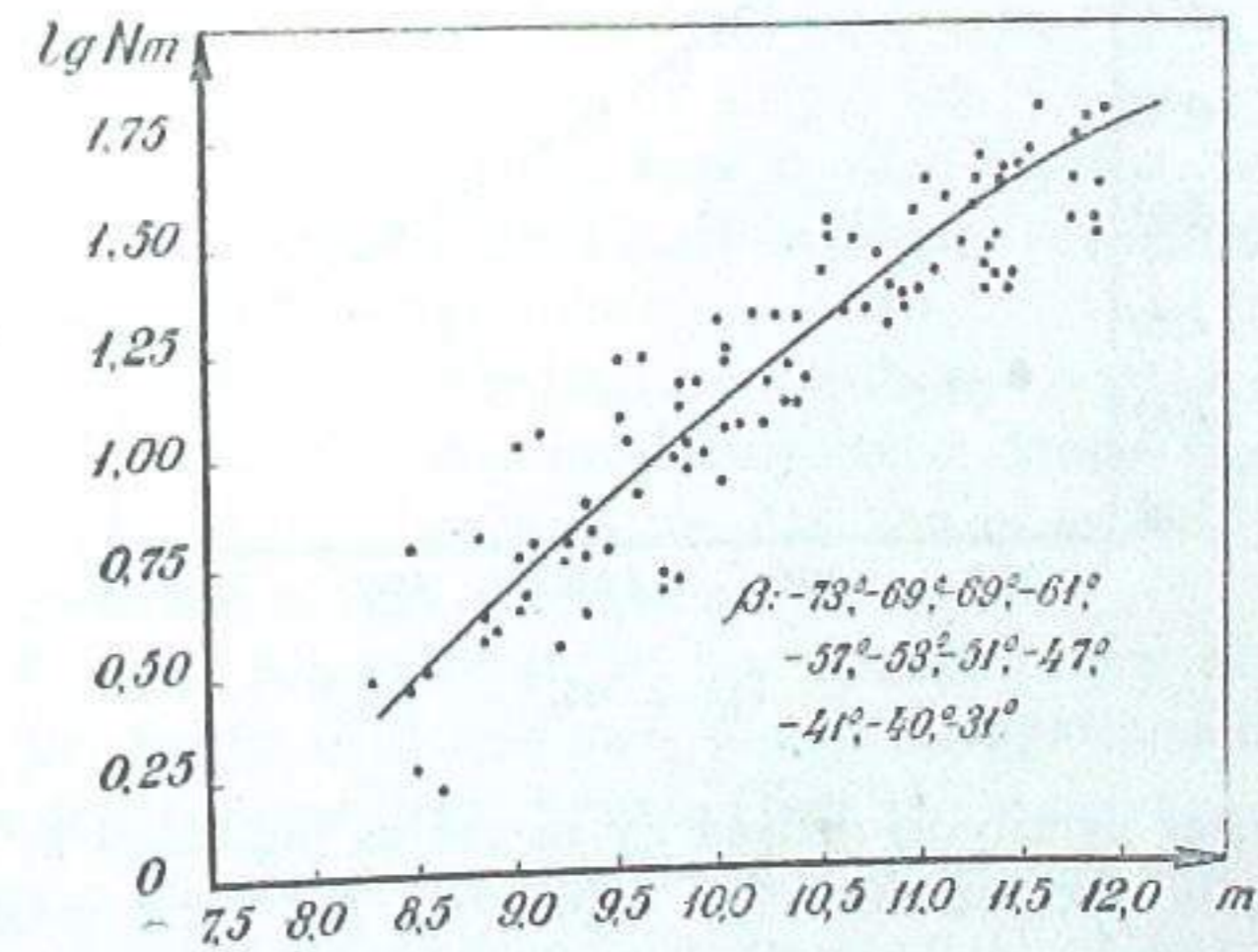


Fig. 1 53b.

curve, but simply represents the observed number of stars for various absolute magnitudes. The sharp decrease in the number of stars after maximum may be explained by the fact that stars with a large absolute brightness are seen both at small and at large distances, while stars of fainter luminosity can be observed at short distances only.

