

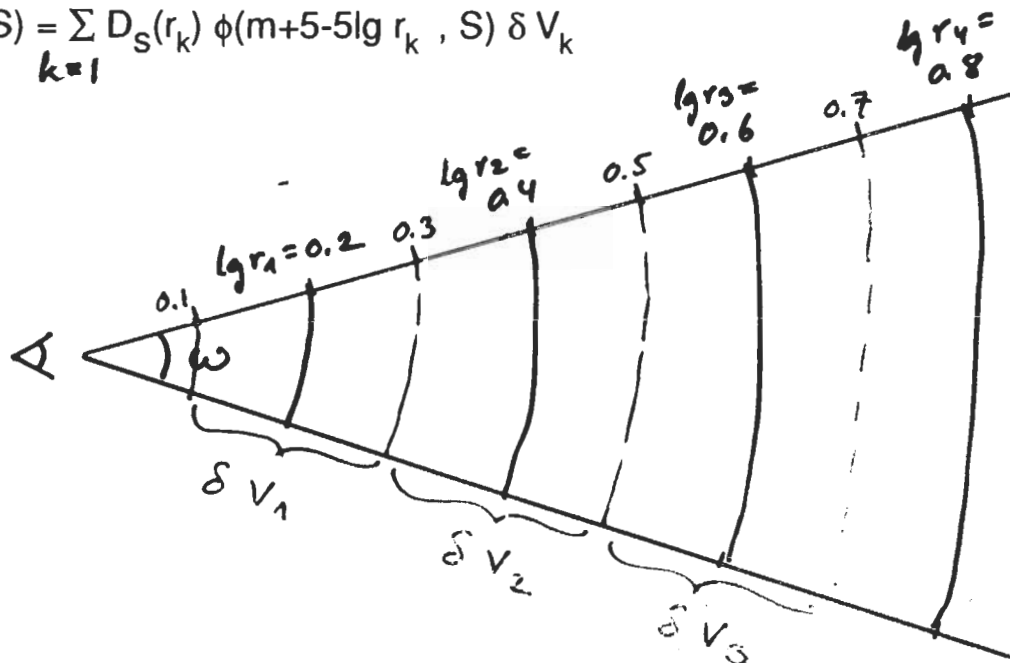
3.4. Stellaaristatistiikan perusyhtälön numeerinen ratkaiseminen. Kapteynin kaavio.

Tarkastellaan stellaaristatistiikan perusyhtälöä kun $A(r) = 0$.
(tai $A(r)$ eliminoituu edell. sivulla esitetyllä tavalla)

$$A(m, S) = \omega \int_0^{\infty} D_S(r) \phi(m+5-5 \lg r, S) r^2 dr$$

Korvataan integraali summalla:

$$A(m, S) = \sum_{k=1}^{\infty} D_S(r_k) \phi(m+5-5 \lg r_k, S) \delta V_k$$



Avaruuskulman ω sisältämä avaruudenosa jaetaan tilavuuselementeiksi δV_k siten, että rajapintoina ovat pallopinnat kohdissa

$$\lg r = 0.1, 0.3, 0.5, 0.7, 0.9, \dots$$

Ko. tilavuuselementtien keskipisteet tulevat etäisyyksille

$$\lg r_k = 0.2, 0.4, 0.6, 0.8, 1.0, \dots = 2k/10$$

$$5 \lg r_k = 1, 2, 3, 4, 5, \dots = k$$

$$\delta V_k = \omega (r_{k+1/2}^3 - r_{k-1/2}^3)$$

Muodostetaan nyt Kapteynin mukaan seuraavaulainen kaavio:

49

k	$\lg r_k$	m=5	m=6	m=7	jne...
1	0.2	$D_s(r_1)\phi(9,S)\delta V_1$	$D_s(r_1)\phi(10,S)\delta V_1$	$D_s(r_1)\phi(11,S)\delta V_1$.
2	0.4	$D_s(r_2)\phi(8,S)\delta V_2$	$D_s(r_2)\phi(9,S)\delta V_2$	$D_s(r_2)\phi(10,S)\delta V_2$.
3	0.6	$D_s(r_3)\phi(7,S)\delta V_3$	-----	-----	.
4	0.8	-----	$D_s(r_4)\phi(7,S)\delta V_4$	-----	.
5	1.0	-----	-----	$D_s(r_5)\phi(7,S)\delta V_5$.
6	1.2	-----	-----	-----	.
⋮	⋮				
		$A(5,S) = \sum_{k=1}^{\infty}$	$A(6,S) = \sum_{k=1}^{\infty}$	$A(7,S) = \sum_{k=1}^{\infty}$	

Kaavion muodostamiseksi on oletettu, että kirkkausfunktio $\phi(M,S)$ tunnetaan ja on riippumaton etäisyydestä. Lisäksi on tehty oletus siitä millainen funktio $D_s(r)$ on, ja sijoitettu nämä oletetut arvot kaavioon.

Nyt lasketaan kaavion termit kussakin sarakkeessa m=5, m=6, m=7 jne yhteen, jolloin saadaan lasketut tähtiluvut $A(m,S)$. Näitä verrataan nyt havaittuihin tähtilukuihin $A(m,S)$.

Tämän vertailun perusteella korjataan sitten oletettua tiheysfunktioita $D_s(r)$.

Lasketaan uudestaan kaavion termit ja summat $A(m,S)$. Verrataan jälleen havaintoihin, korjataan $D_s(r)$, jne....
kunnes riittävän hyvä yhteensopivuus on saavutettu laskettujen ja havaittujen tähtilaskentojen $A(m,S)$ välillä.

3.5 Tähtijakautuma Galaksin antisentrumin suunnassa, $l \approx 180^\circ$

Esimerkkinä siitä miten tähtien jakautumaa Linnunradassa tulkitaan, esitellään tutkimusta:

S.W. McCuskey: "The stellar distribution in the galactic anticenter"
Astronomical Journal **72**, 1199 (1967)

Alueen keskus $l = 186^\circ$, $b \pm 1^\circ$; yht. $18 \square^\circ$.

Tässä alueessa tutkittu 3621 tähteä, joista havaintojen avulla saatu seuraavat tiedot:

1. Spektriluokka objektiiviprismalevyiltä
rajasuuruusluokka $n. 13^m$

2. Magnitudi V ja väri-indeksi $B-V$ valokuvauksellista fotometriaa käyttäen.

Tämän havaintoaineiston perusteella on laadittu seuraava taulukko tähtiluvuista $lg A(m,S)$ eri spektriluokille S :

The Stellar Distribution in the Galactic Anticenter

S. W. McCuskey

Warner and Swasey Observatory, Case Western Reserve University, Cleveland, Ohio

(Received 24 July 1967)

Spectral types and V magnitudes for 3621 stars in 18.55 sq deg in the region of the galactic anticenter $l^{II} = 186^\circ$, $b^{II} = +1^\circ$ have been observed. Included are $B-V$ color indices for nearly all stars with spectral classes A5 and earlier. A catalogue of the data together with identification charts is presented in Appendixes A and B. The magnitude limit of the data is about $V = 12.3$. Analysis for 121 OB stars seems to indicate no evidence of galactic spiral structure beyond the local (Orion) spiral arm. The interstellar absorption in the region is $A_v = 1.8$ mag at 2 kpc from the sun and $A_v = 2.3$ mag at 4 kpc. Concentrations of early A stars within 0.8 kpc of the sun, and of A2-A5 stars near 1 kpc are found. The A7-F5 stars decrease rapidly in number with distance. The yellow-red giant stars decrease slowly in space density from the sun outward. General luminosity functions, $\log \varphi(M_v)$, evaluated at four distances do not differ substantially in the mean from the standard van Rhijn function.

Taulukko 1.

TABLE VII. Adopted $\log A'(V)$ for analysis of space density [$A'(V) = \text{No. stars per 100 sq deg in the range } V - \frac{1}{4} \text{ to } V + \frac{1}{4}$].

