

Zdeněk Sekanina

Zdánlivé a prostorové rozložení jasných B-hvězd

Acta Universitatis Carolinae. Mathematica, Vol. (1959), No. 1, 37--85

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/142106>

Terms of use:

© Univerzita Karlova v Praze, 1959

Institute of Mathematics of the Academy of Sciences of the Czech Republic provides access to digitized documents strictly for personal use. Each copy of any part of this document must contain these *Terms of use*.



This paper has been digitized, optimized for electronic delivery and stamped with digital signature within the project *DML-CZ: The Czech Digital Mathematics Library* <http://project.dml.cz>

ZDÁNLIVÉ A PROSTOROVÉ ROZLOŽENÍ JASNÝCH B-HVĚZD.
 ВИДИМОЕ И ПРОСТРАНСТВЕННОЕ РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ЯРКИХ В-ЗВЕЗД
 THE APPARENT AND SPACE DISTRIBUTION OF BRIGHT B-STARS

ZDENĚK SEKANINA,

Astronomický ústav University Karlovy

ÚVOD

Studiu rozložení systému blízkých hvězd bylo do dneška věnováno již značné množství prací, jež lze v podstatě rozdělit do dvou skupin:

- a) práce, týkající se zdánlivého rozložení těchto hvězd na obloze;
- b) práce, týkající se jejich prostorového rozložení.

Práce první skupiny jsou staršího data, což souvisí s okolností, že při zpracování materiálu nebyly kladeny takřka žádné požadavky na znalosti fyzikálních charakteristik hvězd. Již r. 1789 upozornil GOULD na to, že hvězdy jasnější 4^m se nekupí kolem galaktického rovníku, ale kolem největšího kruhu, souřadnice jehož pólu jsou [1]:

$$\begin{aligned} A &= 171^{\circ}, \\ D &= + 30^{\circ}, \end{aligned}$$

takže sklon roviny „Gouldova pásu“ ke galaktické rovině činí asi 17°. Tento výsledek byl později několikrát potvrzen. Tak KOBOLD [1] určoval analyticky polohu pólu kruhu, jemuž se 40 nejjasnějších hvězd nejvíce blíží a dospěl k hodnotám souřadnic:

$$\begin{aligned} A &= 191^{\circ}.9, \\ D &= + 41^{\circ}.2, \end{aligned}$$

a pro sférický poloměr kruhu nalezl

$$r = 83^{\circ}.8.$$

Podobné výpočty prováděl i NEWCOMB [1]. Všechny tyto práce nebraly ohled na spektrální třídu hvězd a slučovaly tak v jednu skupinu hvězdy se značně odlišnými fyzikálními vlastnostmi i s velmi různými vzdálenostmi od Slunce.

Mnohem významnější je v tomto směru práce, jež byla v r. 1922 publikována SHAPLEYEM a CANNONOVOU [2]. V této práci je studováno zdánlivé rozložení asi 3000 B-hvězd v závislosti na zdánlivé magnitudě. Tento materiál je už mnohem homogennější než materiál užitý GOULDEM a některými dalšími autory po něm. SHAPLEY na základě analýsy uvedeného materiálu dospěl k těmto závěrům:

1. B-hvězdy s $m < 5^m.25$ se kupí na obloze kolem pásu, jehož sklon ke galaktické rovině činí asi 15° ;

2. u B-hvězd s m v mezích $5^m.25 - 6^m.25$, $6^m.25 - 7^m.25$ a $7^m.25 - 8^m.25$ se tento efekt neustále zmenšuje až úplně mizí.

SHAPLEY ilustroval svou práci názornými obrázky, z nich je uvedený závěr dobře patrný. Analyticky tento problém v práci řešen není.

Stejným způsobem studoval r. 1922 SHAPLEY s CANNONOVOU i zdánlivé rozložení 2450 hvězd spektrální třídy A [3]. Avšak hledaný efekt u těchto hvězd byl značně nezřetelný, což bylo později ještě potvrzeno BECKEREM r. 1939 [4] a SCHMIDTEM [5]. U F-hvězd už nebyla nalezena žádná odchylka mezi rovinou symetrie a galaktickou rovinou [5,6].

SHAPLEY na základě svých výzkumů dospěl k závěru, že blízké B-hvězdy tvoří v naší Galaxii speciální systém, který má rovinu symetrie skloněnou o 15° k rovině Galaxie. Soustava těchto hvězd byla jím nazvána lokální systém a její rozměry byly odhadnuty na několik set parsek. V tomto smyslu budeme chápat pojem lokální systém i v této práci.

Práce druhé skupiny mohly být prováděny až když byl k dispozici lepší materiál, jenž především dovoľoval určit u velkého počtu hvězd paralaxy. V roce 1916 studoval CHARLIER [7] prostorové rozložení 805 B-hvězd jasnějších než 6^m a zjistil, že tyto hvězdy jeví silnou koncentraci k rovině, jež svírá s galaktickou rovinou úhel 12° . R. 1926 opakoval tuto práci v širším měřítku pro 3674 hvězd [8] spektrálních tříd B0-B5 a určil střed soustavy těchto hvězd souřadnicemi

$$\begin{aligned} l &= 244^\circ, \\ b &= -14^\circ \end{aligned}$$

a vzdáleností od Slunce

$$R = 65 \text{ parsek.}$$

Podobně GERASIMVIČ [9] studoval r. 1926 rozložení 2325 hvězd B0-B5 do $8^m.75$ zdánlivé fotografické velikosti. Z čar stejné hustoty plynulo zřetelně protažení této soustavy ve směru $l = 260^\circ$.

KUNICKI studoval v r. 1933 a 1935 prostorové rozložení blízkých hvězd spektrálních tříd B a obřích hvězd M [10,11]. Zjistil, že maximum prostorové hustoty hvězd se nalézá ve směru $l = 242^\circ$ a vedlejší maximum i ve směru $l = 62^\circ$. Odtud vyplývá, že soustava těchto hvězd je protažena ve směru galaktické rotace. Vzdálenost středu lokálního systému od Slunce udává Kunicki číslem 150 parsek a celý lokální systém zaujímá podle něho oblast asi 500 parsek.

Všechny tyto práce nebraly při určování vzdáleností hvězd v úvahu absorpci světla v mezihvězdném prostoru, avšak výsledky, jež z nich plynou, jsou nepochybně reálné. R. 1934 ukázal totiž BRILL [12], že ani hodnotou průměrné absorpce 4^m na kiloparsek nelze vyrovnat zvětšení hustoty hvězd v lokálním

systemu. K podobnému závěru dospěli později CHARADZE [13] a VAŠAKIDZE [14].

Prostorové rozložení blízkých hvězd spektrálních tříd B0-B5 bylo velmi důkladně zkoumáno ŠNIRELMANOVOU [15], jejíž materiál je založen na 1735 hvězdách do 8.^m25 zdánlivé fotografické magnitudy. Bere zřetel i na absorpci, kterou počítá Parenagovou metodou [49]. Pro střed systému všech B-hvězd dostává souřadnice

$$\begin{aligned} l &= 239^{\circ}, \\ b &= -12^{\circ} \end{aligned}$$

a pro vzdálenost od Slunce hodnotu

$$R = 100 \text{ parsek.}$$

Sklon roviny symetrie ke galaktické rovině vychází asi 16° až 17°. Šnirelmanová určuje rozměry lokálního systému za předpokladu, že hvězdy, náležející do něho, tvoří válec s oválovou podstavou; pak odhaduje velkou osu oválu na 500 parsek a malou osu na 200—250 parsek. V dalším autorka počítá gradient logaritmu prostorové hustoty hvězd podél Z-ové osy a dochází k hodnotě

$$-8.89 \pm 0,52 \text{ kps,}$$

čemuž odpovídá poloviční tloušťka vrstvy hvězd $\beta = 48,8 \pm 2,8$ ps. V závěru diskutuje otázku celkového počtu B-hvězd v naší Galaxii a dospívá k hodnotě 1—2 milionů.

Tato práce je velmi důkladně provedena a vzhledem k četným jejím výhodám, jako je ohled na absorpci světla v mezihvězdném prostoru a velký počet použitých hvězd, budeme se v dalším často odvolávat na některé její numerické výsledky.

Všechny z dosud zmíněných prací studují lokální systém jako homogenní celek.

Zajímavou práci podal již r. 1924 a později r. 1929 PANNEKOEK [16], který přichází k názoru, že v okolí Slunce existují jen jednotlivá zhuštění, jež jsou vzájemně od sebe oddělena.

Ve své práci se zabývám studiem vnitřní části lokálního systému. Výběr materiálu je prováděn na podkladě SCHLESINGEROVA „Catalogue of Bright Stars“ [17] (v dalším: BS-katalog).

Vřelými díky jsem zavázán prof. dr. J. M. MOHROVI a doc. dr. V. NECHVÍLOVI za neobyčejně cenné rady a četné konsultace, a asistentu P. MAYEROVI za pomoc při výběru materiálu a za zájem, jenž o tuto práci projevil.

1. ZDÁNLIVÉ ROZLOŽENÍ JASNÝCH B-HVĚZD NA OBLOZE

1.1 Výběr materiálu a jeho statistika.

Z BS-katalogu byly vybrány všechny hvězdy spektrálních tříd B0-B5, jasnější než 6^m,50 zdánlivé vizuální velikosti. Pokud u některých z nich byla

z novější literatury (viz kapitola II) známa Morgan-Keenanova spektrální klasifikace, přidržel jsem se jí a omezil jsem se pak na spektrální obor O9,5-B6.

Z PERKOVÝCH nomogramů [18] jsem dále pro každou hvězdu určil její galaktickou délku l a galaktickou šířku b s přesností na jeden stupeň.

Takto připravený materiál jsem rozdělil podle zdánlivé magnitudy a vytvořil jsem tak pět skupin:

skupina 1	$m \leq 4.00$
skupina 2	$4.01 \leq m \leq 5.00$
skupina 3	$5.01 \leq m \leq 5.60$
skupina 4	$5.61 \leq m \leq 6.10$
skupina 5	$6.11 \leq m \leq 6.50$

V každé skupině i v celém materiálu jsem rozdělil hvězdy do osmnácti podskupin po dvaceti stupních v galaktické délce. V každé podskupině jsem pak vypočítal střední hodnotu galaktické šířky hvězd i střední hodnotu galaktické délky a vyjmul ze statistiky hvězdy, jejichž galaktická šířka se lišila od odpovídajícího průměru ve skupině více než o šedesát stupňů. Výsledky tohoto studia podávají tabulky 1—5.

Jednotlivé sloupce udávají:

$\text{int } l$ — rozsah galaktických délek;

\bar{l} — střední hodnota galaktické délky;

\bar{b} — střední hodnota galaktické šířky;

$A(l)$ — četnost hvězd, udaná jednak jejich počtem, jednak procentuálně.

Tabulka 1.

$m \leq 4,00$

int l	\bar{l}	\bar{b}	$A(l)$	
			počet	%
0—20	—	—	0	0,0
21—40	33,6	+ 18,7	3	3,5
41—60	—	—	0	0,0
61—80	70,4	— 3,5	4	4,7
81—100	92,3	+ 9,8	4	4,7
101—120	118,0	— 5,0	1	1,2
121—140	130,0	— 12,6	5	5,8
141—160	149,5	— 16,0	2	2,3
161—180	170,0	— 18,3	9	10,5
181—200	188,0	— 15,0	2	2,3
201—220	207,0	— 9,8	6	7,0
221—240	231,7	— 3,3	3	3,5
241—260	250,1	— 12,8	6	7,0
261—280	270,4	+ 2,1	8	9,3
281—300	289,6	+ 17,7	10	11,6
301—320	313,1	— 2,4	18	20,9
321—340	330,0	+ 8,8	4	4,7
341—360	357,0	+ 11,0	1	1,2

Tabulka 2.

$4,01 \leq m \leq 5,00$

int l	l	\bar{b}	$A(l)$	
			počet	%
1—20	12,0	+ 19,3	3	1,7
21—40	30,0	— 3,6	10	5,6
41—60	48,7	— 9,3	10	5,6
61—80	69,3	— 3,7	7	3,9
81—100	89,7	— 13,3	7	3,9
101—120	113,8	— 3,3	6	3,4
121—140	132,0	— 23,1	7	3,9
141—160	153,0	— 10,3	10	5,6
161—180	169,2	— 15,4	17	9,6
181—200	190,2	— 13,4	10	5,6
201—220	211,8	— 1,5	12	6,7
221—240	230,0	— 9,1	14	7,9
241—260	248,4	— 8,3	9	5,1
261—280	268,5	+ 1,7	15	8,4
281—300	289,4	+ 13,2	19	10,7
301—320	310,1	+ 8,2	13	7,3
321—340	325,1	+ 8,1	7	3,9
341—360	359,5	— 15,0	2	1,1

Tabulka 3.

$5,01 \leq m \leq 5,60$

int l	l	\bar{b}	$A(l)$	
			Počet	%
1—20	11,7	+ 11,3	3	1,8
21—40	31,9	— 1,1	7	4,1
41—60	49,9	+ 2,1	9	5,3
61—80	69,5	— 1,3	8	4,7
81—100	93,0	— 1,8	4	2,3
101—120	115,8	+ 3,2	6	3,5
121—140	127,4	— 18,1	8	4,7
141—160	150,8	— 18,5	11	6,4
161—180	174,6	— 11,6	11	6,4
181—200	188,0	— 9,8	13	7,6
201—220	210,8	— 12,3	18	10,5
221—240	230,7	— 3,9	22	12,9
241—260	248,5	— 1,3	12	7,0
261—280	267,2	— 7,4	9	5,3
281—300	288,0	— 0,5	2	1,2
301—320	311,3	+ 3,8	16	10,5
321—340	328,3	+ 11,5	4	2,3
341—360	352,8	— 14,8	6	3,5

$5,61 \leq m \leq 6,10$

Tabulka 4.

int l	\bar{l}	\bar{b}	$A(l)$	
			počet	%
1—20	10,5	— 0,8	4	2,4
21—40	32,8	+ 0,4	8	4,8
41—60	50,0	+ 5,1	7	4,2
61—80	69,6	— 7,0	9	5,4
81—100	84,7	— 15,7	3	1,8
101—120	113,8	— 4,3	4	2,4
121—140	130,8	— 13,2	5	3,0
141—160	153,0	— 8,0	7	4,2
161—180	171,8	— 12,4	21	12,6
181—200	190,5	— 11,9	8	4,8
201—220	210,2	— 8,3	27	16,2
221—240	232,2	— 4,4	18	10,8
241—260	246,0	— 3,3	6	3,6
261—280	269,2	+ 2,8	12	7,2
281—300	290,2	— 4,1	12	7,2
301—320	312,0	+ 8,5	6	3,6
321—340	329,5	— 11,2	6	3,6
341—360	352,0	+ 10,0	4	2,4

 $6,11 \leq m \leq 6,50$

Tabulka 5.

int l	\bar{l}	\bar{b}	$A(l)$	
			počet	%
1—20	10,8	— 7,4	9	4,5
21—40	31,3	+ 6,4	16	8,0
41—60	48,1	— 2,7	14	7,0
61—80	68,9	— 4,8	16	8,0
81—100	87,3	— 5,3	4	2,0
101—120	110,4	— 2,1	7	3,5
121—140	133,7	— 6,0	3	1,5
141—160	156,0	— 2,0	2	1,0
161—180	172,9	— 11,8	23	11,6
181—200	187,6	— 11,7	11	5,5
201—220	209,2	— 5,9	17	8,5
221—240	229,2	— 4,1	22	11,1
241—260	249,5	— 2,5	19	9,5
261—280	272,1	— 0,5	12	6,0
281—300	290,5	— 1,9	8	4,0
301—320	311,8	— 7,2	6	3,0
321—340	333,0	— 1,7	7	3,5
341—360	354,3	+ 3,7	3	1,5

Za účelem vyrovnání průběhu závislosti galaktické šířky na galaktické délce byly vytvořeny překrývající se intervaly galaktických délek s trojnásobnou délkou intervalů předešlých. Pak dostáváme hodnoty obsažené v tabulkách 6—11, jež znázorňují korelace jak v jednotlivých skupinách, tak i pro celkový materiál. V jednotlivých sloupcích je opět uvedeno:

int l — interval galaktických délek vzniklý překrytím tří 20 stupňových intervalů;
 l — střední galaktická délka;
 b — střední galaktická šířka a její střední chyba;
 N — počet hvězd.

Tabulka 6.

$m \leq 4,00$

int l	l	b	N
341— 40	24,5	+ 16,8 ± 13,4	4
1— 60	33,7	+ 18,7 ± 18,8	3
21— 80	64,7	+ 6,0 ± 12,7	7
41—100	90,1	+ 3,1 ± 10,5	8
61—120	93,2	+ 2,2 ± 9,3	9
81—140	113,7	— 2,9 ± 6,2	10
101—160	133,4	— 12,5 ± 3,6	8
121—180	154,9	— 16,3 ± 1,9	16
141—200	169,6	— 17,5 ± 1,6	13
161—220	185,2	— 14,9 ± 1,3	17
181—240	210,3	— 9,0 ± 2,2	11
201—260	229,3	— 9,7 ± 3,8	15
221—280	256,5	— 4,1 ± 3,8	17
241—300	273,4	+ 4,9 ± 3,7	24
261—320	297,1	+ 4,2 ± 2,9	36
281—340	307,9	+ 5,3 ± 3,4	32
301— 0	318,0	+ 0,1 ± 4,0	23
321— 20	335,4	+ 9,2 ± 6,7	5

Tabulka 7.

$4,01 \leq m \leq 5,00$

int l	l	b	N
341— 40	22,3	— 0,5 ± 7,1	15
1— 60	35,8	— 3,1 ± 5,0	23
21— 80	47,1	— 5,7 ± 3,6	27
41—100	66,7	— 8,8 ± 2,8	24
61—120	89,8	— 7,0 ± 2,5	20
81—140	111,8	— 13,8 ± 3,6	20
101—160	136,4	— 12,4 ± 4,0	23
121—180	156,8	— 15,5 ± 2,6	34
141—200	170,5	— 13,5 ± 2,7	37
161—220	187,7	— 10,6 ± 2,9	39
181—240	212,9	— 7,8 ± 3,5	36
201—260	228,5	— 6,3 ± 3,0	35
221—280	249,6	— 4,7 ± 2,3	38
241—300	273,5	+ 4,7 ± 1,8	43
261—320	288,4	+ 8,1 ± 1,6	47
281—340	302,7	+ 10,6 ± 2,0	39
301— 0	319,4	+ 5,8 ± 3,9	22
321— 20	342,6	+ 7,1 ± 7,7	12

Tabulka 8.