Nevertheless, these figures permit of drawing certain conclusions in respect of the luminosity curve. In fact, assuming f. ex., that curve $\varphi(M)$ is symmetrical in respect of the maximum m_0 , the effect of selection can easily be eliminated by adopting as the relative value of $\varphi(m_0+k)$ the geometrical mean of the figures in Table III for m_0+k , m_0-k . Besides, except for the range from 2.25-5.00 we assume $\varphi(M)=0$ which gives an accuracy sufficient for our purpose and greatly simplifies computations. In this way are obtained the values for function $\varphi(M)$ shown in the second column of Table III.

Numerical equations of type (II) were written for different values of m . The numerical values of $A_{\frac{\pi}{2}}(m)$ are obtained by differentiating curve I (Fig. 1)

at the points 9.3; 9.8; 10.3; 10.8; 11.3; 11.8.

As a result, we find at those points the following values:

$$A_{\frac{\pi}{2}}(m) = 5.5; 9.7; 15.6; 9.4; 23.3; 29.6.$$

Thus, we obtain six equations with ten unknowns. Assuming density to be constant up to 177 parsec, we can solve the whole system. The absolute

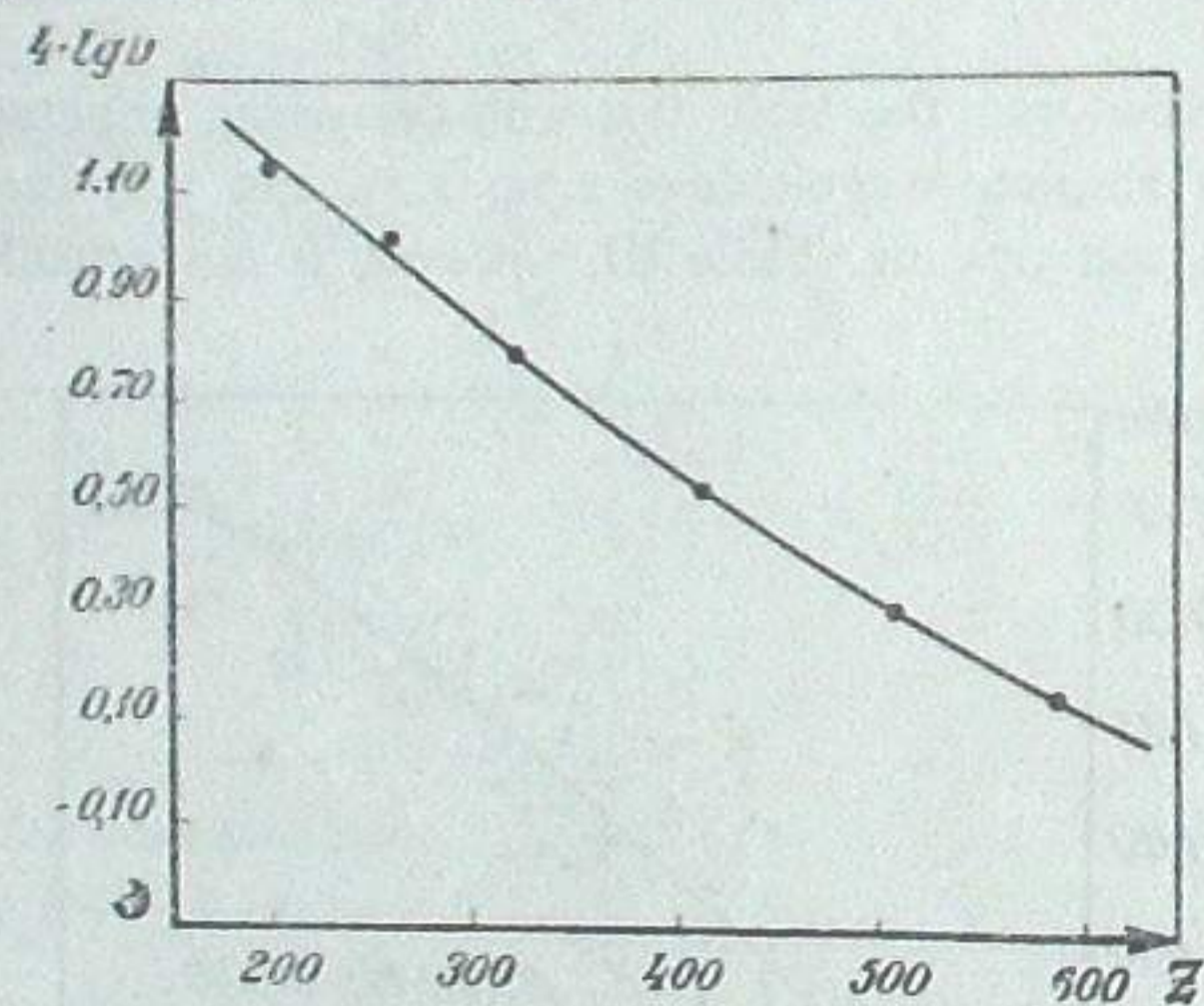


Fig. 2 55b.

distribution of star density as derived by us and as illustrated by Fig. 2 shows the dependence of the number of F type stars per cubic parsec on coordinate z .

Our curve proves to be in fair agreement with the one given by Oort⁴, who obtained his curve in a different way. It may be seen from Oort's curve as well as from ours that the density decreases ten times at a distance of 600 parsec.

The absolute number of F type stars per cubic parsec in the vicinity of the Sun, as determined by us, is in rather good agreement with Van Rhijn's

table for the number of F type stars of different absolute brightness per cubic parsec near the Sun.

Now let us consider the distribution of F type stars in the galactic plane.