V (mag)	Spectral group									
	B5	B8-A0	A1-A5	A7-F5	F8-G2 V	G5 V	F8-K3 III	F8-K3 IV	G8-K3 III	K5-M5 III
6.0	9.75	0.38	0.10	9.98	9.60	8.72	0.52	...	0.33	9.85
6.5	9.95	0.70	0.31	0.23	9.87	9.02	0.74	...	0.56	0.10
7.0	0.15	1.00	0.52	0.49	0.13	9.32	0.96	...	0.80	0.38
7.5	0.35	1.29	0.72	0.74	0.38	9.62	1.17	0.02	1.04	0.63
8.0	0.54	1.52	0.94	1.00	0.63	9.92	1.38	0.55	1.28	0.90
8.5	0.75	1.73	1.16	1.34	0.90	0.22	1.60	1.00	1.50	1.16
9.0	0.95	1.90	1.39	1.70	1.15	0.52	1.80	1.38	1.74	1.42
9.5	1.15	2.09	1.60	2.00	1.45	0.82	2.03	1.64	1.97	1.68
10.0	1.36	2.26	1.82	2.20	1.75	1.12	2.24	1.85	2.20	1.85
10.5	1.53	2.44	2.04	2.37	2.05	1.42	2.46	2.00	2.40	2.01
11.0	1.68	2.61	2.27	2.50	2.35	1.72	2.69	2.08	2.56	2.15
11.5	1.80	2.78	2.50	2.62	(2.65)	(2.02)	2.90	2.18	2.70	2.29
12.0	1.90	2.91	2.70	2.70	(2.95)	(2.32)	2.82	2.40
12.5	1.97	3.02	2.94	2.77	(3.25)	(2.62)	2.93	2.55

Interstellaarisen ekstinktion johtamiseksi käytetään B5 - A5 tähtien väri-indeksejä B-V. Kullekin spektriluokalle tunnetaan ominaisväri $(B - V)_0$ joten värieksessi voidaan laskea. $E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$.

Seuraavassa taulukossa 2 on annettu kullekin spektriluokalle ominaisväri ja absoluuttinen visuaalinen magnitudi M_V ja sitten havaitut väri-indeksit B - V eri magnitudiväleille.

Taulukko 2 TABLE I. Average B-V color indices in the anticenter region (number of stars in parentheses).

Spectral type	$(B-V)_0$	M_V	Range in V magnitude									
			8.00-8.49	8.50-8.99	9.00-9.49	9.50-9.99	10.00-10.49	10.50-10.99	11.00-11.49	11.50-11.99	12.00-12.49	12.50-12.99
B5	-0.16	-1.525(1)	.06(3)43(6)	.34(6)	.40(9)	.41(7)	.47(3)
B8	-0.09	-0.5	.27(3)	.17(5)	.18(4)	.19(8)	.16(9)	.23(9)	.40(8)	.40(11)	.41(12)	.49(11)
B9	-0.06	0.0	.20(1)	.22(2)	.23(1)	.21(7)	.24(11)	.24(10)	.39(11)	.36(16)	.47(19)	.43(18)
A0	0.00	+0.5	.33(1)12(2)	.12(7)	.19(9)	.26(25)	.32(42)	.40(54)	.44(59)	.50(59)
A2	+0.06	+1.247(1)	.18(3)	.12(1)	.11(2)	.26(7)	.32(11)	.50(23)	.46(33)	.48(32)
A3	+0.09	+1.513(1)22(5)	.34(9)	.42(5)	.40(14)	.49(20)	.52(20)
A5	+0.15	+1.821(2)	.44(1)	.28(5)	.36(9)	.54(8)	.48(25)	.52(18)

Taulukosta nähdään, kuinka väri-indeksi kasvaa kun m kasvaa, eli kun etäisyys kasvaa. Havaitut värieksessit E_{B-V} on esitetty kuvassa 1, jossa vaak-akselina on näennäinen etäisyysmoduli $V-M_V$:

Kun halutaan saada $A_V(r)$ todellisen etäisyyden r funktiona lasketaan

A_V $V-M_V$ in funktiona kaavasta

$$A_V = R \cdot E_{B-V}, \quad R = 3.0$$

jonka jälkeen näennäistä etäisyysmodulia $V-M_V$ vastaava etäisyys saadaan kaavasta

$$5 \lg(r/10) = V - M_V - A_V$$

Nyt voidaan esittää A_V etäisyyden r funktiona (kuva 2)