$5,01 \leq m \leq 5,60$

int l	l	b	N
341— 40	13,4	— 3,9 ± 4,7	16
1— 60	37,2	— 2,4 ± 3,9	19
21— 80	51,2	— 0,0 ± 3,0	24
41—100	65,6	+ 0,1 ± 2,8	21
61—120	90,2	+ 0,1 ± 3,0	18
81—140	115,9	— 7,4 ± 4,3	18
101—160	134,9	— 13,2 ± 3,3	25
121—180	153,3	— 15,9 ± 3,4	30
141—200	172,1	— 13,1 ± 2,7	35
161—220	194,3	— 11,4 ± 2,5	42
181—240	213,5	— 8,2 ± 1,4	53
201—260	227,9	— 6,2 ± 1,7	52
221—280	243,3	— 3,9 ± 1,7	43
241—300	258,8	— 3,6 ± 3,1	23
261—320	295,7	— 0,0 ± 2,8	29
281—340	311,8	+ 4,7 ± 3,3	24
301— 0	322,6	+ 0,9 ± 3,3	28
321— 20	349,6	— 0,7 ± 5,8	13

Tabulka 9.

$5,61 \leq m \leq 6,10$

int l	l	b	N
341— 40	17,0	+ 2,5 ± 3,9	16
1— 60	34,4	+ 1,9 ± 3,4	19
21— 80	51,6	— 1,0 ± 3,0	24
41—100	64,7	— 3,9 ± 3,6	19
61—120	83,4	— 7,9 ± 3,6	16
81—140	113,6	— 10,8 ± 4,5	12
101—160	136,3	— 8,7 ± 2,7	16
121—180	161,6	— 11,6 ± 1,8	33
141—200	172,3	— 11,4 ± 1,7	36
161—220	193,0	— 10,3 ± 1,2	56
181—240	214,7	— 7,5 ± 1,1	53
201—260	222,2	— 6,3 ± 1,0	51
221—290	246,8	— 1,8 ± 1,5	36
241—300	272,9	— 1,2 ± 2,0	30
261—320	286,1	+ 1,2 ± 2,3	30
281—340	305,5	— 2,7 ± 2,9	24
301— 0	328,6	+ 1,5 ± 3,9	16
321— 20	347,6	— 2,1 ± 3,8	14

Tabulka 10.

$6,11 \leq m \leq 6,50$

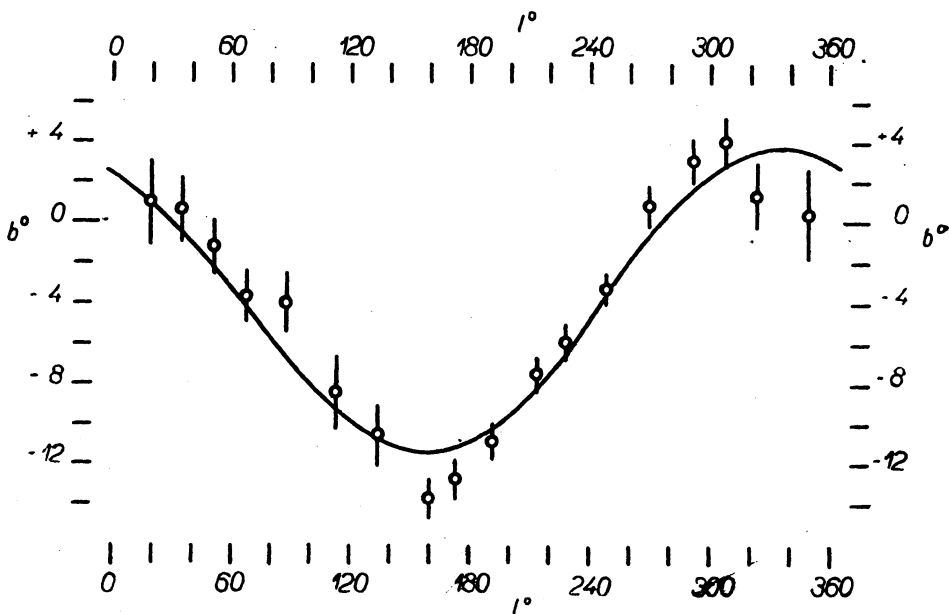
int l	l	b	N
341— 40	20,8	+ 1,6 ± 2,2	28
1— 60	32,6	— 0,1 ± 1,7	39
21— 80	49,5	— 0,3 ± 1,7	46
41—100	62,5	— 4,0 ± 1,8	34
61—120	82,4	— 4,1 ± 2,1	27
81—140	108,8	— 3,9 ± 2,0	14
101—160	123,8	— 3,1 ± 2,0	12
121—180	167,5	— 10,5 ± 2,0	28
141—200	176,5	— 11,3 ± 2,1	36
161—220	188,2	— 9,8 ± 1,9	51
181—240	213,3	— 6,4 ± 2,0	50
201—260	230,0	— 4,1 ± 1,5	58
221—280	246,2	— 2,7 ± 1,4	53
241—300	264,8	— 1,8 ± 1,3	39
261—320	286,9	— 2,5 ± 2,0	26
281—340	310,8	— 3,3 ± 2,1	21
301— 0	329,1	— 2,8 ± 2,7	16
321— 20	354,3	— 3,6 ± 2,3	19

Tabulka 11.

$m \leq 6,50$

int l	l	b	N
341— 40	19,0	+ 1,0 ± 2,1	79
1— 60	34,5	+ 0,6 ± 1,7	103
21— 80	50,5	— 1,2 ± 1,4	128
41—100	66,5	— 3,7 ± 1,4	106
61—120	86,9	— 4,0 ± 1,5	90
81—140	112,8	— 8,4 ± 1,9	74
101—160	133,8	— 10,6 ± 1,6	84
121—180	159,1	— 13,8 ± 1,1	141
141—200	172,6	— 12,8 ± 1,1	157
161—220	190,4	— 10,9 ± 1,0	205
181—240	213,5	— 7,5 ± 0,9	203
201—260	227,3	— 5,9 ± 0,9	211
221—280	247,3	— 3,3 ± 0,8	187
241—300	269,1	+ 0,8 ± 1,0	159
261—320	290,9	+ 3,0 ± 1,1	168
281—340	307,1	+ 4,0 ± 1,3	140
301— 0	322,8	+ 1,3 ± 1,7	105
321— 20	348,1	+ 0,4 ± 2,3	63

Závislost galaktické šířky na galaktické délce pro celkový materiál je zároveň znázorněn na obr. 1.



Obr. 1.

Z tabulek 1—5 je hned patrný i průběh funkce četnosti hvězd podle galaktické délky. Tato funkce je graficky vynesena na obr. 2—7. Z nich je vidět, že na průběhu funkce $A(l)$ se objevují ve všech případech dvě více či méně výrazná maxima, jež vcelku mají tendenci se posouvat s klesající zdánlivou jasností vyšetřovaných hvězd od $l \doteq 300^\circ$ k $l \doteq 200^\circ$. Numerická analýza dala výsledky obsažené v tab. 12. Jednotlivé sloupce obsahují:

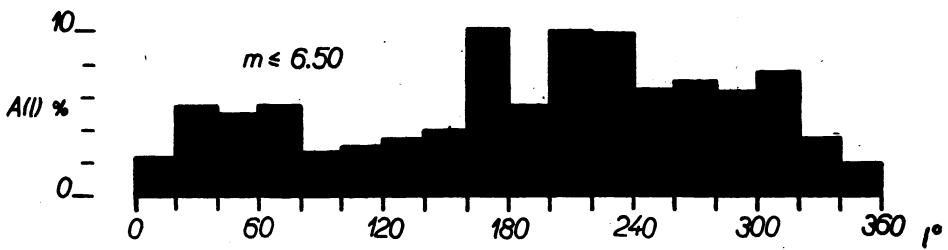
int m — rozsah zdánlivých velikostí;

l_0 — galaktická délka maxima funkce četnosti;

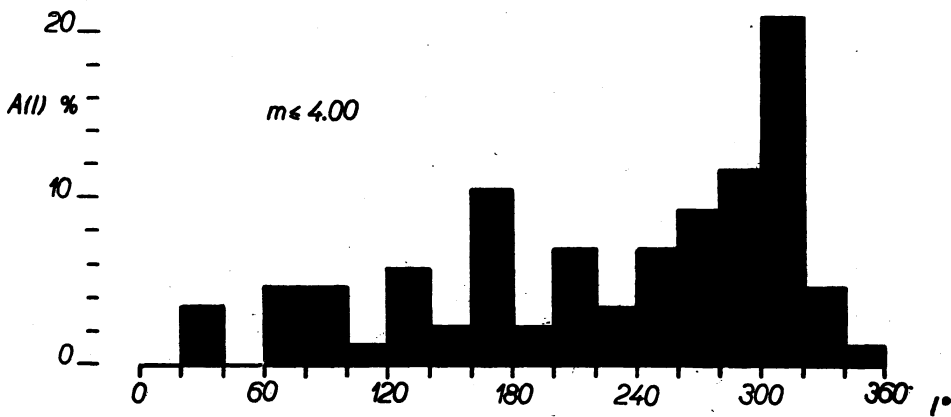
$A(l_0)$ — hodnota funkce četnosti v maximum.

Tabulka 12.

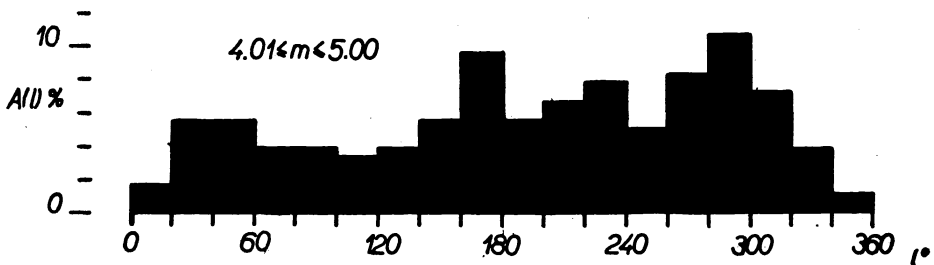
int m	1. maximum		2. maximum	
	l_0	$A(l_0)$	l_0	$A(l_0)$
	°	%	°	%
$\leq 4,00$	307	20,9	169	10,5
4,01—5,00	287	10,7	172	9,6
5,01—5,60	309	10,5	226	12,9
5,61—6,10	215	16,2	172	12,6
6,11—6,50	232	11,1	174	11,6



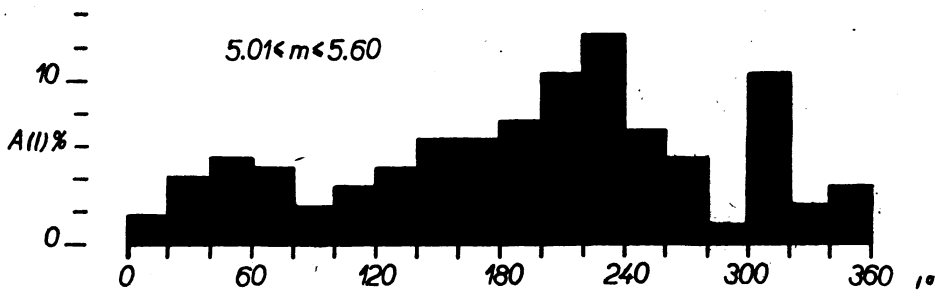
Obr. 2.



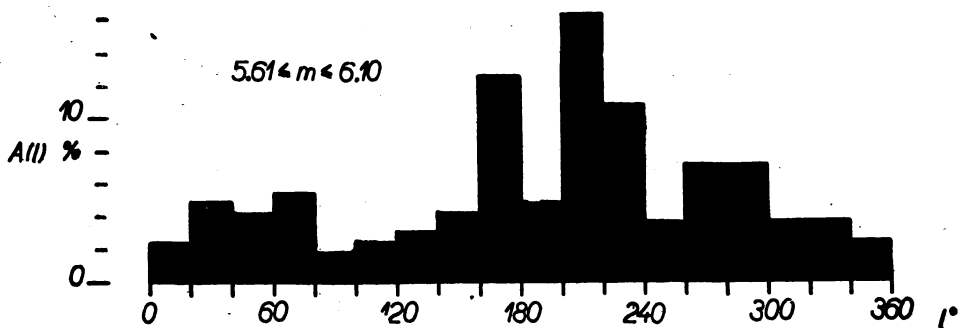
Obr. 3.



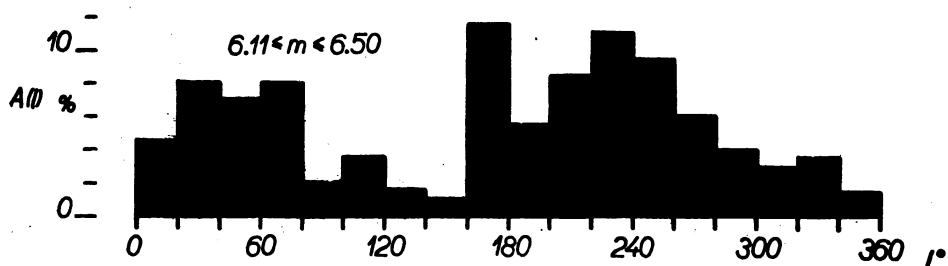
Obr. 4.



Obr. 5.



Obr. 6.



Obr. 7.

Jak se mění funkce četnosti $A(l)$ se zdánlivou velikostí, ukazují obrázky 8—10. Nejprudší vzrůst $A(l)$ s klesající zdánlivou jasností nastává u $l \sim 230^\circ$, zatím co naopak nejprudší pokles $A(l)$ je kolem $l \sim 310^\circ$, což souvisí s existencí lokálního systému.

1.2. Metoda zpracování.

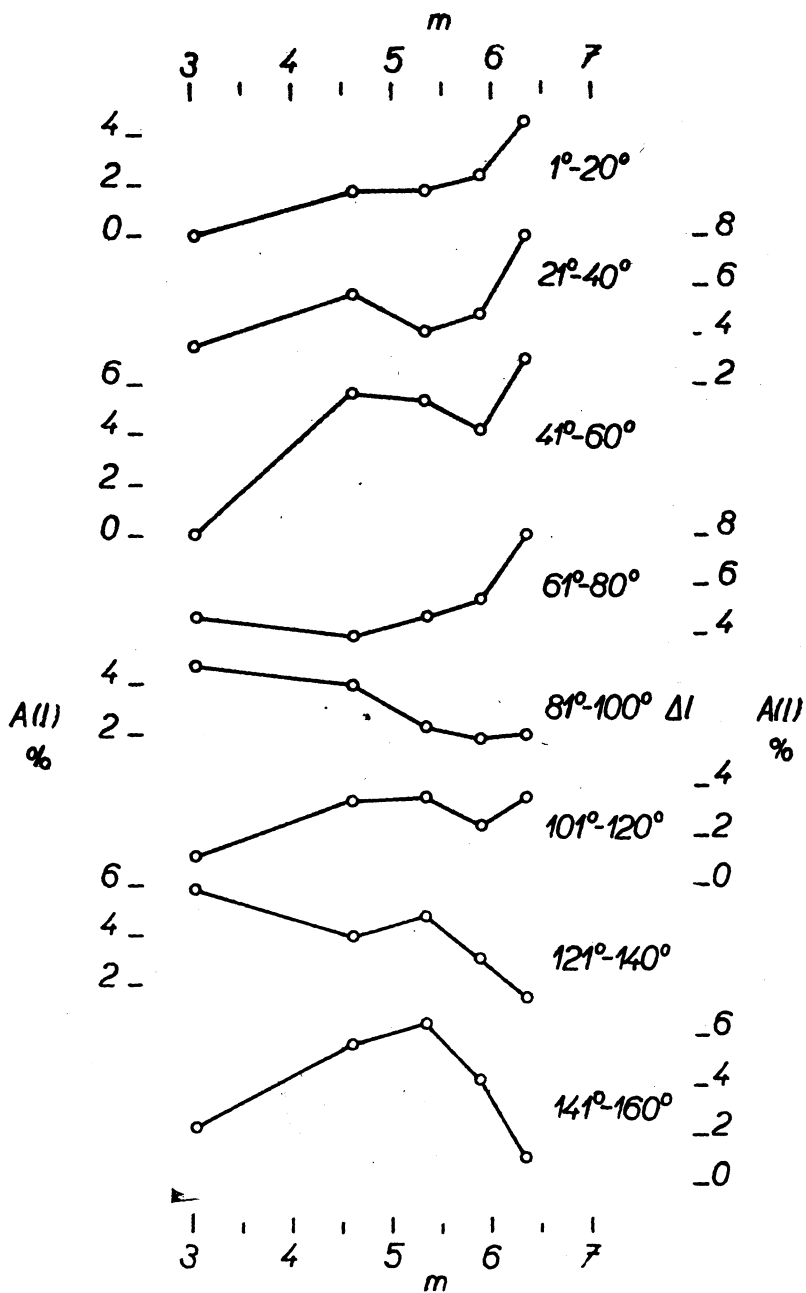
Kupí-li se B-hvězdy v prostoru podél určité roviny, jež neprochází Sluncem, musí být na obloze rozloženy podél vedlejšího kruhu, jenž je vzdálen b_1 stupňů od hlavního kruhu s ním rovnoběžného. Leží-li Slunce nad touto rovinou, je $b_1 < 0$, leží-li pod ní, je $b_1 > 0$. Sklon i této roviny k rovině Galaxie zůstane v projekci na oblohu zachován. Výstupný uzel Ω hlavního kruhu s galaktickým rovníkem nechť má délku l_2 , uzel Ω vedlejšího kruhu s galaktickým rovníkem l_1 . Tento systém označení je zaveden na obr. 11.