In particular, let us investigate two directions lying in this plane and perpendicular to each other, viz. 1) the direction perpendicular to the galactic centre and 2) the direction opposite to the galactic centre. In the direction perpendicular to the galactic centre we took three Kapteyn Areas from Becker's catalogue, with galactic coordinates ($232^\circ, -1^\circ$), ($239^\circ, -6^\circ$) and ($248^\circ, -6^\circ$). Table IV gives the number of stars for different ranges of star magnitudes.

TABLE IV 366000

N	λ	b	m 9.0	m 9.5	m 10.0	m 10.5	m 11.0	m 11.5	m 12.0
172	232°	-1°	1	5	11	24	66	184	350
173	219	6	6	7	23	18	34	57	59
192	248	0	0	1	7	14	30	108	104
		mean	2,3	4,3	13,6	18,6	43	116	171
			0,36	0,63	1,13	1,27	1,53	2,06	2,23

Investigating the distribution of stars in the direction perpendicular to the galactic plane, we assumed the equidensity layers to be plane-parallel to the plane of galactic symmetry.

For the purpose of investigating the distribution of stars in the galactic plane itself, we shall assume that equidensity layers inside the galactic plane corresponds to lines perpendicular to the direction of galactic centre. This is true for distances smaller than 1000 parsec.

In the direction perpendicular to the galactic centre at a distance of 1000 parsec, the density of F type stars should be approximately uniform.

For this direction we draw a curve (Fig. 3).

If, however, the density in this direction is constant, the angular coefficient of curve of Fig. 3 should be equal to the one of 0.6 obtained from equation (10) on the basis of the assumption that $D(z)$ is constant. Under this assumption we obtain in fact the following linear correlation between m and $\log A(m)$:

$$\log A(m) = \log c - 0.6 m.$$

Since the observed curve has an angular coefficient of 0.62, we may draw the conclusion that the density of stars in the direction perpendicular to

the galactic centre may be considered to be actually constant. It would seem advisable to determine in the same way the distribution of the F type stars in