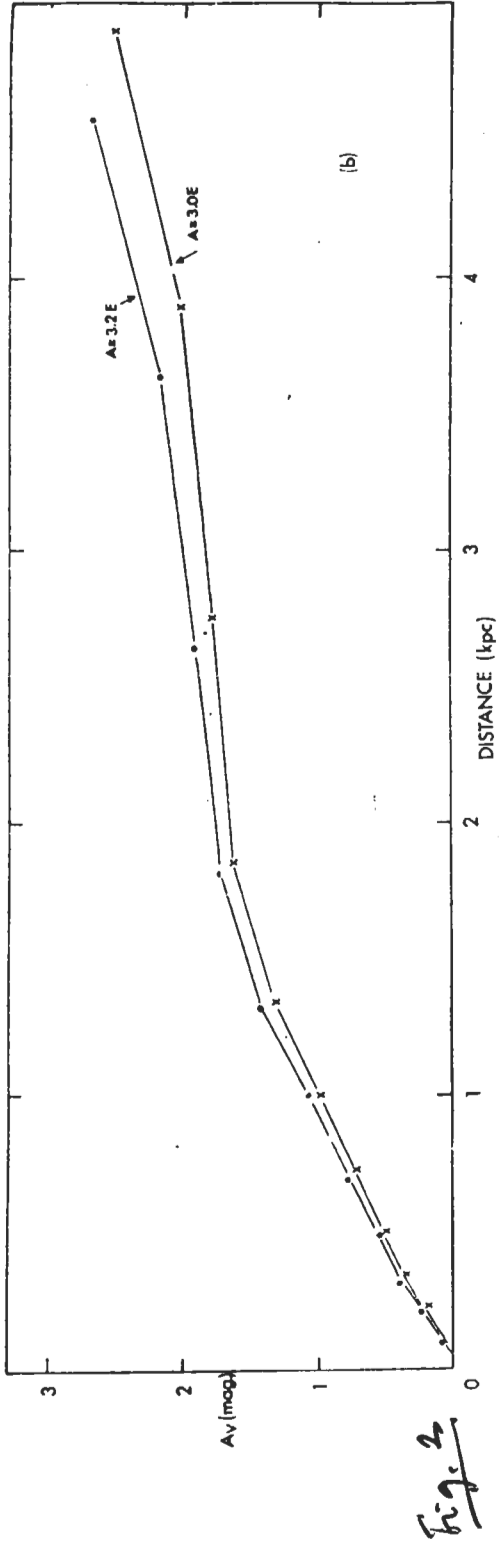


Fig. 2

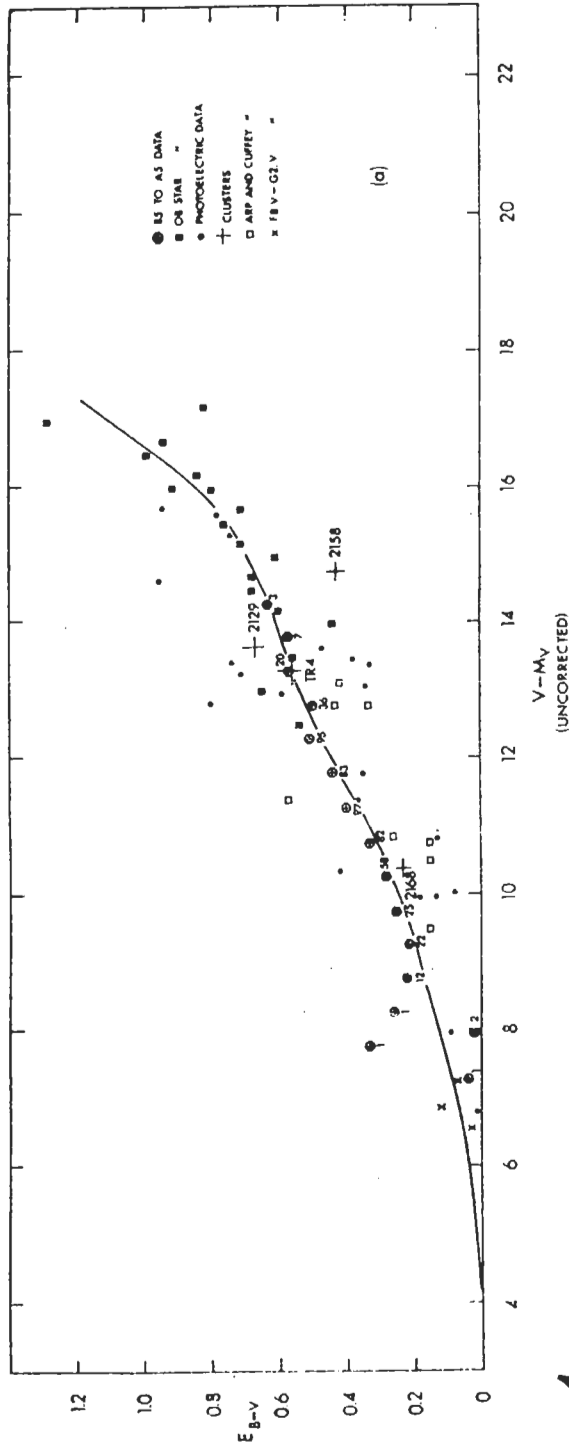


Fig. 1

FIG. 6. Interstellar absorption in the anticenter region. (a) Color excess, E_{B-V} versus uncorrected distance modulus; (b) total absorption A_V versus corrected distance for the two values of the ratio A_V/E_{B-V} . The curve in Fig. 6(a) represents the adopted run of E_{B-V} with $V-M_V$.

Tähtitiheys $D_s(r)$ saadaan nyt taulukon 1 havaintomateriaalin avulla.

Ratkaistaan ensin numeerisesti kohdan 3.4 mukaisesti fiktiivinen tähtitiheys $\Delta_s(\rho)$, josta sitten saadaan todellinen tähtitiheys $D_s(r)$ (katso kohta 3.3 f):

$$D_s(r) = \Delta_s(\rho)(1 + 0.2 \ln 10 \cdot r \, dA(r)/dr) 10^{0.6A(r)}$$

koska interstellaarinen ekstinktio $A(r)$ tunnetaan kyseisessä suunnassa.

Tulokset tähtitiheydelle $D_s(r)$ etäisyyden funktiona on esitetty kuvassa 3 (OB - tähdet) ja kuvassa 4 (B5 - M tähdet). Yhteenveto tuloksista:

(1) OB-tähtien jakautumassa ei esiinny merkkiäkään spiraalihaarasta paikallisen haaran ulkopuolella

(2) B8 - A0 pääsarjan tähtien tähtitiheys pienenee $r = 400$ pc kauempana, mutta niillä näyttää olevan maksimi kohdassa $r \approx 400$ pc.

(3) A2 - A5 tähdillä tähtitiheys pienenee aluksi mutta näyttää sitten kohdassa $r = 1000$ pc kasvavan jälleen.

(4) A7 - F5 tähtien tähtitiheys pienenee nopeasti etäisyyden kasvaessa. Kohdassa $r = 600$ pc on tähtitiheys vain 38% auringon lähellä havaitusta arvosta.

(5) F8 III - M5 III jättiläisten tähtitiheys pienenee aluksi $r \approx 800$ pc saakka, mutta kasvaa sen jälkeen taas saavuttaen maksimin kohdassa $r \approx 1200$ pc.

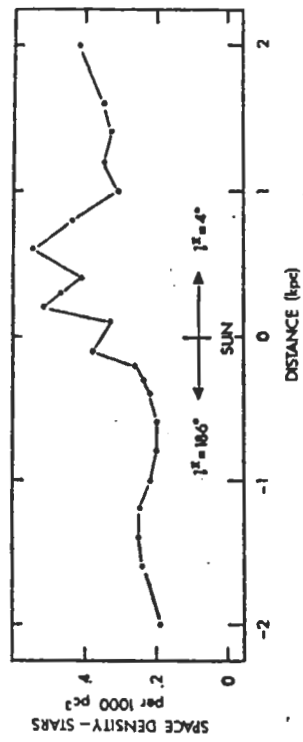


FIG. 11. Variation in space density of yellow-red giant stars (F8III-M5III) from galactic anticenter to center directions through the sun's position.