Z tohoto obrázku plyne platnost vztahu

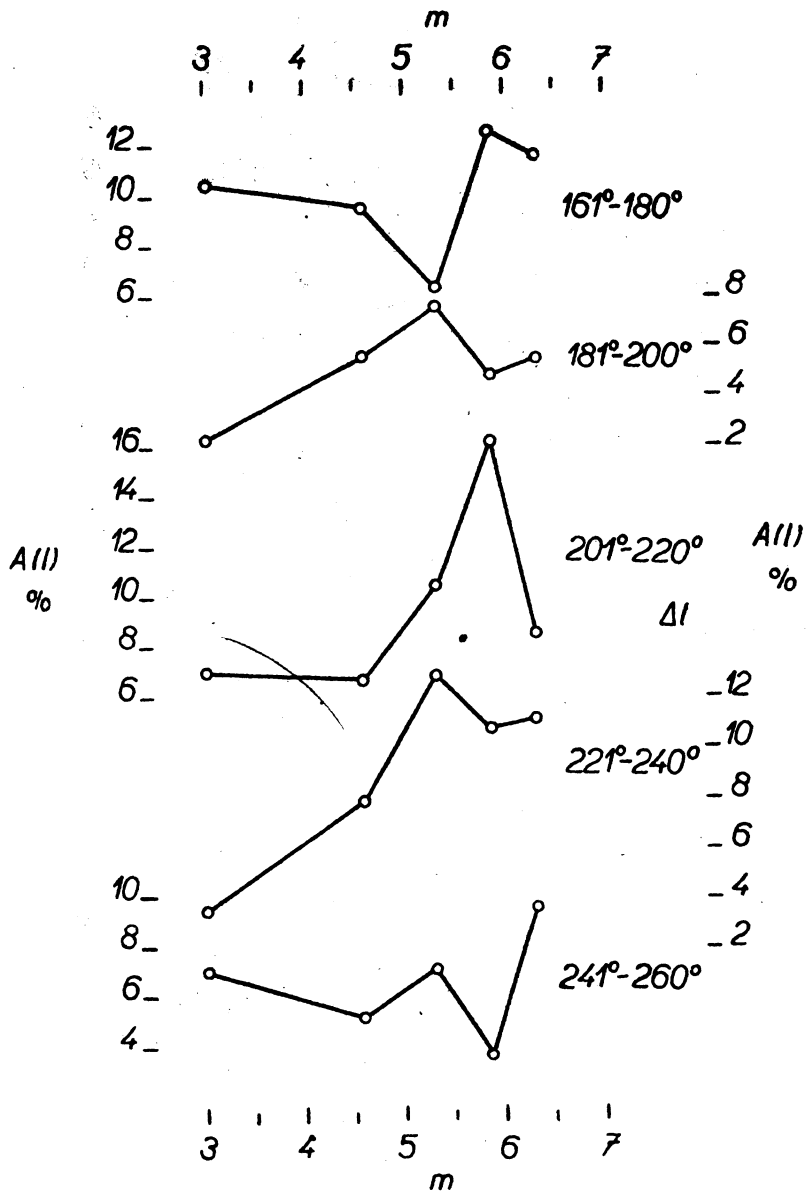
$$\operatorname{tg}(b - b_1') = \operatorname{tg} i \sin(l - l_2), \quad (1.1)$$

kde b_1' je funkcí galaktické délky. Avšak relativní diference mezi b_1 a b_1' , dosahuje nejvýše hodnoty

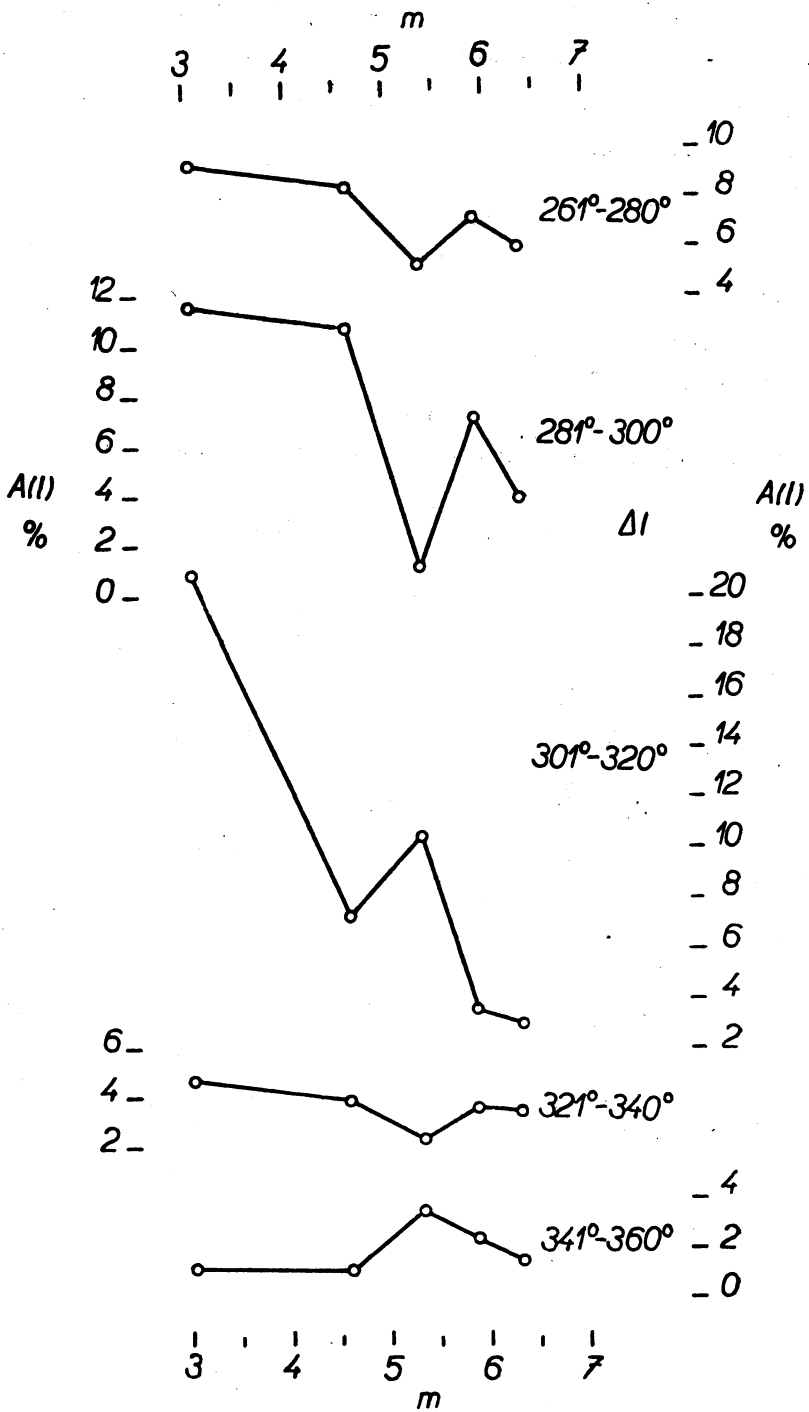
$$\left(\frac{\Delta b_1}{b_1}\right)_{\max} = \frac{\cos b_1}{\cos 2i} - 1,$$



Obr. 8.



Obr. 9.



Obr. 10.

což jest veličina velmi malá, jak uvidíme z tab. 13. Klademe proto v dalším $b'_1 = b_1$. Rozepíšeme-li nyní výrazy pro $\text{tg}(b - b_1)$ a $\sin(l - l_2)$, dostaneme

$$\text{tg } b = \text{tg } b_1 + \text{tg } i (1 + \text{tg } b \text{ tg } b_1) (\sin l \cos l_2 - \cos l \sin l_2). \quad (1.2)$$

Zavedeme-li ještě substituce

$$\left. \begin{aligned} \text{tg } b_1 &= T, \\ \text{tg } i \cos l_2 &= C, \\ \text{tg } i \sin l_2 &= S, \end{aligned} \right\} (1.3)$$

máme nakonec

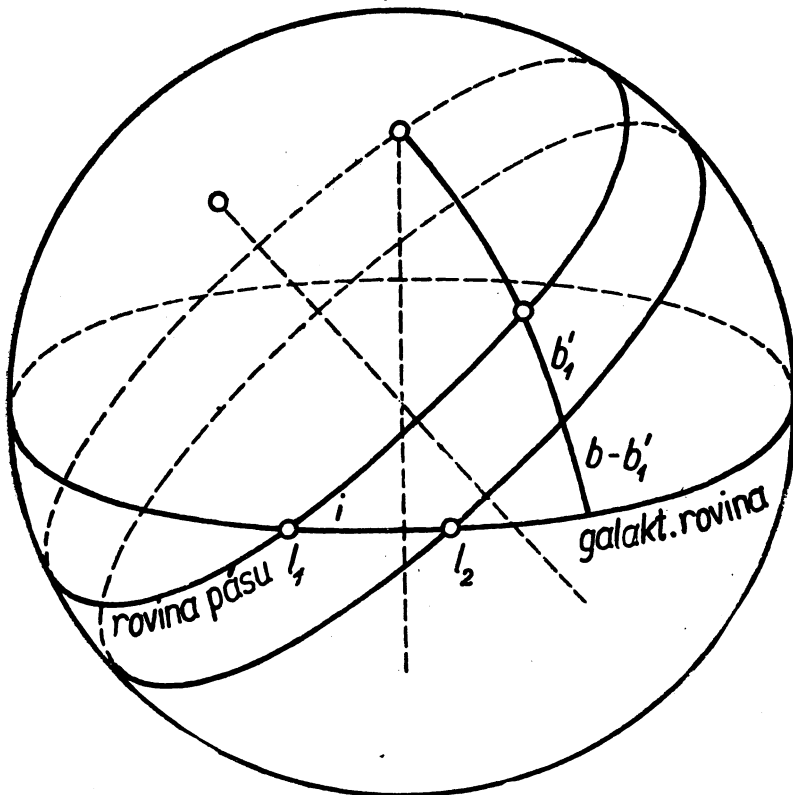
$$\text{tg } b = T + (1 + T \text{ tg } b) (C \sin l - S \cos l). \quad (1.4)$$

Poněvadž však $|b_1| < 6^\circ$ a $|b| < 16^\circ$, je

$$|T \text{ tg } b| < 0,03,$$

což můžeme vůči jedničce zanedbat. Pak přejde rovnice (1.4) na výsledný tvar:

$$\text{tg } b = T + C \sin l - S \cos l. \quad (1.5)$$



Obr. 11.

Řešení N podmínkových rovnic tvaru (1.5) vede na soustavu normálních rovnic tvaru:

$$\left. \begin{aligned} T \cdot N + C [\sin l] - S [\cos l] - [\operatorname{tg} b] &= 0, \\ T [\sin l] + C [\sin^2 l] - S [\sin l \cos l] - [\operatorname{tg} b \sin l] &= 0, \\ -T [\cos l] - C [\sin l \cos l] + S [\cos^2 l] + [\operatorname{tg} b \cos l] &= 0, \end{aligned} \right\} (1.6)$$

odkud inverzní substitucí k (1.3) dostaneme už přímo parametry hlavního kruhu. Galaktickou délku výstupného uzlu vedlejšího kruhu l_1 dostaneme hned z rovnice

$$\sin (l_2 - l_1) = T (C^2 + S^2)^{-1/2}. \quad (1.7)$$

Konečně pro souřadnice pólu uvažovaného pásu hvězd plynou jednoduše hodnoty:

$$\left. \begin{aligned} L &= l_2 - 90^\circ, \\ B &= 90^\circ - i. \end{aligned} \right\} (1.8)$$

Veličiny L , B a b_1 úplně určují polohu rovníku pásu hvězd na obloze.

1.3. Numerické výsledky.

Aplikujeme-li uvedenou metodu na materiál, zpracovaný do tabulek 6—11, můžeme zjistit, jakým způsobem závisí jednotlivé parametry studovaného pásu

Tabulka 13.

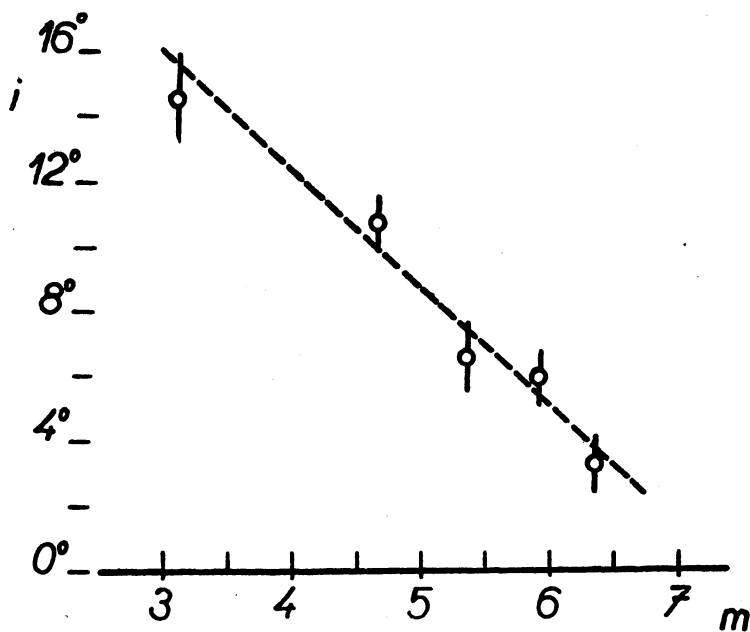
int m	$\leq 4,00$	4,01—5,00	5,01—5,60
\bar{m}	3,02	4,60	5,31
i	$14^\circ,6 \pm 1^\circ,4$	$11^\circ,0 \pm 0^\circ,8$	$6^\circ,9 \pm 1^\circ,1$
l_2	$278^\circ \pm 5^\circ$	$230^\circ \pm 4^\circ$	$254^\circ \pm 9^\circ$
l_1	$279^\circ \pm 7^\circ$	$251^\circ \pm 5^\circ$	$286^\circ \pm 12^\circ$
b_1	$-0^\circ,2 \pm 1^\circ,0$	$-4^\circ,1 \pm 0^\circ,6$	$-4^\circ,6 \pm 0^\circ,8$
$(\Delta b_1)_{\max}$	$0^\circ,03$	$0^\circ,31$	$0^\circ,12$
L	$188^\circ \pm 5^\circ$	$140^\circ \pm 4^\circ$	$164^\circ \pm 9^\circ$
B	$+75^\circ,4 \pm 1^\circ,4$	$+79^\circ,0 \pm 0^\circ,8$	$+83^\circ,1 \pm 1^\circ,1$
A	$174^\circ,0 \pm 1^\circ,5$	$179^\circ,8 \pm 1^\circ,1$	$182^\circ,4 \pm 1^\circ,3$
D	$24^\circ,6 \pm 1^\circ,3$	$+34^\circ,8 \pm 0^\circ,8$	$+29^\circ,7 \pm 1^\circ,1$
n	86	178	171
int m	5,61—6,10	6,11—6,50	$\leq 6,50$
\bar{m}	5,88	6,32	5,28
i	$6^\circ,3 \pm 0^\circ,7$	$3^\circ,7 \pm 0^\circ,8$	$7^\circ,6 \pm 0^\circ,5$
l_2	$247^\circ \pm 6^\circ$	$267^\circ \pm 12^\circ$	$246^\circ \pm 4^\circ$
l_1	$291^\circ \pm 9^\circ$	—	$277^\circ \pm 6^\circ$
b_1	$-4^\circ,4 \pm 0^\circ,5$	$-4^\circ,1 \pm 0^\circ,6$	$-3^\circ,9 \pm 0^\circ,4$
$(\Delta b_1)_{\max}$	$0^\circ,09$	$0^\circ,02$	$0^\circ,12$
L	$157^\circ \pm 6^\circ$	$177^\circ \pm 12^\circ$	$156^\circ \pm 4^\circ$
B	$+83^\circ,7 \pm 0^\circ,7$	$+86^\circ,3 \pm 0^\circ,8$	$+82^\circ,4 \pm 0^\circ,5$
A	$183^\circ,3 \pm 0^\circ,8$	$185^\circ,8 \pm 0^\circ,9$	$181^\circ,9 \pm 0^\circ,6$
D	$30^\circ,3 \pm 0^\circ,7$	$+28^\circ,1 \pm 0^\circ,8$	$+30^\circ,8 \pm 0^\circ,5$
n	167	199	801

hvězd na zdánlivé magnitudě. Výsledky výpočtů jsou přehledně sestaveny do tab. 13. V jednotlivých řádcích jsou uvedeny tyto veličiny:

- int m — rozsah zdánlivých velikostí;
- \bar{m} — střední zdánlivá velikost;
- i — sklon roviny pásu hvězd ke galaktické rovině;
- l_2 — galaktická délka výstupného uzlu hlavního kruhu rovnoběžného s pásem hvězd;
- l_1 — galaktická délka výstupného uzlu pásu hvězd;
- b_1 — úhlová vzdálenost pásu hvězd od hlavního kruhu s ním rovnoběžného;
- $(\Delta b_1)_{\max}$ — maximální diference $b'_1 - b_1$;
- L — galaktická délka pólu pásu hvězd;
- B — galaktická šířka pólu pásu hvězd;
- A — rektascence pólu pásu hvězd;
- D — deklinace pólu pásu hvězd;
- n — počet hvězd.

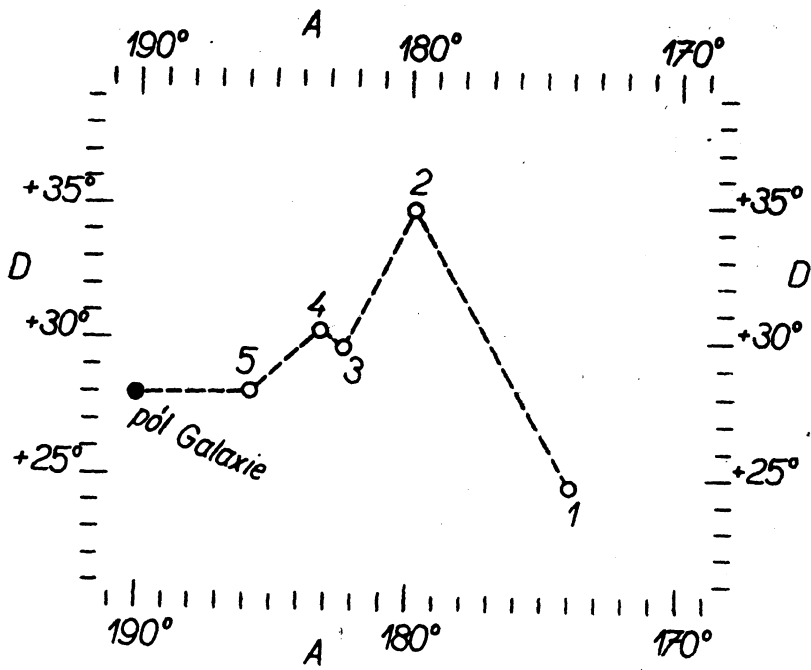
Všechny chyby jsou střední kvadratické.

Charakteristický průběh se zdánlivou velikostí ukazuje sklon roviny pásu hvězd ke galaktické rovině, jak plyne z obr. 12. Konvergence pólu Galaxie je

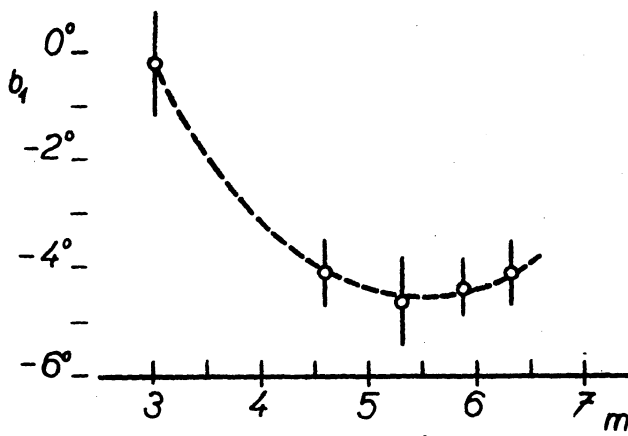


Obr. 12.

dobře vidět z obr. 13, kde čísla u jednotlivých hodnot označují skupinu hvězd podle zdánlivé magnitudy. Konečně na obr. 14 je znázorněn chod šířky b_1 se zdánlivou magnitudou. Veličina b_1 má velkou důležitost, poněvadž známe-li vedle ní i střední vzdálenost uvažovaných hvězd, můžeme určit, a to dosti



Obr. 13.