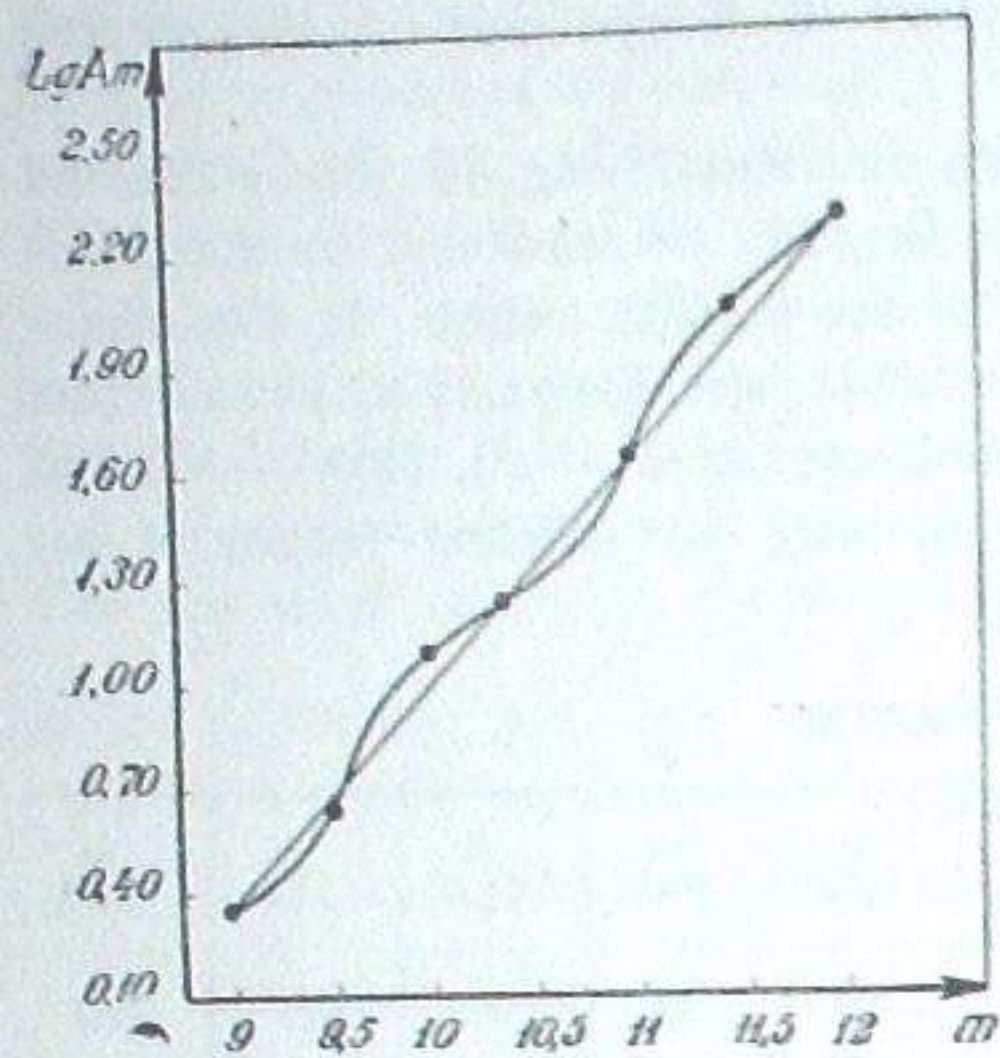


Fig. 3 ნახ.

the opposite direction and to compare the results. Unfortunately, Becker's catalogue does not afford this possibility, since it covers the southern hemisphere only.

Finally, let us count the F type stars in the direction opposite to the galactic centre.

With the aid of the data contained in the Extension of Henry Draper's Catalogue, we computed the number of stars in three areas, each of them 20° wide in R. A. and 6° in declination, and all three located in the galactic plane. The results of these counts are given in Table V.

TABLE V ცხრილი

	m 9.5	m 10.0	m 10.5	m 11.0	m 11.5	m 12.0		
	2	16	24	51	66	45	146°	0°
	11	28	41	57	52	17	160	0
	7	25	53	62	100	17	176	3
mean	6.3	23	39.3	56.6	72.6	26.3		
log Am	1.36	1.59	1.75	1.86	1.42			

It will be seen from this table that the dependence of $\log Am$ on m is not a linear one. This indicates that the distribution of stars in this direction is not uniform. The influence of absorption being unknown, we did not attempt to apply equation (II) to this case.

The first volume of the Bergedorfer Spektral-Durchmusterung was published after the completion of the present investigation. No doubt the material contained in that catalogue permits of a more accurate solution of the above problem in respect of the northern hemisphere.

July, 1935.

Literature: ლიტერატურა:

- 1) H. C. 371, 1932.
- 2) Publ. A. O. Potsd. No. 88, 1:29; No. 89, 1930; No. 90, 1931.
- 3) Publ. A. A. S. 4, p. 201, 1921.
- 4) C. O. L. VI, p. 238, 1932.