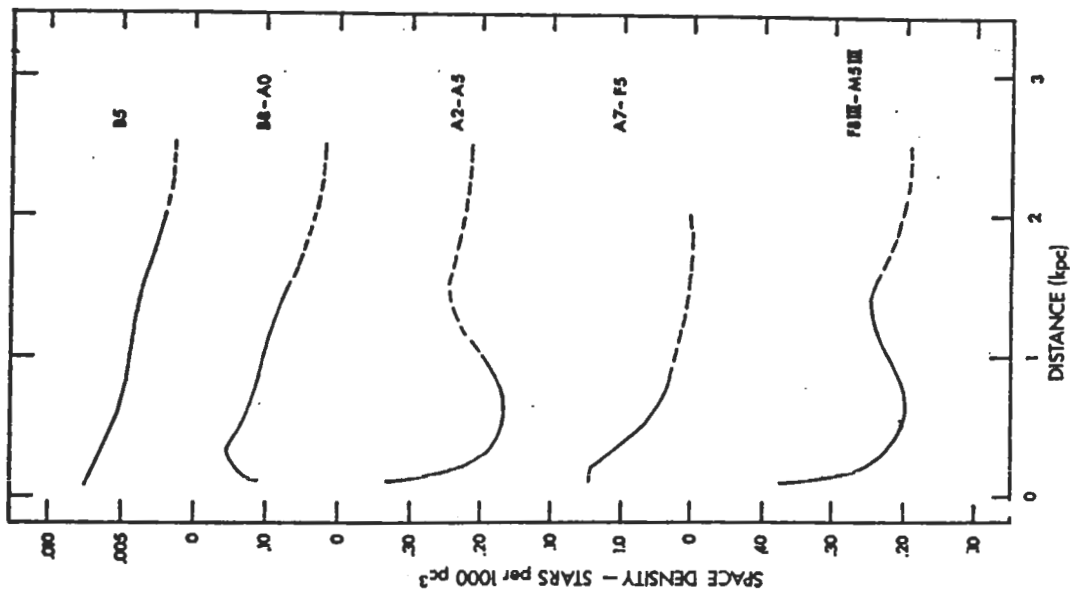
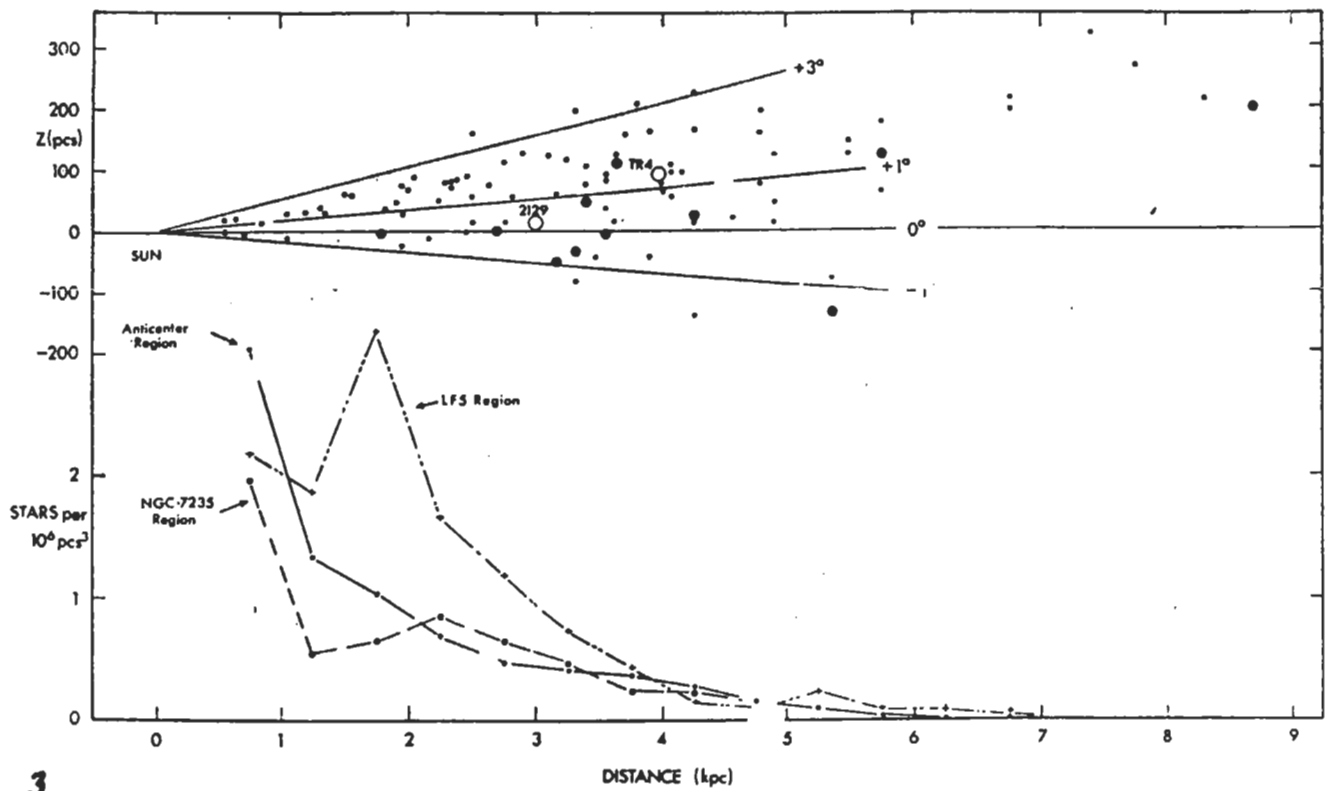