Obr. 14.

přesně, i vzdálenost Slunce od roviny pásu těchto hvězd. Předpokládáme-li ve známé rovnici

$$m = M - 5 + 5 \log r + Ar \quad (1.9)$$

pro jednotlivé veličiny tyto průměrné hodnoty pro 801 hvězdu našeho materiálu

$$\begin{aligned} m &= 5^m,3 \pm 0^m,1, \\ M &= -1^m,5 \pm 0^m,1, \\ A &= 3^m,0 \pm 0^m,5 \text{ na kps,} \end{aligned}$$

dostaneme

$$\bar{r} = 180 \pm 20 \text{ ps.}$$

Vzdálenost Slunce od roviny pásu je pak

$$v_{\odot} = -\bar{r} \cdot \sin b_1 \quad (1.10)$$

a s hodnotou plynoucí z tab. 13 je

$$v_{\odot} = +12,1 \pm 2,5 \text{ ps,} \quad (1.11)$$

což značí, že Slunce leží nad touto rovinou. Totéž se nezávisle potvrzuje i v následující kapitole.

Rozložení všech B-hvězd jasnějších než 6,^m50 na obloze znázorňuje mapka na obr. 15.

1.4. *Percentuální zastoupení hvězd lokálního systému v celkovém počtu B-hvězd určité zdánlivé jasnosti.*

SHAPLEY nazval lokálním systémem soustavu všech jasných B-hvězd. Avšak při studiu prostorového rozložení B-hvězd se ukázalo, že řada jasných (a zároveň i blízkých) B-hvězd v prostoru je blíže rovině Galaxie než rovině skloněné. Proto se tyto hvězdy někdy řadí k plochému podsystému Galaxie. Zkoumejme nyní z tohoto hlediska zastoupení lokálního systému a plochého podsystému B-hvězd Galaxie v celkovém souboru B-hvězd dané zdánlivé velikosti.

Předpokládáme-li tedy, že všechny B-hvězdy náležející lokálnímu systému se kupí kolem pásu, skloněného ke galaktické rovině pod úhlem I a B-hvězdy náležející plochému podsystému Galaxie mají sklon téměř nulový, pak lze z výsledného sklonu i určit poměr

$$\frac{N_1}{N} = 100 \cdot \frac{\text{tg } i}{\text{tg } I} (\%), \quad (1.12)$$

tj. percentuální zastoupení lokálního systému N_1 v celkovém souboru hvězd N v závislosti na zdánlivé magnitudě. Pro sklon roviny lokálního systému k rovině Galaxie byla přijata hodnota [15]:

$$I = 16^\circ.$$

Tab. 14 obsahuje pro daný rozsah zdánlivých velikostí percentuální zastoupení hvězd N_1 a poměr počtu hvězd náležejících lokálnímu systému N_1 a hvězd galaktického pole $N_2 = N - N_1$.

Tabulka 14.

int m	N_1/N	N_1/N_2
	%	
$\leq 4,00$	86	6,1
4,01—5,00	64	1,8
5,01—5,60	40	0,7
5,61—6,10	36	0,6
6,11—6,50	22	0,3

Vidíme, že mezi hvězdami jasnějšími než asi $5^m,5$ převládá lokální systém nad galaktickým podsystemem B-hvězd. Tato převaha by vynikla ještě víc, kdybychom poměr N_1/N_2 vynášeli proti vzdálenosti od Slunce r . Pak by totiž ze statistiky vymizeli nadobři, kteří vesměs mají galaktické šířky velmi malé a skreslují tím sklon i , z něhož je tab. 14 počítána. K problematice vztahu hvězd v lokálního systému a plochého podsystemu galaktického se ještě vrátíme z odst. 2,7.

2. PROSTOROVÉ ROZLOŽENÍ JASNÝCH B-HVĚZD

2.1. Předmět studia.

V této kapitole je zkoumáno prostorové rozložení hvězd spektrálních tříd B0-B5 (podle původní harvardské spektrální klasifikace) respektive O9,5-B6 (podle Morgan-Keenanovy spektrální klasifikace), jasnějších než $6^m,50$ zdánlivé vizuální magnitudy.

Základním katalogem je opět SCHLESINGERŮV BS-katalog. Vedle toho jsem se snažil shromáždit co největší počet hvězd se známou Morgan-Keenanovou spektrální klasifikací (v dalším: MKK) a se známým barevným indexem systému SHW, známým pod symbolem C_1 .

Prostudováním řady pramenů zabývajících se určením MKK [19, 20, 21, 22, 23, 24, 25, 26, 27, 28, 29, 30, 31, 32, 33, 34, 35, 36, 37] i určením indexu C_1 [19, 23, 24, 38, 39] bylo celkem shromážděno 381 hvězd se vzdálenostmi do 900 ps od Slunce se známými oběma veličinami. Kalibrační hodnoty absolutních velikostí byly vzaty podle JOHNSONA a MORGANA [41].

Ze známých barevných indexů pak byly počítány hodnoty absorpce a s použitím MKK i spektroskopické paralaxy jednotlivých hvězd. Mezní hodnoty zdánlivé i absolutní magnitudy a absorpčního koeficientu nám hned určují i poloměr sféry, uvnitř již máme k dispozici úplný materiál. U hvězd, u nichž nebyla známa MKK, byla vzata původní harvardská spektrální klasifikace a nebylo-li jinak vyznačeno, předpokládáno, že hvězdy náleží hlavní posloupnosti. U hvězd, u nichž nebyl znám barevný index, byla velikost absorpce odvozena z průměrných hodnot (viz odst. 2.2.). U několika hvězd, u nichž

nebyl znám index C_1 , bylo užito indexu SCI z prací [42, 43, 44, 45, 46, 47, 48] transformovaného na (B-V) podle vztahu

$$(B-V) = 0,658 \text{ SCI} + 0,318.$$

K výpočtu absorpčního koeficientu však žádná z těchto hvězd užita nebyla kvůli zachování homogenity materiálu.

Takto připravený materiál je pak dále zpracováván několikerým způsobem. Jsou jednak spočteny gradienty logaritmu hustoty hvězd ve směru kolmém ke galaktické rovině a v rovině galaktického rovníku ve směru průvodiče hvězdy od středu lokálního systému. Dále jsou vypočteny parametry roviny lokálního systému v prostoru.

Ve všech případech je souřadný systém volen tak, že počátkem je průmět polohy Slunce do galaktické roviny, osy X a Y leží v galaktické rovině, a to tak, že kladný směr osy X míří ke galaktickému středu, kladný směr osy Z míří ke galaktickému pólu

$$\begin{aligned} A &= 190^\circ, \\ D &= +28^\circ \end{aligned}$$

a osa Y je orientována tak, že s oběma uvedenými osami tvoří pravouhlý pravotočivý systém souřadný. Pro galaktickou délku středu Galaxie byla přijata hodnota 327° .

Vzhledem k tomu, že materiálem z BS-katalogu jsme omezeni převážně jen na blízké hvězdy (vůči Slunci), nemůžeme z uvedeného materiálu počítat střed lokálního systému, protože vzdálenost R_0 Slunce od něho bychom dostali zřejmě podceněnu. Proto ztotožníme střed lokálního systému se středem B-hvězd, jehož souřadnice odvodila ŠNIRELMANOVÁ [15] na základě mnohem početnějšího materiálu. V souřadném systému výše zavedeném jsou souřadnice Slunce

$$\begin{aligned} X_{\odot} &= 0 \text{ ps}, \\ Y_{\odot} &= 0 \text{ ps}, \\ Z_{\odot} &= +15 \text{ ps} \end{aligned}$$

a souřadnice centra lokálního systému

$$\begin{aligned} X_0 &= +4 \text{ ps}, \\ Y_0 &= -99 \text{ ps}, \\ Z_0 &= -6 \text{ ps}. \end{aligned}$$

2.2. Výpočet absorpce.

ŠNIRELMANOVÁ ve své práci aplikuje v plném rozsahu Parenagovu metodu [49]. V naší práci se přidržíme pouze teorie, kterou PARENAGO vypracoval. Podle ní je velikost celkové absorpce rovna

$$A(r, b) = \frac{a_0 \beta}{\sin b} (1 - e^{-\frac{r}{\beta}}), \quad (2.1)$$

kde β je poloviční tloušťka vrstvy absorbující hmoty, v níž je její hustota všude rovna hustotě v rovině Galaxie, a_0 je velikost absorpce v rovině Galaxie v daném

směru na jednotku vzdálenosti, Z je vzdálenost hvězdy od roviny Galaxie. Z a b je nutno brát v odst. 2.2., 2.4. a 2.5. v absolutní hodnotě. Parenago [49] pro poloviční tloušťku vrstvy odvodil hodnotu

$$\beta = 100 \pm 4 \text{ ps.}$$

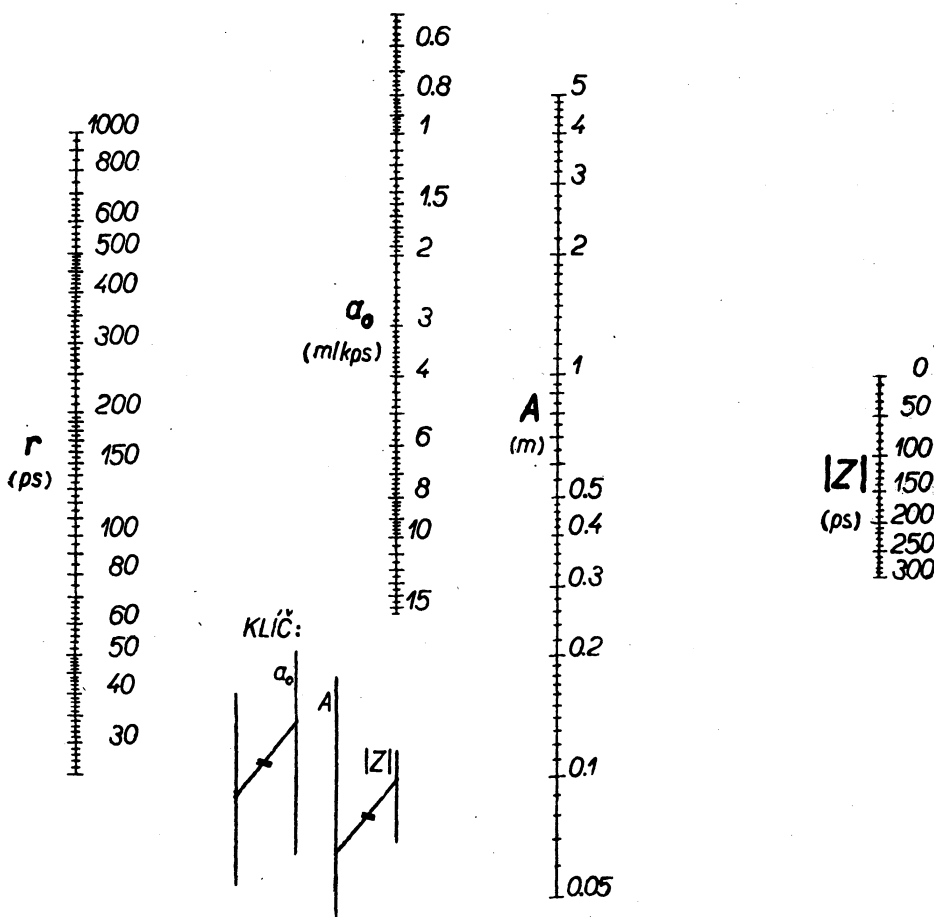
Vzorec (2.1) si přepíšeme na tvar

$$A = a_0 r \left[\varphi \left(\frac{Z}{\beta} \right) \right]^{-1}, \quad (2.2)$$

r je vzdálenost hvězdy od Slunce a

$$\varphi \left(\frac{Z}{\beta} \right) = \frac{Z}{\beta} \cdot \frac{e^{\frac{Z}{\beta}}}{e^{\frac{Z}{\beta}} - 1} \quad (2.3)$$

Absorpční koeficient lze jednoduše určit z nomogramu na obr. 16.



Obr. 16.

Numerické hodnoty absorpčního koeficientu a_0 , jež odvozuje PARENAGO v téže práci, zde nepoužívám, a to z několika důvodů:

a) především odvozuje hodnoty a_0 pro fotografický obor vlnových délek, zatím co v této práci je výzkum prováděn ve visuálním oboru;

b) Parenago odvozuje hodnoty absorpce z hvězd v různé vzdálenosti od Slunce, mnohdy i dosti značné, zatím co nám jde pouze o určení absorpčních koeficientů pro nejbližší oblasti kolem Slunce, nejvýš asi do 500 ps. Hodnoty absorpčních koeficientů, odvozené z bližších hvězd, by měly být systematicky větší než ze vzdálenějších hvězd, protože omezíme-li se na hvězdy do určité zdánlivé jasnosti, pak hvězdy v oblasti s větší absorpcí prostě do statistiky nedostaneme, poněvadž jsou slabší než daná mez jasnosti. Jak uvidíme později, tento efekt se velmi dobře potvrzuje;

c) Parenago předpokládá nespojité skoky absorpčního koeficientu se změnou polohy na obloze. Poněvadž uvažujeme jen nevelké vzdálenosti od Slunce, vystačíme v našem případě zcela s představou spojitě změny absorpčního koeficientu s galaktickou délkou, omezíme-li se přitom ještě na nepřilíš vysoké galaktické šířky.

Postup výpočtu absorpce je zcela obvyklý. Označíme-li barevný excés E_s , je celková absorpce rovna

$$A = \gamma \cdot E_s, \quad (2.4)$$

V systému $(B-V)$ je γ rovno [38, 40]

$$\gamma = 3,0 \pm 0,2. \quad (2.5)$$

Je tedy nejprve nutno barevné indexy systému SHW převést na systém $(B-V)$. MAYER [50] na základě 479 hvězd, u nichž byly známy indexy C_1 i $(B-V)$, odvodil transformační formuli

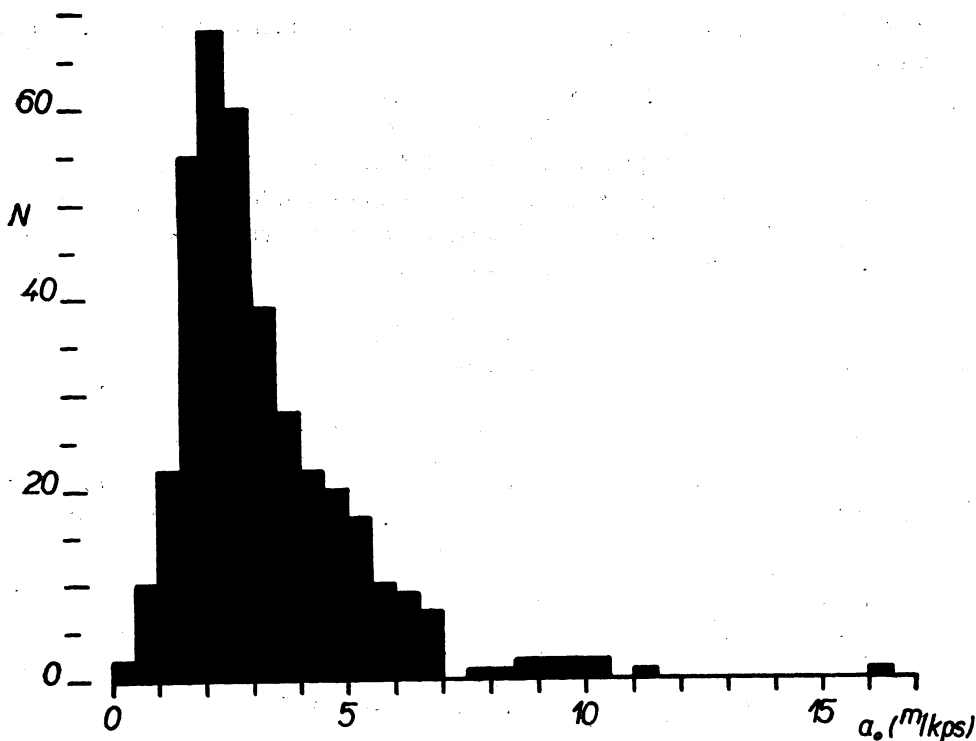
$$(B-V) = 0,310 + 1,912 C_1, \quad (2.6)$$

jíž je v této práci použito. Vlastní barvy C_0 v systému $(B-V)$ byly vzaty podle MORGANA, HARRISE a JOHNSONA [38] a celková absorpce ve visuálním oboru je pak rovna

$$A = \gamma [(B-V) - C_0]. \quad (2.7)$$

Dosazením za A z této formule do (2.2) byl pro každou z 381 hvězd vypočten absorpční koeficient a_0 . Rozdělení absorpčních koeficientů podle velikosti je provedeno na obr. 17.

Známe-li pro každou hvězdu její galaktickou délku a šířku, vzdálenost od Slunce a velikost absorpčního koeficientu, můžeme v určitém nepřilíš velkém rozmezí galaktických délek, kde lze v prvním přiblížení předpokládat, že absorpční koeficient nezávisí na galaktické délce, studovat průběh závislosti $a_0 = a_0(\tau, b)$. To je právě provedeno na obr. 18—22, kde jsou pro rozsahy galaktických délek 41° — 80° , 161° — 200° , 201° — 240° , 241° — 280° a 281° — 320° vyneseny v závislosti na galaktické šířce absorpční koeficienty, a to body pro



Obr. 17.

vzdálenosti $r \leq 500$ ps a kroužky pro $r > 500$ ps. Z těchto grafů jsou patrné dva efekty:

a) absorpční koeficienty hvězd s $r > 500$ ps jsou systematicky menší než koeficienty blízkých hvězd; tento efekt byl již výše vysvětlen;

b) jsou určité náznaky, že velikost absorpčního koeficientu roste s galaktickou šířkou. Tento efekt je dobře vidět na obr. 18, 19 a 20, kde je dost velký počet hvězd ve vyšších galaktických šířkách. Lze jej vysvětlit jako odchylky od předpokládaného zákona dvojím způsobem. Vzorec (2.1) platí za předpokladu platnosti zákona

$$a(Z) = a_0 \cdot e^{-\frac{Z}{\beta}}. \quad (2.8)$$

kde $a(Z)$ je absorpce na jednotku vzdálenosti v dané vzdálenosti od galaktické roviny. Jestliže se nyní ukazuje, že ve vyšších galaktických šířkách existují určité odchylky od tohoto zákona, pak pro oblast námi zkoumanou platí buď poněkud jiná hodnota parametru β , nebo $a(Z)$ závisí na jiné mocnině $\frac{Z}{\beta}$ než na první, po případě obojí.