მ. ვაშაკიძე

(რეზუმე)

შრომის მთავარი ამოცანა იმაში მდგომარეობს, რომ გამოკვლეული იქნას F ტიპის ვარსკვლავების განაწილება გალაქტიკის სიბრტყის მართობი მიმართულების გასწვრივ (სამხრეთ ნახევარსფეროსათვის).

შეიძლება დავეუშვათ, რომ მზის ახლოს თანატოლი სიხშირის ფენები ბრტყელპარალელურია და ამასთანავე ეს ფენები გალაქტიკის სიბრტყის პარალელურია. $N_b(m)$ მრუდი, რომელიც m ხილულ სიდიდეზე უფრო კაშკაშა ვარსკვლავთა რიცხვს გამოხატავს რომელიმე გალაქტიკური განედის კვადრატულ გრადუსზე, დაკავშირებულია $N_{\pi}(m)$ მრუდთან, რომელიც იმავეს გამოხატავს გალაქტიკის პოლუსისათვის. ამ მრუდებს შორის დამოკიდებულება ადვილად გამოიხატება (8)-ის საშუალებით.

ეს გარემოება საშუალებას გვაძლევს ავაგოთ მრუდი $N_{\pi}(m)$ სხვადასხვა გალაქტიკურ განედზე ვარსკვლავთა დათვლის საფუძველზე. ამიტომ ვარსკვლავთა განაწილება გალაქტიკური სიბრტყის პერპენდიკულარული მიმართულებით შეიძლება გამოყვანილი იქნას უფრო მეტი სიზუსტით, ვიდრე ეს ხდება მხოლოდ პოლარული არეს დაკვირვების შემთხვევაში.

თუ მრუდები, რომელნიც გამოხატავენ ვარსკვლავთა განაწილებას გალაქტიკის პოლუსის მიმართულებით, აგებულნი არიან სხვადასხვა გალაქტიკურ განედზე ვარსკვლავთა რიცხვის დათვლის საფუძველზე და ერთმანეთს არ თანხედებიან, მაშინ უნდა ვიფიქროთ, რომ ადგილი აქვს შთანთქმის სივრცეში. ეს შთანთქმა განისაზღვრება მრუდებს შორის არსებული განსხვავების საფუძველზე.

F ტიპის ვარსკვლავთა სიხშირის განაწილების გამოხატველი მრუდების აგებისათვის Schwarzschild-ის ინტეგრალური განტოლება (1) იყო აღებული. ამ განტოლების ამოხსნა J. Bok-ის ¹ მეთოდითაა შესაძლებელი. ჩვენ გამოვსახეთ $N_{\pi}(m)$ და $N_b(m)$ -ს შორის დამოკიდებულება ფორმულით (9). უკანას-

კნელი წარმოადგენს ჩვენი შემდგომი გამოთვლების საფუძველს.

გამოკვლევის მასალად გამოყენებული იყო სამხრეთ ნახევარსფეროზე შერჩეული Kapteyn-ის თოთხმეტი არე.

ცხრ. I $\log |\sin^3 b N_b(m')|$ -ის მნიშვნელობებს შეიცავს სხვადასხვა m' და b -სათვის, თუ $\sin^3 b N_b(m')$ — მრუდს ღერძის გასწვრივ მარცხნივ $5 \log \operatorname{cosec} b$ — სიდიდით გადავადგილებთ — (9) ფორმულის საფუძველზე — $N_{\pi}(m)$ მრუდს მივი-

ღებთ. ცხრ. II-ში თვითნებურ არეს ორი სტრიქონი აქვს მიწერილი. პირველი სტრიქონი m' -ის რედუცირებულ მნიშვნელობებს შეიცავს, ხოლო მეორე $N_{\pi}(m')$ -ის შესაბამ მნიშვნელობებს. ცხრ. II-ის მონაცემების საფუძველ-

ზე აგებული იყო საშუალო მრუდი $N_{\pi}(m)$ — შთანთქმის მხედველობაში მიუღე-

ბლივ, მაგრამ შთანთქმა ჩვენს შემთხვევაში იმდენად უმნიშვნელოა (ალბად ჩვენი არეების შედარებით მალალ განედებზე მდებარეობის გამო), რომ იგი უყურადღებოდ დავტოვეთ.