Diskutujeme oba případy jen odděleně. V prvním případě: požadujeme-li, aby absorpční koeficient pro vyšší šířky byl též jako pro okolí rovníku, pak,

označíme-li jej a_{01} , musíme použít jiné hodnoty parametru β , který označíme β_1 , tedy:

$$a = a_{01} \cdot e^{-\frac{Z}{\beta_1}}. \quad (2.9)$$

Použijeme-li „standardní“ hodnoty $\beta = 100$ ps, dostaneme z materiálu pro absorpční koeficient hodnotu $a_0 > a_{01}$ a pak platí vztah (2,8). Poněvadž absorpce a musí být v obou případech stejná, položíme výrazy na pravých stranách (2,8) a (2.9) sobě rovny a dostaneme tak

$$a_{01} = a_0 \cdot e^{Z \left(\frac{1}{\beta_1} - \frac{1}{\beta} \right)}. \quad (2.10)$$

Podmínka $a_0 > a_{01}$ vede pak na podmínku

$$\beta_1 > \beta, \quad (2.11)$$

což by znamenalo, že mezihvězdná hmota je v oblastech námi zkoumaných poněkud méně koncentrována ke galaktické rovině.

V druhém případě předpokládáme místo vzorce (2.8) funkční závislost ve tvaru

$$a(Z) = a_{01} \cdot e^{-\left(\frac{Z}{\beta}\right)^n}, \quad (2.12)$$

kde $n > 0$ a srovnáním s (2.8) dostaneme

$$a_{01} = a_0 \cdot \exp \left[\frac{Z}{\beta} \left\{ \left(\frac{Z}{\beta} \right)^{n-1} - 1 \right\} \right]. \quad (2.13)$$

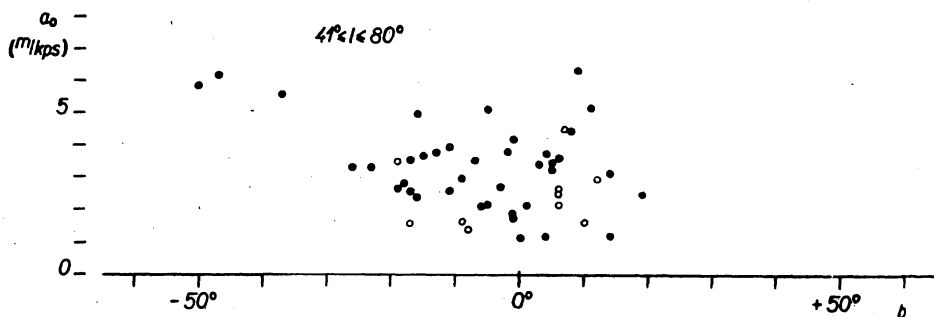
Podmínka $a_0 > a_{01}$ vede na podmínku pro n :

$$(n-1) \log \left(\frac{Z}{\beta} \right) < 0. \quad (2.14)$$

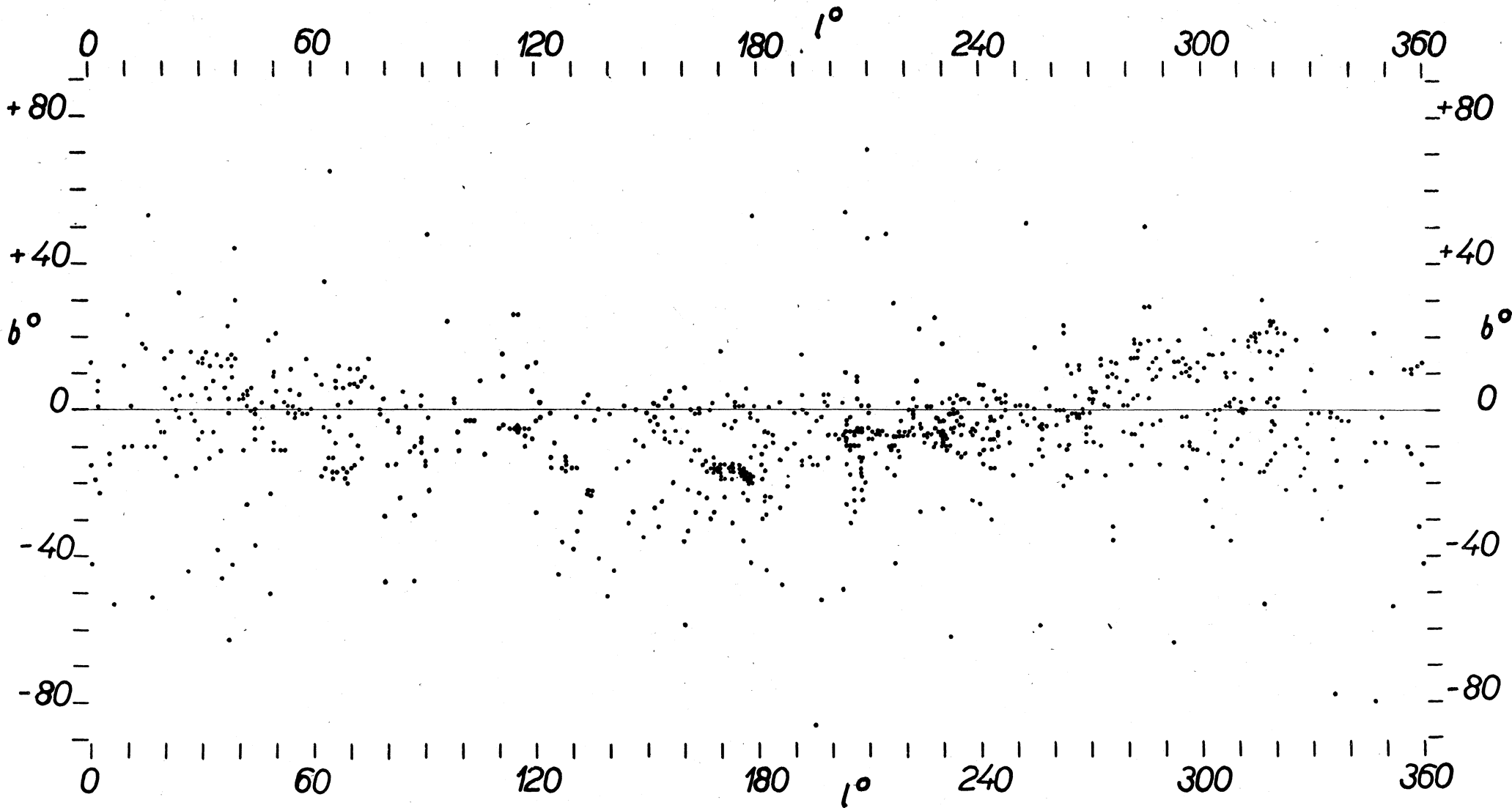
Z této nerovnosti plyne:

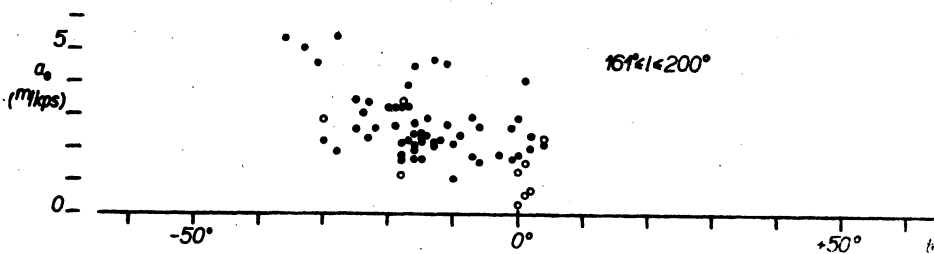
$$\begin{aligned} \text{pro } Z < \beta \text{ je } n > 1, \\ \text{pro } Z > \beta \text{ je } n < 1. \end{aligned}$$

Naopak vezmeme-li např. $n > 1$, pak pro $Z < \beta$ je $a_0 > a_{01}$ a pro $Z > \beta$ je $a_0 < a_{01}$; tedy statisticky vzato, vzdálenější hvězdy by měly ukazovat pokles absorpčního koeficientu se vzrůstající šířkou a bližší — vzrůst s rostoucí šířkou.

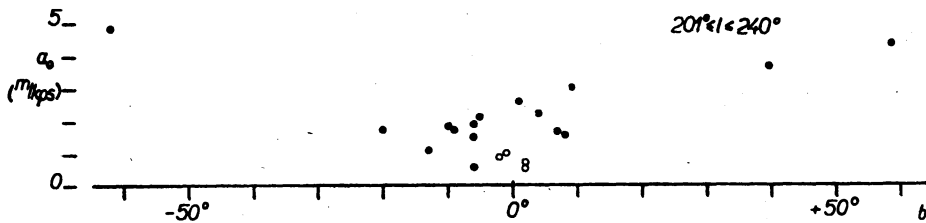


Obr. 18.

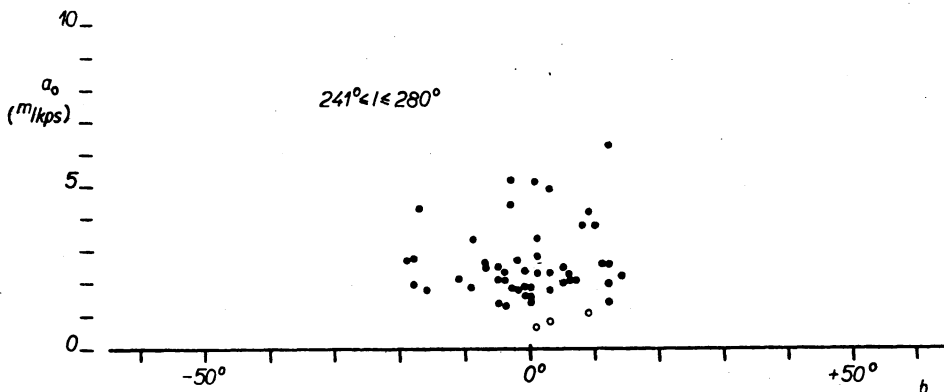




Obr. 19.



Obr. 20.



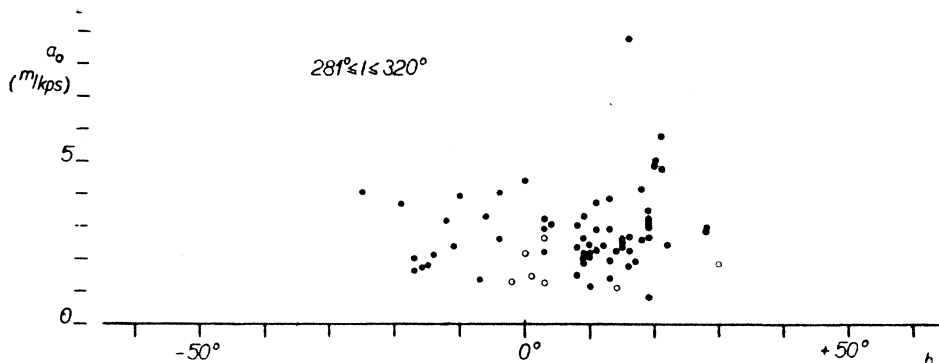
Obr. 21.

Naopak při $n < 1$ by měly hvězdy se $Z < \beta$ vykazovat pokles a_0 s rostoucí šířkou a hvězdy se $Z > \beta$ vzrůst s rostoucí šířkou.

Na obr. 18—22 máme celkem 15 hvězd v galaktických šířkách $|b| \geq 30^\circ$. Vezmeme-li za a_{01} průměr z absorpčních koeficientů hvězd s $|b| < 30^\circ$, pak můžeme pro každou z uvažovaných 15 hvězd určit buď jakému parametru β_1 daná absorpce a_0 odpovídá, nebo jaký exponent n jí nejlépe vyhovuje. Podle velikosti rozptylu získaných hodnot β_1 , resp. n lze usuzovat, který způsob interpretace je vhodnější.

Srovnání ukazuje tab. 15. Pro každou z 15 hvězd je vedle označení v HD-

katalogu uvedena Z -ová souřadnice, galaktická délka a šířka, dále individuální hodnota absorpčního koeficientu a_0 , hodnota průměrného absorpčního koeficientu pro tutéž galaktickou délku a_{01} a vyhovující hodnoty β_1 a n .



Obr. 22.

Tabulka 15.

HD	Z	l	b	a_0	a_{01}	β_1	n
	ps	°	°	m/kps	m/kps	ps	
886	— 81	79	— 47	6,19	3,21	530	8,82
10144	— 12	256	— 59	9,95	2,62	—	—
15371	— 230	232	— 62	4,85	1,96	165	0,40
26739	— 117	161	— 33	5,04	2,74	208	(— 3,67)
28497	— 204	176	— 36	5,38	2,74	149	0,44
29248	— 169	167	— 30	2,22	2,74	89	1,22
30076	— 162	173	— 31	4,64	2,74	148	0,20
31726	— 237	181	— 30	2,90	2,74	102	0,97
90994	+ 117	215	+ 48	4,55	1,96	357	(— 7,13)
91316	+ 599	204	+ 54	4,65	1,96	177	0,91
116658	+ 64	285	+ 50	8,25	2,84	—	—
120315	+ 65	65	+ 65	5,19	3,21	377	4,08
138485	+ 325	317	+ 30	1,80	2,84	88	1,11
212076	— 123	44	— 37	5,56	3,21	181	(— 1,86)
217891	— 77	48	— 50	5,85	3,21	455	6,77

Z uvedené tabulky plyne, že disperse hodnot β_1 je 1,4krát větší než „standardní“ Parenagova hodnota β , zatím co disperse hodnot n je 3,9krát větší než „standardní“ Parenagova hodnota n . Lze tedy veličinou β vysvětlit vzrůst koeficientu a_0 s galaktickou šířkou mnohem spolehlivěji. Proti možnosti vysvětlit tuto závislost změnou n svědčí na první pohled i několik silně záporných hodnot tohoto exponentu, jež nemají fyzikální význam.

V případě dvou hvězd jde o hodnoty absorpce, jež nelze vysvětlit ani jedním z obou způsobů. Může pak jít buď o lokální mimořádně velkou absorpci, nebo i o chybu v měření.

Na základě provedené diskuse lze v celku předpokládat, že asi do galaktické šířky $\pm 40^\circ$ lze zanedbat lokální rozdíly v tloušťce β a pro tuto oblast je možno přijmout Parenagovu hodnotu.

Vzhledem k tomu, že v celé této práci studujeme fyzikální vlastnosti hvězd nejvýše do vzdálenosti 500—600 parsek od Slunce a připočteme-li k tomu ještě výběrový efekt, který je obsažen v hodnotách absorpčních koeficientů vzdálenějších hvězd, je nezbytné omezit získaný materiál na hvězdy, vzdálené od Slunce nejvýše 500 parsek.

Z 381 hvězd naší statistiky splňuje podmínky

$$|b| \leq 40^\circ, r \leq 500 \text{ parsek}$$

celkem 318 hvězd. Tyto hvězdy byly rozděleny do 36 skupin po 10° v galaktické délce a pro každou skupinu byla vypočtena střední hodnota absorpčního koeficientu a_0 . Výsledky jsou obsaženy v tab. 16, kde v prvním sloupci je uvedene rozsah galaktických délek, v druhém střední hodnota a_0 v m/kps a ve třetím počet hvězd.

Tabulka 16.

int l	a_0	N	int l	a_0	N
	m/kps			m/kps	
1—10	3,10	2	21—30	2,95	7
1—20	4,92	4	31—40	2,94	6
41—50	3,36	10	201—210	2,10	4
51—60	2,84	7	211—220	2,21	2
61—70	3,53	15	221—230	1,83	4
71—80	2,33	4	231—240	1,83	4
81—90	3,21	7	241—250	2,22	9
91—100	4,63	6	251—260	2,45	8
101—110	2,91	2	261—270	2,70	20
111—120	4,20	11	271—280	2,94	11
121—130	4,79	11	281—290	2,62	16
131—140	5,26	8	291—300	2,14	15
141—150	4,39	8	301—310	3,00	15
151—160	3,98	9	311—320	3,52	17
161—170	2,63	20	321—330	5,19	8
171—180	2,84	18	331—340	6,29	2
181—190	2,74	11	341—350	6,48	6
191—200	2,82	7	351—360	5,26	4

Tyto hodnoty byly statisticky vyrovnány, protože jsme vyšli z předpokladu, že v oblastech jež uvažujeme, lze považovat a_0 za spojitou funkci galaktické délky (ve statistickém smyslu). Tuto statistickou závislost podává tab. 17, kde jednotlivé sloupce obsahují:

l — galaktickou délku;

a_0 — statisticky vyrovnanou hodnotu absorpčního koeficientu (v^m /kps) se střední kvadratickou chybou;

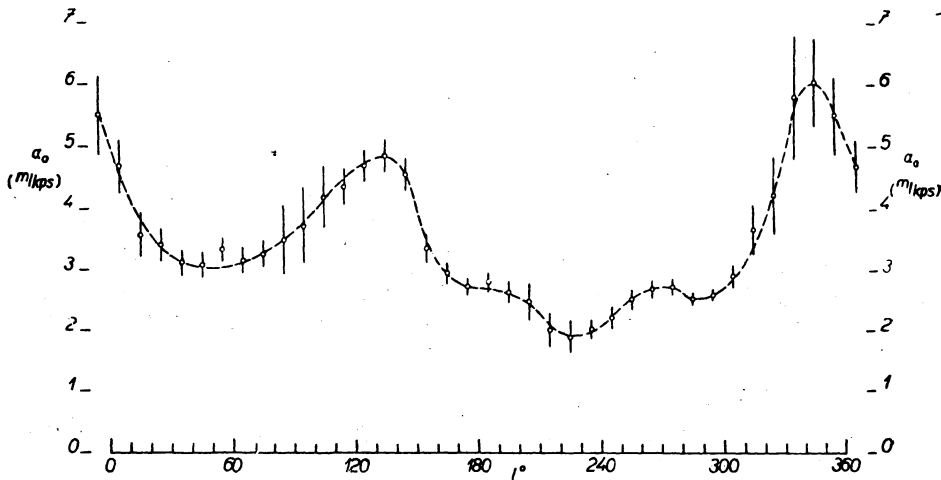
N — počet hvězd.

Pro galaktické šířky větší než $|b| = 40^\circ$, v nichž se ostatně vyskytuje velmi malé procento hvězd, byla vzata nezávisle na galaktické délce hodnota $a_0 \approx 5^m,4/\text{kps}$ za platnosti Parenagovy hodnoty β .

Tabulka 17.

l	a_0		N	l	a_0		N
	m/kps	m/kps			m/kps	m/kps	
0				0			
5	4,69	$\pm 0,44$	10	185	2,80	$\pm 0,17$	36
15	3,58	$\pm 0,37$	13	195	2,65	$\pm 0,19$	22
25	3,41	$\pm 0,30$	17	205	2,50	$\pm 0,33$	13
35	3,13	$\pm 0,23$	23	215	2,01	$\pm 0,31$	10
45	3,09	$\pm 0,23$	23	225	1,90	$\pm 0,26$	10
55	3,33	$\pm 0,22$	32	235	2,03	$\pm 0,17$	17
65	3,16	$\pm 0,24$	26	245	2,23	$\pm 0,21$	21
75	3,26	$\pm 0,24$	26	255	2,53	$\pm 0,19$	37
85	3,50	$\pm 0,59$	17	265	2,71	$\pm 0,19$	39
95	3,73	$\pm 0,64$	15	275	2,73	$\pm 0,15$	47
105	4,20	$\pm 0,52$	19	285	2,53	$\pm 0,13$	42
115	4,36	$\pm 0,32$	24	295	2,59	$\pm 0,12$	46
125	4,70	$\pm 0,27$	30	305	2,91	$\pm 0,20$	47
135	4,86	$\pm 0,29$	27	315	3,66	$\pm 0,42$	40
145	4,52	$\pm 0,28$	25	325	4,22	$\pm 0,65$	27
155	3,34	$\pm 0,24$	37	335	5,81	$\pm 1,03$	16
165	2,94	$\pm 0,17$	47	345	6,04	$\pm 0,73$	12
175	2,73	$\pm 0,14$	49	355	5,51	$\pm 0,65$	12

Graficky je tato závislost znázorněna na obr. 23.



Obr. 23.

Pro střední hodnotu absorpčního koeficientu v oblasti nízkých galaktických šířek dostaneme

$$\bar{a}_0 = \frac{1}{2\pi} \int_0^{2\pi} a_0(l) dl = 3^m,44/\text{kps}.$$

Pro střední velikost absorpce na 1 kps na celé obloze dostaneme hodnotu

$$\bar{A} = \frac{1}{\pi^2} \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} \frac{a_0(l) \beta}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{\sin b}{\beta}} \right) dl db = 0^m,89/\text{kps}.$$

2.3. Určení oblasti pro studium úplného materiálu.

Abychom mohli studovat změny hustoty hvězd, musíme mít samozřejmě k dispozici úplný materiál. Meze zdánlivé i absolutní velikosti hvězd a maximální absorpce určují pak oblast kolem Slunce, v níž je naše statistika B-hvězd úplná. Za tuto oblast zvolíme kouli, jejíž poloměr je určen vzdáleností absolutně i zdánlivě nejslabší hvězdy ležící ve směru, v němž je maximální absorpce. Z tab. 17 však vidíme, že směrem ke galaktickému centru náhle absorpce prudce vzrůstá a brzy opět klesá. Kdybychom vzali skutečně maximální absorpční koeficient z celého rozsahu galaktických délek, dostali bychom značně malý poloměr sféry s úplným materiálem. Proto vyjme z našich dalších úvah oblast v galaktických délkách $322^\circ < l \leq 7^\circ$ a ve zbývající oblasti je, jak plyne z tab. 17, maximální absorpční koeficient (se střední chybou):

$$a_0 = 4^m,86 \pm 0^m,29/\text{kps}.$$

Střední hodnota absorpčního koeficientu získaná z materiálu uvnitř galaktických délek $7^\circ < l \leq 322^\circ$ je (se střední chybou výsledku):

$$\bar{a}_0 = 3^m,12 \pm 0^m,17/\text{kps},$$

a střední disperse této veličiny je

$$\delta \bar{a}_0 = 0^m,92/\text{kps}.$$

Předpokládejme nyní, že rozdělení absorpčních koeficientů je v prvním přiblížení normální. Z tvaru Gaussovy křivky ovšem plyne, že nemůžeme dosáhnout úplného materiálu ve strukturním smyslu slova. Spokojíme-li se však s tím, aby se úplnost naší statistiky vymykalo jen 1 % hvězd, tj. žádáme-li, aby 99 % všech hvězd mělo absorpční koeficient menší nebo nejvýš roven určité maximální hodnotě $a_{0 \text{ max}}$, již hledáme, pak z tabulek Laplaceova integrálu zjistíme, že uvedenému procentu hvězd odpovídá $a_{0 \text{ max}}$, jež je o 2,7násobek střední disperse větší než \bar{a}_0 a tedy

$$a_{0 \text{ max}} = 5^m,6/\text{kps}.$$

Ve skutečnosti ovšem rozdělení a_0 neodpovídá přesně normálnímu rozdělení (obr. 17) a neúplnost materiálu tak bude poněkud větší než 1 %. Celý materiál, obsahující hvězdy spektrálních tříd O9,5-B6 byl nyní rozdělen na dvě

skupiny: hvězdy tříd O9,5-B2 a hvězdy tříd B3-B6. Jak se ukáže dále, není toto rozdělení jen formální.

Nyní určíme pro obě skupiny poloměr koule, uvnitř které nám jsou známy všechny hvězdy (ve výše uvedeném smyslu). Tento poloměr plyne ze známé transcendentní rovnice

$$\log r = 1 + 0,2 (m - a_{0 \max} r - M) \quad (2.15)$$

po dosazení příslušných hodnot za m a M . Tak pro třídy O9,5—B2 je

$$m = 6^m, 5,$$

$$M = -2^m, 6,$$

$$a_{0 \max} = 5^m, 6/\text{kps},$$

a tedy

$$r_1 = 300 \text{ ps},$$

pro třídy B3—B6 je

$$m = 6^m, 5,$$

$$M = -1^m, 1,$$

$$a_{0 \max} = 5^m, 6/\text{kps},$$

odkud

$$r_2 = 200 \text{ ps}.$$

Nesmíme ovšem zapomenout, že již předem jsme vyloučili celou oblast mezi galaktickými délkami 322° a 7° .

Celý objem sféry hvězd tříd O9,5—B2 pak je

$$V_1 = 99 \times 10^6 \text{ ps}^3$$

a je v ní obsaženo celkem 76 těchto hvězd.

Objem oblasti hvězd tříd B3—B6 činí

$$V_2 = 29 \times 10^6 \text{ ps}^3$$

s celkovým počtem těchto hvězd rovným 149.

V dalších odstavcích budeme, pro jednoduchost, oblast o objemu V_1 označovat jako oblast I a oblast o objemu V_2 jako oblast II.

2.4. Gradient logaritmu prostorové hustoty hvězd ve směru kolmém k rovině Galaxie.

Závislost prostorové hustoty hvězd D na vzdálenosti od galaktické roviny budeme předpokládat ve tvaru exponenciálním, tedy

$$D(Z) = D_0 \cdot e^{-\frac{Z}{\beta}}, \quad (2.16)$$

kde D_0 je prostorová hustota hvězd v rovině Galaxie (v dané vzdálenosti od středu Galaxie), Z je absolutní hodnota vzdálenosti od galaktické roviny, β je poloviční tloušťka vrstvy hvězd, v níž by byla jejich hustota všude stejná a rovna hustotě D_0 .

Budeme-li studovat rozdělení hvězd podle souřadnice Z v tak volených tloušťkách vrstev, aby jejich objemy v byly konstantní, pak můžeme prostě hustotu D zaměnit počtem hvězd \mathcal{N} bez vlivu na hodnotu gradientu a rovnici (2.16) lze psát ve tvaru

$$\log \mathcal{N}(Z) = \log \mathcal{N}_0 - \frac{\text{mod}}{\beta} Z, \quad (2.17)$$

kde $\text{mod} = 0,43429\dots$ a pro gradient $\frac{\partial \log \mathcal{N}}{\partial Z}$ a hustotu D_0 dostáváme výrazy:

$$\frac{\partial \log \mathcal{N}}{\partial Z} = - \frac{\text{mod}}{\beta}, \quad (2.18)$$

$$D_0 = \frac{\mathcal{N}_0}{v}. \quad (2.19)$$

Vlastní výpočet byl proveden pro obě oblasti takto: celá sféra o středu v bodě $[0, 0, +15]$ byla dělena od galaktické roviny po vrstvách rovnoběžných s galaktickou rovinou směrem k severnímu i jižnímu galaktickému pólu tak, že Z -ové souřadnice rovin ohraničujících danou dvojici vrstev si byly co do absolutní hodnoty rovny a přitom objem každé dvojice vrstev byl stejný a rovný $v_i = \frac{1}{10} V_i$ ($i = 1$ pro oblast I a $i = 2$ pro oblast II). V každé dvouvrstvě pak byl proveden součet hvězd a z toho vynesena závislost $\mathcal{N} = \mathcal{N}(Z)$. Tato analýza byla provedena pro tyto skupiny hvězd:

1. hvězdy tříd O9.5—B2 v oblasti I;
2. hvězdy tříd O9.5—B2 v oblasti II;
3. hvězdy tříd B3—B6 v oblasti II;
4. hvězdy tříd O9.5—B6 v oblasti II.

V tab. 18—21 je v prvním sloupci uveden interval Z -ových souřadnic, tak, že objem omezený kulovou vrstvou o těchto Z -ových souřadnicích je $1/10$ celkového objemu, dále střední hustota Z -ové souřadnice, počet hvězd v intervalu

Tabulka 18.

O9,5—B2, oblast I

int $ Z $	$ \bar{Z} $	\mathcal{N}	log \mathcal{N}		
			O	C	$O-C$
ps ps	ps				
0—20	11,3	22	1,342	1,381	—0,039
21—41	30,9	18	1,255	1,257	—0,002
42—62	51,1	13	1,114	1,130	—0,016
63—83	73,5	14	1,146	0,989	+0,157
84—105	92,3	6	0,778	0,871	—0,093

a dekadický logaritmus tohoto počtu jednak zjištěný z materiálu — O , jednak vypočtený na základě statisticky vyrovnaných hodnot z rovnic (2.17) — C a rozdíl $O - C$.

Na obr. 24—27 je závislost $N = N(Z)$ vynesena graficky. Body jsou statisticky vyrovnané hodnoty z hodnot O v tab. 18—21.

O9,5—B2, oblast II

Tabulka 19.

int Z	Z	N	log N		
			O	C	O-C
ps ps	ps				
0—13	8,0	9	0,054	0,875	+ 0,079
14—27	19,2	9	0,954	0,804	+ 0,150
28—41	35,3	3	0,477	0,703	— 0,226
42—55	50,0	4	0,602	0,610	— 0,008
56—70	65,5	4	0,602	0,512	+ 0,090
71—86	75,7	3	0,477	0,448	+ 0,029

Tabulka 20.

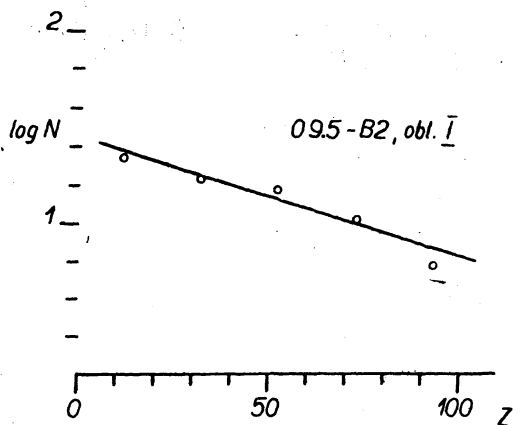
B3—B6, oblast II

int Z	Z	N	log N		
			O	C	O-C
ps ps	ps				
0—13	6,4	53	1,724	1,593	+ 0,131
14—27	19,6	26	1,415	1,477	— 0,062
28—41	34,3	19	1,278	1,348	— 0,070
42—55	48,5	16	1,204	1,224	— 0,020
56—70	60,9	12	1,079	1,114	— 0,035
71—86	79,8	12	1,079	0,958	+ 0,121
87—104	95,3	6	0,778	0,813	— 0,035
105—124	115,8	4	0,602	0,633	— 0,031

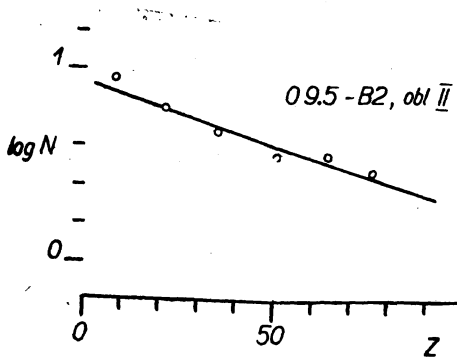
Tabulka 21.

O9,5—B6, oblast II

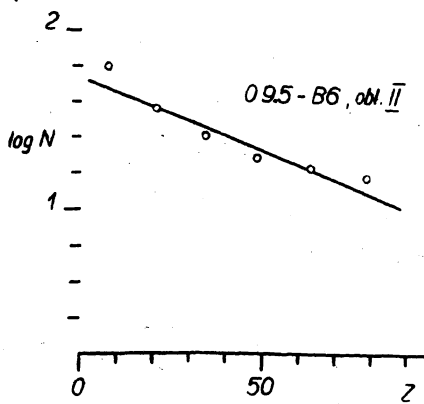
int Z	Z	N	log N		
			O	C	O-C
ps ps	ps				
0—13	6,6	62	1,792	1,667	+ 0,125
14—27	19,5	35	1,544	1,563	— 0,019
28—41	34,5	22	1,342	1,441	— 0,099
42—55	48,8	20	1,301	1,325	— 0,024
56—70	62,1	16	1,204	1,216	— 0,012
71—86	78,1	15	1,176	1,086	+ 0,090



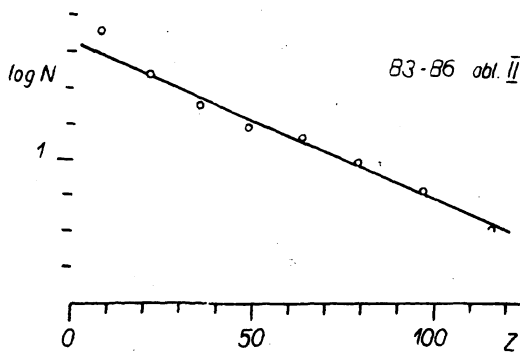
Obr. 24.



Obr. 25.



Obr. 26.



Obr. 27.

Numerické hodnoty parametrů z rovnic (2.17), (2.18) a (2.19) a jejich střední chyby jsou obsaženy v tab. 22.

Tabulka 22.

Skupina hvězd	$\log N_0$	D_0
		10^{-3} ps^{-6}
O9,5—B2, oblast I	$1,452 \pm 0,039$	$2,9 \pm 0,3$
O9,5—B2, oblast II	$0,925 \pm 0,030$	$2,9 \pm 0,2$
B3—B6, oblast II	$1,649 \pm 0,023$	$15,4 \pm 0,8$
O9,5—B6, oblast II	$1,721 \pm 0,039$	$18,1 \pm 1,6$

Skupina hvězd	$\frac{\partial \log D}{\partial Z}$	β
	kps ⁻¹	ps
O9,5—B2, oblast I	$-6,30 \pm 0,69$	$69,0 \pm 7,6$
O9,5—B2, oblast II	$-6,30 \pm 0,64$	$68,9 \pm 6,9$
B3—B6, oblast II	$-8,78 \pm 0,36$	$49,5 \pm 2,0$
O9,5—B6, oblast II	$-8,12 \pm 0,84$	$53,5 \pm 5,5$

Poslední řádek této tabulky ukazuje v zásadě souhlas s výsledky ŠNIRELMANOVÉ [15], která dostala na základě mnohem početnějšího materiálu:

$$D_0 = 17,3 \pm 3,1/10^6 \text{ ps}^3,$$

$$\frac{\partial \log D}{\partial Z} = -8,89 \pm 0,52/\text{kps},$$

$$\beta = 48,8 \pm 2,8 \text{ ps}.$$

Srovnání jednotlivých řádků ukazuje zřetelnou závislost gradientu na spektrální podtřídě. Hvězdy B3—B6 tvoří v okolí Slunce podstatně plošší útvar než hvězdy O9,5—B2. Rozdílnost obou skupin hvězd v tomto směru nepřímo plyne i z nejistoty v celkovém gradientu, jež je větší, než nejistota gradientů jednotlivých skupin, ačkoliv náhodné odchylky, do výsledné nejistoty vstupující, jsou u celkového gradientu, vzhledem k početnosti materiálu, menší.

Srovnání prvních dvou řádků jen potvrzuje fakt, že výpočet gradientu nezávisí na volbě poloměru sféry (alespoň v mezích v naší práci uvažovaných).

2.5. Gradient logaritmu prostorové hustoty hvězd v galaktické rovině podél průvodiče vzhledem ke středu lokálního systému.

Podobně jako v odst. 2.4 budeme předpokládat i pro závislost prostorové hustoty D na vzdálenost R od centra lokálního systému platnost exponenciálního zákona

$$D(R) = D_1 \cdot e^{-\frac{R}{\alpha}}, \quad (2.20)$$

kde α je taková vzdálenost od středu lokálního systému, v níž je prostorová hustota hvězd e -krát menší než v centru samém. Kdybychom zkoumali jen hvězdy v nejbližším okolí galaktické roviny, pak by D_1 byla hustota hvězd pro $R = 0$ a $Z = 0$. Poněvadž tento případ není numericky proveditelný, je $D_1 = D_i(Z_0)$, označíme-li Z_0 horní hranici oblasti, v níž sčítání hvězd provádíme. Skutečné maximum prostorové hustoty $D(0)$, jež klademe do centra lokálního systému (přesněji řečeno do průmětu tohoto centra do galaktické roviny), je pak rovno

$$D(0) = \frac{Z_0 D_1}{\beta} [1 - e^{-\frac{Z_0}{\beta}}]^{-1}. \quad (2.21)$$

Poněvadž Z_0 musí být konstanta, vezmeme v tomto případě za oblast zkoumání válec, jehož osa je kolmá ke galaktické rovině. Sčítání hvězd nyní provedeme v oblastech, jež budou válci s osami kolmými ke galaktické rovině a procházejícími centrem lokálního systému, a jež budou omezeny rovinami rovnoběžnými s galaktickou rovinou o souřadnici $\pm Z_0$. Pak určíme počet hvězd v průnicích obou válců a redukcí na jednotkový objem (10^6 ps³) dostaneme již přímo prostorovou hustotu hvězd jako funkci vzdálenosti od centra systému.