ნახ. 2 წარმოადგენს ვარსკვლავთა სიხშირის აბსოლუტურ განაწილებას. ეს განაწილება გვიჩვენებს, რომ F ტიპის ვარსკვლავების რიცხვი კუბიკურ პარსეკში χ კოორდინატზეა დამოკიდებული.

ჩვენი მრუდი საკმაოდ კარგად ეთანხმება Oort-ის¹ შედეგს; მან ეს შედეგი სხვა გზით მიიღო. Oort-ის შედეგიდან, ისევე, როგორც ჩვენ მონაცემებიდან სჩანს, რომ 600 პარსეკის მანძილზე სიხშირე ათჯერ კლებულობს.

დასასრულს განხილულია F ტიპის ვარსკვლავთა განაწილება გალაქტიკის სიბრტყეში, სახელდობრ, განხილულია ორი ერთმანეთის მართობი მიმართულება ამ სიბრტყეში: 1) გალაქტიკის ცენტრისაკენ მიმართულების მართობი და 2) გალაქტიკის ცენტრის მიმართულების დიამეტრალურად მოპირდაპირე.

პირველი მიმართულების გასწვრივ ჩვენ Becker-ის კატალოგიდან ამოღებული Kapteyn-ის სამი არე გამოვიკვლიეთ. სათანადო შედეგები ცხრ. IV-შია მოყვანილი. F ტიპის ვარსკვლავთა განაწილება, გალაქტიკის ცენტრისკენ მიმართულების მოპირდაპირე მიმართულების გასწვრივ, ცხრ. V-შია წარმოდგენილი. ამ შემთხვევაში ჩვენ ვისარგებლეთ Henry Draper-ის კატალოგით.

Bergedorfer Spektral-Durchmusterung-ის პირველი ტომი გამოქვეყნებული იყო ამ გამოკვლევის დამთავრების შემდეგ. ცხადია, რომ მასალა, რომელსაც იგი შეიცავს, ჩვენი პრობლემის უფრო სანდო გადაწყვეტის საშუალებას მოგვცემდა ჩრდილოეთ ნახევარსფეროს მიმართ.

ივლისი, 1935.

НЕСКОЛЬКО ЗАМЕЧАНИЙ К ВОПРОСУ О МЕТОДИКЕ ФОТОГРАФИЧЕСКОЙ ФОТОМЕТРИИ ЗВЕЗД

П. П. ДОБРОПРАВИН

Работы по фокальной фотометрии звезд с применением объективного микрофотометра, получающие в настоящее время все большее развитие, выдвигают ряд вопросов методического характера.

Как известно, величиной, определяющей фотографическое действие звезды при измерениях на объективном микрофотометре является отсчет микрофотометра E , выражаемый формулой:

$$E = 1000 \frac{n_f - n_*}{n_f - n_0}$$

где n_* — отсчет гальванометра микрофотометра при наведении на звезду, n_f — при наведении на фон негатива вблизи звезды, а n_0 — отсчет гальванометра при отсутствии тока*.

Основными причинами, влияющими на величину отсчета микрофотометра, а, следовательно, и на определяемый им блеск звезды, нужно считать: а) ошибку поля, б) недостатки гидрировки и в) ошибки фокусировки. При измерении каждого негатива необходимо считаться с обязательным наличием первого влияния и возможным наличием двух других.

Опыту исследования и учета указанных влияний для 13" рефлектора Абастуманской Обсерватории посвящена настоящая заметка.

Ошибка поля. Для исследования ошибки поля группа звезд фотографировалась с одной и той же экспозицией в центре поля и на различных расстояниях от него. На каждом негативе делалось 6—7 снимков, с экспозициями для различных негативов в пределах от 15 секунд до 2-х минут.

* Более принято под отсчетом микрофотометра понимать величину

$$E' = 1000 \frac{n_* - n_0}{n_f - n_0}$$

как менее отягченную ошибками измерения.

В настоящее время и на Абастуманской Обсерватории принята для отсчета микрофотометра величина E' . Очевидно, что E связана с E' соотношением: $E' = 1 - E$.

Р е д.