Aby úplnost materiálu nebyla dotčena, musí být válec, jenž je oblastí zkoumání, vepsán do původní koule. Tím je ovšem početnost zkoumaného materiálu vůči materiálu z odst. 2.4. ještě více snížena a proto v tomto odstavci již nebudeme zkoumat hvězdy tříd O9,5—B2 a B3—B6 odděleně. Tím vyloučíme z úvah oblast I a válec musíme vepsat do sféry o $r = 200$ ps; při zvolené hodnotě

$$Z_0 = 100 \text{ ps}$$

je poloměr válce

$$r' = 173 \text{ ps.}$$

Výsledky, udávající průběh hustoty hvězd se vzdáleností od centra lokálního systému, jsou obsaženy v tab. 23. V jednotlivých sloupcích je uvedeno:

int R — meze vzdálenosti od centra lokálního systému;

N — počet hvězd v tomto intervalu;

V — objem této meziválcové oblasti;

D — prostorová hustota hvězd (počet N na 10^6 ps³);

log D — její dekadický logaritmus: O — určený z materiálu, C — vypočtený podle rovnice (2.20) a rozdíl $O - C$.

Uvedený postup je správný jen za předpokladu, že lze zanedbat gradient $\frac{\partial \log D}{\partial \bar{\omega}}$, jež udává změnu prostorové hustoty hvězd se vzdáleností $\bar{\omega}$ od středu Galaxie. Z hustoty modrých hvězd v okolí Slunce tento gradient nelze určit právě vzhledem k přítomnosti lokálního systému. Z jiných složek plochého

Tabulka 23.

int R	N	V	D	log D		
				O	C	$O-C$
ps ps		ps ³	10 ⁻⁶ ps ⁻³			
0—50	10	1,57 × 10 ₆	6,36	0,803	0,900	— 0,097
50—100	36	3,74 × 10 ₆	9,63	0,984	0,896	+ 0,088
100—150	27	3,60 × 10 ₆	7,50	0,875	0,892	— 0,017
150—200	31	3,11 × 10 ₆	9,97	0,999	0,888	+ 0,111
200—250	20	2,85 × 10 ₆	7,02	0,846	0,884	— 0,038
250—272	4	0,64 × 10 ₆	6,25	0,796	0,861	— 0,065

podsystemu však plynou hodnoty kupící se vesměs kolem

$$\frac{\partial \log D}{\partial \tilde{\omega}} = - 0.11/\text{kps}.$$

Použijeme-li této hodnoty na naši oblast zkoumání, pak zjistíme, že poměr hustot za předpokladu neexistence lokálního systému pro část oblasti nejbližší ke středu Galaxie a část nejvzdálenější od něho by byl roven

$$\frac{D_{\max}}{D_{\min}} = 1.08,$$

což pro průměrnou hodnotu hustoty B-hvězd v okolí Slunce

$$\bar{D} \sim 8/10^6 \text{ ps}^3$$

dává rozdíl nejvýše

$$D_{\max} - D_{\min} \sim 0,6/10^6 \text{ ps}^3,$$

což je hodnota nepřesahující velikost chyby, s níž je hustota D_1 určena, jak dále

uvidíme. Lze tedy v prvním přiblížení gradient $\frac{\partial \log D}{\partial \tilde{\omega}}$ zanedbat, neboť

vzhledem k tomu, že směr na centrum lokálního systému svírá se směrem na střed Galaxie pravý úhel je oblast zkoumání prakticky souměrná podle osy Y

a odchylky, způsobené gradientem $\frac{\partial \log D}{\partial \tilde{\omega}}$ se kompenzují.

Numerické hodnoty parametrů ze vzorců (2.20) a (2.21) vypočtené z veličin tab. 23 jsou tyto (chyby jsou opět střední kvadratické):

$$\frac{\partial \log D}{\partial R} = - 0.08 \pm 0.23/\text{kps},$$

$$D_1 = 7,98 \pm 0,68/10^6 \text{ ps}^3,$$

$$D(0) = 17,7 \pm 1,9/10^6 \text{ ps}^3.$$

Z hodnoty gradientu je patrné, že v zkoumané oblasti nemůžeme mluvit o reálném poklesu hustoty hvězd se vzdáleností od centra lokálního systému. Totéž potvrzuje i hodnota maxima hustoty $D(0)$, jež je zcela v souladu s hodnotou D_0

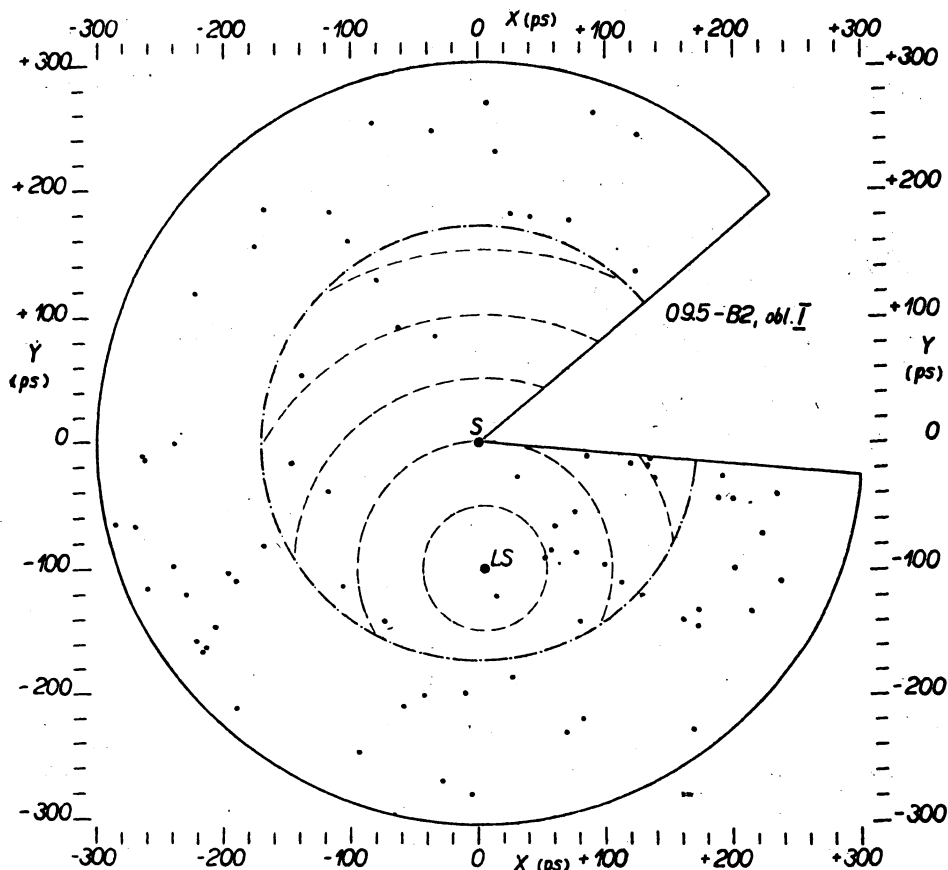
z tab. 22, ačkoliv D_0 značí jen jakousi střední hustotu B-hvězd v rovině Galaxie v okolí Slunce.

Poměrně značná chyba gradientu, jež vyjadřuje reálný rozptyl ve změně hustoty B-hvězd, ukazuje na to, že v okolí Slunce máme patrně co činiti ne se souvislým systémem, ale s lokálními zhuštěninami. Na tento fakt na základě jiného materiálu již dříve upozornil PANNEKOEK [16], jak jsme se zmínili v úvodu. Z existence jednotlivých zhuštěnin ovšem naprosto není důvodu popírat existenci lokálního systému jako celku.

Z velikosti gradientu hustoty nelze však dělat definitivní závěry o stavbě lokálního systému. V tomto ohledu může být velmi užitečné i studium pohybů blízkých B-hvězd.

2.6. Poloha roviny lokálního systému v prostoru.

Sféry zkoumání jsou zobrazeny na obr. 28—31. Na obr. 28 a 30 jsou průměty oblastí I a II do galaktické roviny. Plnou čarou jsou vyznačeny obrysy průmětu



Obr. 28.

této oblasti, čerchovanou čarou — obrysy průmětu válce zkoumání z odst. 2.5. a čárkovaně průměty soustředných válců kolem centra lokálního systému. Na obr. 29 a 31 jsou průměty oblastí I a II do roviny XY .

Z materiálu obsaženého v těchto grafech, můžeme určit i numerické hodnoty koeficientů, charakterisujících polohu roviny lokálního systému v prostoru, tj. veličin A , B , C ve vzorci

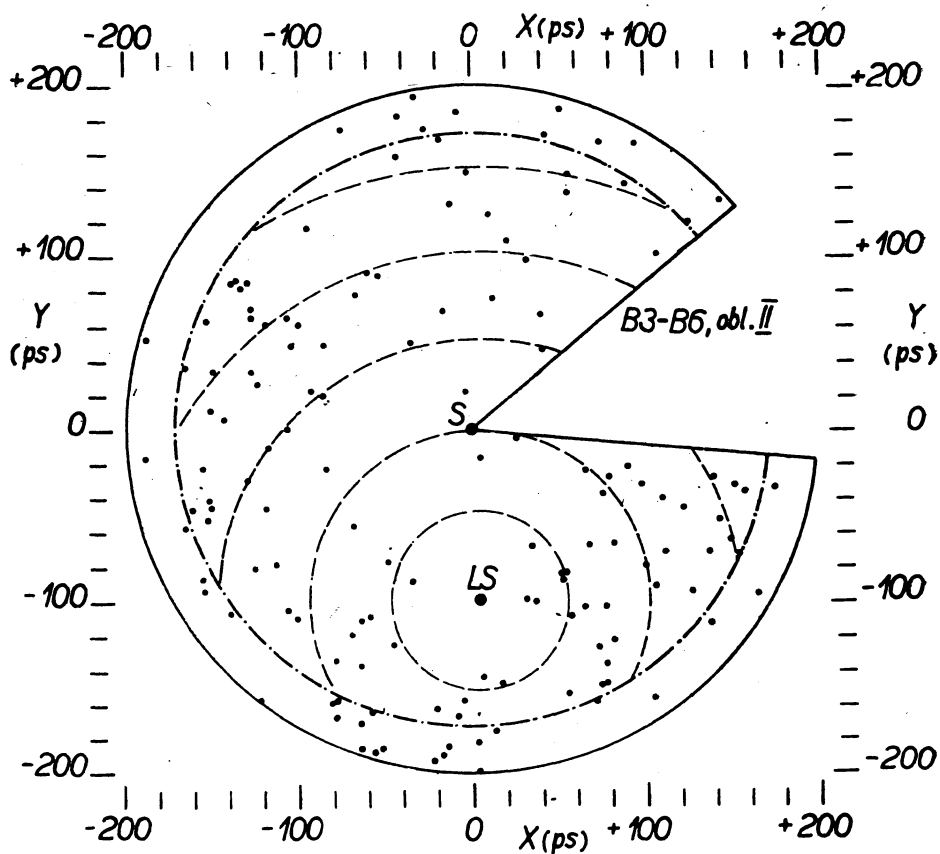
$$Z = A + BX + CY. \quad (2.22)$$

Z N podmínkových rovnic (2.22) plynou tři normální rovnice tvaru

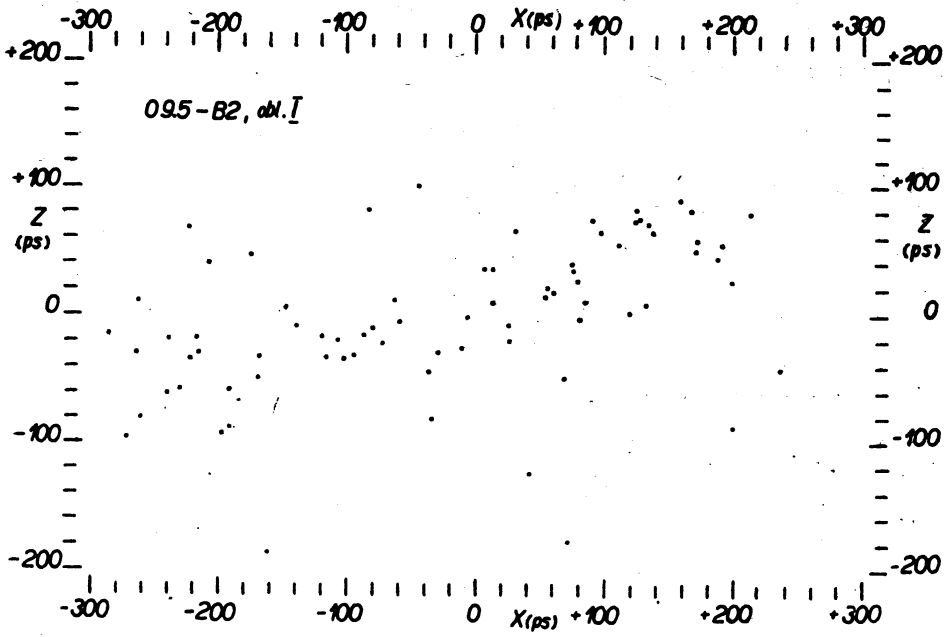
$$\left. \begin{aligned} A \cdot N + B[X] + C[Y] &= [Z], \\ A[X] + B[X^2] + C[XY] &= [XY], \\ A[Y] + B[XY] + C[Y^2] &= [YZ]. \end{aligned} \right\} \quad (2.23)$$

Tak pro 65 hvězd spektrálních tříd O9,5—B2 dostaneme:

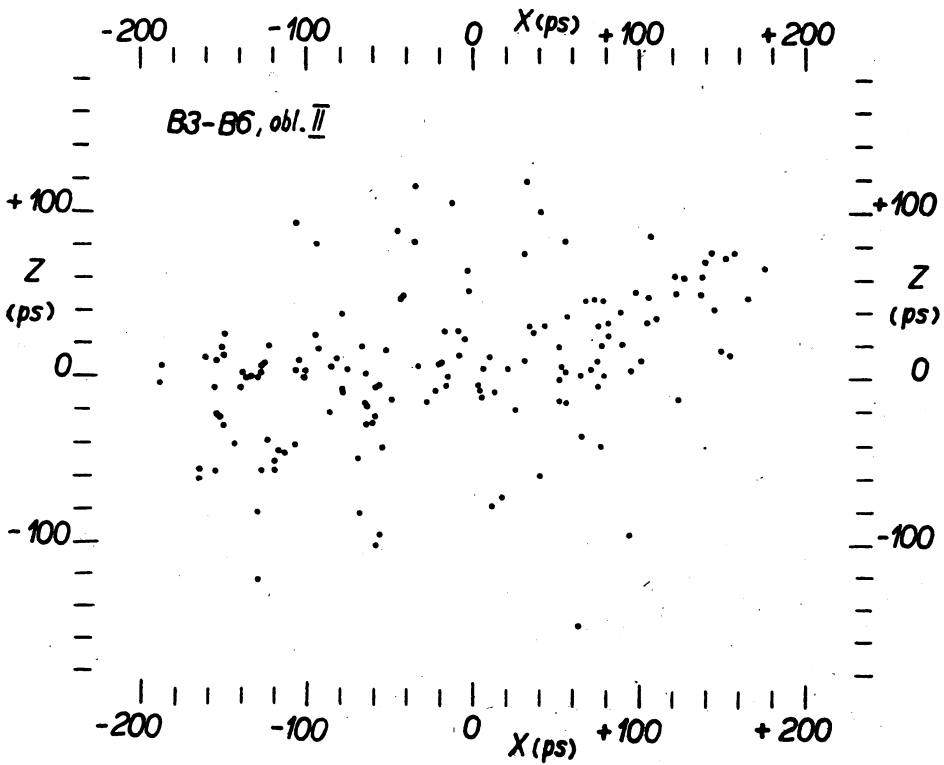
$$\begin{aligned} Z &= +9,0 + 0,251 X + 0,030 Y, \\ &\pm 4,0 \pm 0,025 \quad \pm 0,028 \end{aligned} \quad (2.24)$$



Obr. 30.



Obr. 29.



Obr. 31.

pro 139 hvězd spektrálních tříd B3—B6:

$$Z = + 8,3 + 0,252 X + 0,035 Y \quad (2.25)$$

$$\pm 2,9 \pm 0,029 \quad \pm 0,026$$

Z rovnic (2.24) a (2.25) pak plynou hodnoty dalších veličin, uvedených v tab. 24, kde v jednotlivých sloupcích je obsaženo:

- * — skupina hvězd;
- i — sklon roviny lokálního systému ke galaktické rovině;
- l_{Ω} — galaktická délka uzlové přímky roviny lokálního systému s rovinou galaktickou;
- L — galaktická délka pólu lokálního systému;
- B — galaktická šířka pólu lokálního systému;
- A — rektascense pólu lokálního systému;
- D — deklinace pólu lokálního systému;
- b_0 — galaktická šířka centra lokálního systému ($l_0 = 239^{\circ}$);
- v_{\odot} — vzdálenost Slunce od roviny lokálního systému.

Tabulka 24.

*	i	l_{Ω}
třídy O9,5—B2, oblast I	$14^{\circ},2 \pm 1^{\circ},4$	$276^{\circ},8 \pm 6^{\circ},3$
třídy B3 —B6, oblast II	$14^{\circ},3 \pm 1^{\circ},6$	$277^{\circ},9 \pm 5^{\circ},6$

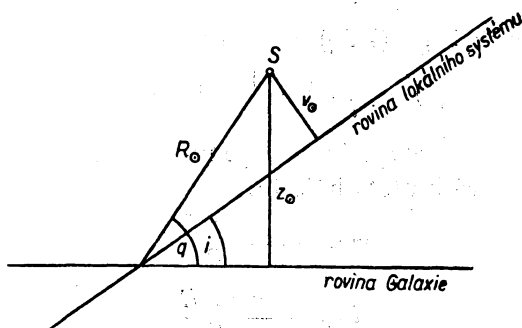
*	L	B
třídy O9,5—B2, oblast I	$186^{\circ},8 \pm 6^{\circ},3$	$+ 75^{\circ},8 \pm 1^{\circ},4$
třídy B3 —B6, oblast II	$187^{\circ},9 \pm 5^{\circ},6$	$+ 75^{\circ},7 \pm 1^{\circ},6$

*	A	D
třídy O9,5—B2, oblast I	$174^{\circ},3 \pm 1^{\circ},5$	$+ 25^{\circ},4 \pm 1^{\circ},5$
třídy B3 —B6, oblast II	$174^{\circ},3 \pm 1^{\circ},7$	$+ 25^{\circ},1 \pm 1^{\circ},4$

*	b_0	v_{\odot}
třídy O9,5—B2, oblast I	$- 4^{\circ},6$	$+ 5,8 \pm 3,9$ ps
třídy B3 —B6, oblast II	$- 5^{\circ},3$	$+ 6,5 \pm 2,8$ ps

Srovnáme-li výsledky z této tabulky s hodnotami z tab. 13, zjistíme vcelku velmi dobrý souhlas až na veličinu i a v_{\odot} . Sklon i je ovšem v tab. 13 silně podceněn vzhledem k tomu, že ve statistice zdánlivých velikostí jsou v materiálu obsaženy i nadobří hvězdy, jež jsou podstatně dále od Slunce než několik set parsek a jež už náleží plochému podsystemu Galaxie. Tím se sice nestáčí uzlová přímka roviny lokálního systému, poněvadž tyto hvězdy jsou rozloženy přibližně rov-

noměrně ve všech směrech, ale sklon i je tím silně ovlivněn. Odtud plyne i neso-
souhlas hodnot v_{\odot} . To je patrné z obr. 32, odkud plyne:



Obr. 32.

$$\begin{aligned} v_{\odot} &= R_{\odot} \sin (q - i), \\ Z_{\odot} &= R_{\odot} \sin q. \end{aligned} \quad (2.26)$$

V těchto rovnicích jsou R_{\odot} a q neznámé, jež však můžeme určit z posledního sloupce tab. 13 a z hodnoty (1.11):

$$\begin{aligned} v_{\odot} &= + 12,1 \pm 2,5 \text{ ps}, \\ Z_{\odot} &= + 15 \text{ ps}, \\ i &= 7^{\circ},6 \pm 0^{\circ},5. \end{aligned}$$

Pak je:

$$\begin{aligned} q &= 35^{\circ},6, \\ R_{\odot} &= 25,8 \text{ ps}, \end{aligned}$$

a dosazením hodnoty i z tab. 24 do prvního vzorce (2.26) dostáváme

$$v_{\odot} = + 9,4 \pm 4,8 \text{ ps},$$

což je hodnota, která již uspokojivěji souhlasí s v_{\odot} z tabulky 24.

Srovnání výsledných hodnot některých důležitých veličin, charakterisujících polohu roviny lokálního systému v prostoru, získaných rozložením jednak zdánlivého rozložení B-hvězd, jednak jejich prostorového rozložení, ukazuje, že souhlas numerických výsledků oběma nezávislými způsoby dosažený, je vcelku uspokojující.

2.7. Celkový počet B-hvězd v oblasti lokálního systému.

Předpokládáme-li, že hodnoty gradientu logaritmu prostorové hustoty hvězd podél osy Z a průvodiče R , i maximální hustoty $D(0)$, odvozené v odst. 24. a 2.5. pro vnitřní část lokálního systému, platí pro lokální systém jako celek, můžeme jednoduše odvodit i celkový počet B-hvězd v oblasti lokálního systému, známe-li ještě jeho rozměry. Opět se odvoláme na práci ŠNIRELMANOVÉ [15], podle níž je délka lokálního systému 500 ps a šířka 200—250 ps. Celkový počet hvězd pak vypočteme jako integrál

$$N = \int_0^{R_{\max}} \int_0^{2\pi} \int_0^{\infty} D(R, \varphi, Z) R \, dR \, d\varphi \, dZ \quad (2.27)$$

a dosazením vztahů (2.16) a (2.20) dostaneme po integraci

$$N = 4 k \pi D(0) \frac{\text{mod}^3}{m^2 l} \left[1 - \left(1 + \frac{mR_0}{\text{mod}} \right) \cdot e^{-\frac{m}{\text{mod}} R_0} \right], \quad (2.28)$$

kde k je poměr šířky k délce systému, R_0 je maximální poloměr systému, $D(0)$ je maximální prostorová hustota hvězd a

$$m = - \frac{\partial \log D}{\partial R},$$

$$l = - \frac{\partial \log D}{\partial Z}.$$

S použitím numerických hodnot:

$$\begin{aligned} k &= 0,45, \\ R_0 &= 0,25 \text{ kps}, \\ D(0) &= 17700 \pm 1900/\text{kps}^3, \\ m &= 0,08 \pm 0,23/\text{kps}, \\ l &= 8,12 \pm 0,84/\text{kps}, \end{aligned}$$

je

$$N = 157 \pm 29. \quad (2.29)$$

Je tedy v oblasti lokálního systému, tak jak je chápán v uvedené práci Šnirelmanové, jen asi 150 hvězd a z nich by ještě podle odst. 1.4. asi 50 % náleželo plochému podsystému Galaxie. Zbývala by tedy vcelku necelá stovka B-hvězd, jež by měla tvořit lokální systém. Vzhledem k tomu, že jen u určité části z nich jsou známy spolehlivé spektroskopické paralaxy (odst. 2.1), museli bychom v dalším pracovat s materiálem, jenž svým rozsahem neodpovídá běžně užívaným materiálům reprezentativním. Poněvadž k tomu ještě nejbližším okolím slunečním prochází uzlová přímka obou rovin, nelze v této oblasti vůbec od sebe oddělit hvězdy lokálního systému od hvězd plochého podsystému Galaxie.

Proto pojmem lokální systém zde chápeme jako soubor všech blízkých B-hvězd. Tato definice naprosto neodporuje definici SHAPLEYOVĚ (viz úvod), neboť velikost sklonu roviny systému těchto hvězd k rovině Galaxie, jak plyne z tab. 24, je téměř v naprostém souhlasu s hodnotou plynoucí ze Shapleyových výzkumů.

3. VÝSLEDKY A ZÁVĚRY ZE STUDIA STAVBY LOKÁLNÍHO SYSTÉMU

3.1. *Žákonitosti v rozložení B-hvězd na obloze.*

Studiem zdánlivých poloh 801 hvězd spektrálních tříd B0—B5 harvardské klasifikace jasnějších než $6^m,5$ zdánlivé visuální velikosti se v podstatě po-

tvrzují všechny výzkumy, jež byly v tomto směru vykonány dříve. Především se ukazuje, že sklon střední roviny pásu hvězd ke galaktické rovině se neustále s klesající zdánlivou jasností zmenšuje, a to přibližně o $3^{\circ},5$ na 1^m . Přitom kruh, kolem něhož se hvězdy kupí, je vedlejším kruhem, a ve všech případech prochází jižně od hlavního kruhu, což svědčí o tom, že Slunce leží nad rovinou tohoto pásu hvězd. Numerický výpočet pak ukazuje, že vzdálenost Slunce od této roviny činí v středním asi 12 parsek. Rozdělení počtu hvězd podle galaktické délky vykazuje vždy dvě maxima, jež s klesající jasností se posouvají k menším galaktickým délkám. V závěru je pak podán přehled, jak se mění poměr počtu hvězd náležejících lokálnímu systému a plochému podsystemu Galaxie se zdánlivou jasností. Tento poměr s klesající jasností pochopitelně klesá a za daných předpokladů nastává rovnost mezi oběma složkami asi u 5^m .

3.2. *Zákonitosti v prostorovém rozložení B-hvězd.*

Nejprve je provedena důkladná analýsa absorpčních koeficientů, jichž se v dalším užívá při stanovení spektroskopických paralax hvězd. Jednak je diskutována závislost a_0 na galaktické délce za předpokladu, že jde o její spojitou funkci, jednak je vyšetřována závislost a_0 na galaktické šířce a jsou vyslovena možná vysvětlení pro zjištěná fakta, že se totiž absorpční koeficienty s rostoucí šířkou poněkud zvětšují a že u hvězd vzdálenějších nabývají systematicky menších hodnot.

V dalším se pozornost věnuje především určení průběhu prostorové hustoty B-hvězd jednak se vzdáleností od galaktické roviny, jednak od středu lokálního systému, jenž je ztotožněn se středem B-hvězd studovaných Šnirelmanovou. Poukazuje se především na rozdílnou rychlost poklesu hustoty se vzdáleností od roviny Galaxie u raných (O9,5—B2) a pozdních (B3—B6) spektrálních podtříd. Poslední jeví větší koncentraci ke galaktické rovině, avšak v obou případech se dospívá k hodnotám typickým pro ploché podsystemy. Naproti tomu gradient hustoty hvězd se vzdáleností od středu lokálního systému je prakticky nulový, ale s dosti značným rozptylem, jenž je vzhledem k úplnosti materiálu nutně reálný. To podporuje domněnku o specifické struktuře lokálního systému, jež spočívá v jednotlivých hvězdných zhuštěninách. V dalším odstavci jsou určeny parametry roviny systému všech B-hvězd ve zkoumané oblasti vůči galaktické rovině a poukazuje se v závěru na souhlas hodnoty sklonu, vypočtené ze zmíněných parametrů, s hodnotou sklonu roviny lokálního systému plynoucí z výzkumů Shapleyových, na nichž je definice lokálního systému v naší práci založena.

SOUHRN

V první části uvedené práce je studováno zdánlivé rozložení 801 hvězdy spektrálních tříd B0-B5 harvardské spektrální klasifikace, jež jsou jasnější než $6^m,5$ zdánlivé visuální velikosti. Ukazuje se, že sklon roviny symetrie těchto

hvězd se zmenšuje s klesající zdánlivou jasností přibližně o $3^{\circ}.5$ na 1^m . Na obloze se tyto hvězdy kupí podél kruhu, který je v průměru 4° pod největším kruhem, takže Slunce leží nad rovinou symetrie blízkých B-hvězd. Podrobně je zkoumána závislost funkce četnosti B-hvězd na galaktické délce a zdánlivé velikosti. V závěru první části práce je podán přehled změn v poměru počtu B-hvězd náležejících lokálnímu systému na jedné straně a plochému pod-systému Galaxie na druhé straně v závislosti na zdánlivé velikosti.

V druhé části je provedena nejprve podrobná analýsa velikosti mezihvězdné absorpce v oblasti lokálního systému. Je zkoumána závislost absorpčního koeficientu na galaktické délce, z níž je patrné, že jeho maximum nastává u 340° a minimum u 230° . To znamená, že ve směru na střed lokálního systému je světlo v mezihvězdném prostoru pohlcováno nejméně. Závislost absorpčního koeficientu na galaktické šířce ukázala na nutnost předpokladu, že ve slunečním okolí je mezihvězdná hmota koncentrována ke galaktické rovině méně, než jak plyne z obecných výsledků Parenagových.

Dále je pozornost obrácena k závislosti prostorové hustoty B-hvězd na jejich poloze v prostoru. Předpokládáme, že tato hustota klesá exponenciálně se vzdáleností od roviny Galaxie a v galaktické rovině — exponenciálně se vzdáleností od středu lokálního systému. Zatím co gradient podél osy Z — typický pro ploché podsystémy — dosahuje značné hodnoty, je gradient v galaktické rovině téměř nulový. Přitom rané podtřídy B-hvězd (do B2) jeví menší koncentraci ke galaktické rovině než pozdní podtřídy (od B3). Dále jsou vyčísleny parametry roviny systému všech blízkých B-hvězd, z nichž plynou tyto souřadnice pólu uvedené roviny:

$$A = 174^{\circ},$$

$$D = + 25^{\circ}.$$

V závěru je diskutována otázka celkového počtu hvězd v lokálním systému.

ВЫВОДЫ

В первой части приведенной работы изучается видимое распределение 801 звезды спектральных классов В0-В5 гарвардской спектральной классификации более ярких чем $6^m.5$ видимой визуальной величины. Оказывается, что наклон плоскости симметрии этих звезд уменьшается с падающей видимой яркостью приблизительно $3^{\circ}.5$ на 1^m . На небе эти звезды сгущены вдоль круга, который в среднем 4° ниже большого круга, так что Солнце лежит над плоскостью симметрии близких В-звезд. Подробно изучены зависимость функции численности В-звезд от галактической долготы и видимой величины. В заключении первой части работы дано обозрение изменения отношения числа В-звезд принадлежащих местной системе, и плоской составляющей Галактики от видимой величины.

Во второй части дан сразу подробный анализ величины межзвездного поглощения в области местной системы. Исследуется зависимость коэффициента поглощения от галактической долготы, из которой видно, что он обладает максимумом для 340° и минимумом для 230° . Это значит, что

в направлении на центр местной системы свет в межзвездном пространстве наименее поглощен. Зависимость коэффициента поглощения от галактической широты показала, что надо допустить, что в солнечной окрестности межзвездная материя менее концентрирована к галактической плоскости, чем вытекает из общих результатов Паренаго.

В дальнейшем обращается внимание на зависимость пространственной плотности В-звезд от положения в пространстве. Допускается, что эта плотность падает показательно по расстоянию от плоскости Галактики и в галактической плоскости — показательно по расстоянию от центра местной системы. Между тем как градиент по оси Z — типичный для плоских подсистем — достигает значительной величины, то градиент в галактической плоскости почти нулевой. В то же время ранние подклассы В-звезд (до В2) обладают меньшей концентрацией к галактической плоскости чем поздние подклассы (начиная В3). В дальнейшем вычислены параметры плоскости системы всех близких В-звезд, из которых вытекают следующие координаты полюса этой плоскости

$$\begin{aligned} A &= 174^\circ, \\ D &= +25^\circ. \end{aligned}$$

В заключении обсуждается вопрос числа звезд в местной системе.

SUMMARY

In the first part of this paper the apparent distribution of 801 stars brighter than $6^m.5$ (apparent visual magnitude) of the spectral types B0—B5 of Harvard Spectral Classification is investigated. The inclination of the plane of symmetry of these stars decreases with the decreasing apparent magnitude about $3^\circ.5/1^m$. In the sky these stars are concentrated round a circle which is about 4° under the principal circle, so that the Sun lies above the plane of symmetry of near B-stars. The dependences of the function of frequency of B-stars on the galactic longitude and apparent magnitude are studied in detail. In the conclusion of the first part of the paper the dependence of the ratio of the number of B-stars of the Local System and that of B-stars of the galactic subsystem on the apparent magnitude is investigated.

In the second part a detailed analysis of the value of the interstellar absorption within the Local System is given. The dependence of the absorption coefficient on the galactic longitude shows the maximum for 340° and the minimum for 230° . In the direction of the centre of the Local System the interstellar absorption is thus minimum. The dependence of the absorption coefficient on the galactic latitude shows the necessity to assume that the concentration of the interstellar matter to the galactic plane must be smaller in the solar vicinity than Parenago's general results give.

Further our attention is paid to the dependence of the space density of B-stars on the position in the space. We suppose this density decreases exponentially with the distance of the galactic plane, and in the galactic plane — decreases exponentially with the distance of the centre of the Local System. Whereas the gradient along the Z -axis is typical for plane subsystems, the gradient in the galactic plane is very small. The concentration to the galactic plane is smaller for early subtypes of B-stars (to B2) than for late subtypes (from B3). Further the parameters of the plane of the system of all near B-stars are computed. The co-ordinates of the pole of this plane are as follows:

$$A = 174^{\circ},$$

$$D = + 25^{\circ}.$$

In conclusion the question of the number of the stars in the Local System is discussed.

PÍSEMNICTVÍ

- [1] KOBOLD H.: Der Bau des Fixsternsystems, Braunschweig 1906, 154.
- [2] SHAPLEY H., CANNON A. J.: Harv. Circ. 239, 1922.
- [3] SHAPLEY H., CANNON A. J.: Harv. Circ. 229, 1922.
- [4] BECKER F.: ZfA 19, 50, 1939.
- [5] SCHMIDT H.: Veröffentlichung des Universitätssternwarte zu Bonn, No 35, 1949.
- [6] SHAPLEY H., HOWARTH H. E.: Harv. Circ. 285, 1925.
- [7] CHARLIER C.: Lund Medd (2), No 14, 1916.
- [8] CHARLIER C.: Lund Medd (2), No 34, 1926.
- [9] GERASIMOVIČ B.: Vierteljahresschrift der Astr. Ges. 219, 1926.
- [10] KUNICKI R.: AJ UdSSR 10, No 3, 1933.
- [11] KUNICKI R.: AJ UdSSR 12, No 3, 1935.
- [12] BRILL A.: ZfA 8, 271, 1934; AN 257, 253, 1935.
- [13] CHARADZE E.: Bull. Abast. obs. No 4, 39, 1940.
- [14] VAŠAKIDZE M.: Bull. Abast. obs. No 4, 27, 1940.
- [15] ŠNIRELMAN P.: AJ UdSSR 29, 179, 1952.
- [16] PANNEKOEK A.: Publ. Astr. Inst. Amsterdam No 1, 1924; No 2, 1929.
- [17] SCHLESINGER F.: Catalogue of Bright Stars, New Haven 1930.
- [18] PEREK L.: Contr. Astr. Inst. Masaryk Univ. 1, No 4, 1947.
- [19] MORGAN W. W., CODE A. D., WHITFORD A. E.: ApJ (Supl. Ser.) 2, 41 (No 14), 1955.
- [20] VAUCOULEURS A.: MN 117, No 4, 1957.
- [21] FEAST M. W., THACKERAY A. D., WESSELINK A. J.: Memoirs RAS 67 (part 2), 1955; 68 (part 1), 1957.
- [22] HILTNER W. A.: Contr. Mc Donald Obs. 389, No 269, 1956.
- [23] van P. SMITH E.: ApJ 124, 43, 1956.
- [24] HOFFLEIT D.: ApJ 124, 61, 1956.
- [25] HILTNER W. A., JOHNSON H. L.: ApJ 124, 367, 1956.
- [26] Bok B. J., van Wijk V.: AJ 57, 213, 1952.
- [27] MORGAN W. W., WHITFORD A. E., CODE A. D.: ApJ 118, 318, 1953.
- [28] MORGAN W. W., GONZÁLES GR., GONZÁLES GU.: ApJ 118, 323, 1953.
- [29] SLETTEBAK A., HOWARD R. F.: ApJ 121, 102, 1955.
- [30] SLETTEBAK A.: ApJ 119, 146, 1954.
- [31] BLAAUW A.: Publ. Astr. Soc. Pacific 68, 477, 1956.
- [32] EVANS D. S., MENZIES A., STOY R. H.: MN 117, 534, 1957.
- [33] JOHNSON H. L., MORGAN W. W.: Contr. McDonald Obs. 313, No 216, 1952.
- [34] BURBIDGE E. M., BURBIDGE G. R.: Contr. McDonald Obs. 465, No 223, 1952.
- [35] HARRIS III D. L.: Contr. McDonald Obs. 554, No 250, 1953.
- [36] JOHNSON H. L., HARRIS III D. L.: ApJ 120, 196, 1954.
- [37] WOODS M. L.: Memoirs Commonwealth Obs. 3, No 12, 1955.
- [38] MORGAN W. W., HARRIS D. L., JOHNSON H. L.: ApJ 118, 92, 1953.
- [39] STEBBINS J., HUFFER C. M., WHITFORD A. E.: ApJ 91, 20, 1940.
- [40] BLANGO V. M.: ApJ 123, 64, 1955.
- [41] JOHNSON H. L., MORGAN W. W.: ApJ 117, 313, 1953.
- [42] STOY R. H.: MNASSA 13, 101, 1954.

- [43] STOY R. H.: MNASSA 14, 14, 1955.
- [44] STOY R. H.: MNASSA 14, 34, 1955.
- [45] STOY R. H.: MNASSA 14, 82, 1955.
- [46] STOY R. H.: MNASSA 15, 27, 1956.
- [47] STOY R. H.: MNASSA 15, 96, 1956.
- [48] STOY R. H.: MNASSA 17, 38, 1958.
- [49] PARENAGO P. P.: AJ UdSSR 22, No 3, 1945.
- [50] MAYER P.: soukromé sdělení.