FIG. 10. Space density functions for the common stars. The dashed portions of the curves indicate the space beyond the limiting magnitude of the observational data.



3
 FIG. 3. (above) Distribution of OB stars in a plane perpendicular to the galactic plane at $l_{II} = 186^\circ$. Galactic latitude lines at $b_{II} = -1^\circ, 0^\circ, +1^\circ, +3^\circ$ are indicated. Stars with H α in emission are indicated by circ. d dots. (below) Space density of OB stars as functions of distance for regions at $l_{II} = 186^\circ, 129^\circ$, and 103° .

3.6. Tähtien avaruusjakautuma Linnunradan tasossa Tuloksia

Edellä esitettyjä menetelmiä käyttäen on tähtitiheys $D_s(r)$ etäisyyden r funktiona eri spektriluokille S määrätty eri suunnissa Linnunradan tasossa. Tulokset eräille spektriluokille on esitetty kuvissa 1 - 6 seuraavilla sivuilla McCuskey'n mukaan. Tulokset puuttuvat lähes kokonaan eteläisestä linnunradasta ($l = 270^\circ - 360^\circ$). Joitakin yhteisiä piirteitä:

(1) Kaikissa spektriluokissa esiintyy tähtijakautumassa huomattavia konsentraatioita.

(2) B5-, B8 - A0- ja F8 - K3 - tähdillä jotkut konsentraatiot sijaitsevat paikallisessa spiraalihaarassa, mutta toiset konsentraatiot taas spiraalihaarojen välissä. Yhteys spiraalirakenteeseen ei ole selvä.

(3) A2 - A5 ja F0 - F5 - tähdillä esiintyy konsentraatio auringon ympäristössä. Tähtitiheys pienenee auringosta karsottuna kaikissa suunnissa.

(4) B8 - A0 tähdillä ja F8 III - K3 III jättiläisillä esiintyy tiheysmaksimi suunnilleen samassa kohdassa $l \approx 135^\circ$, $r = 100 - 500$ pc.

S. W. McCuskey:
 Distribution of
 Common stars
 in the Galactic Plane
 Galactic Structure, Ch. 4
 Stars & Stellar Systems;
 Vol. V)

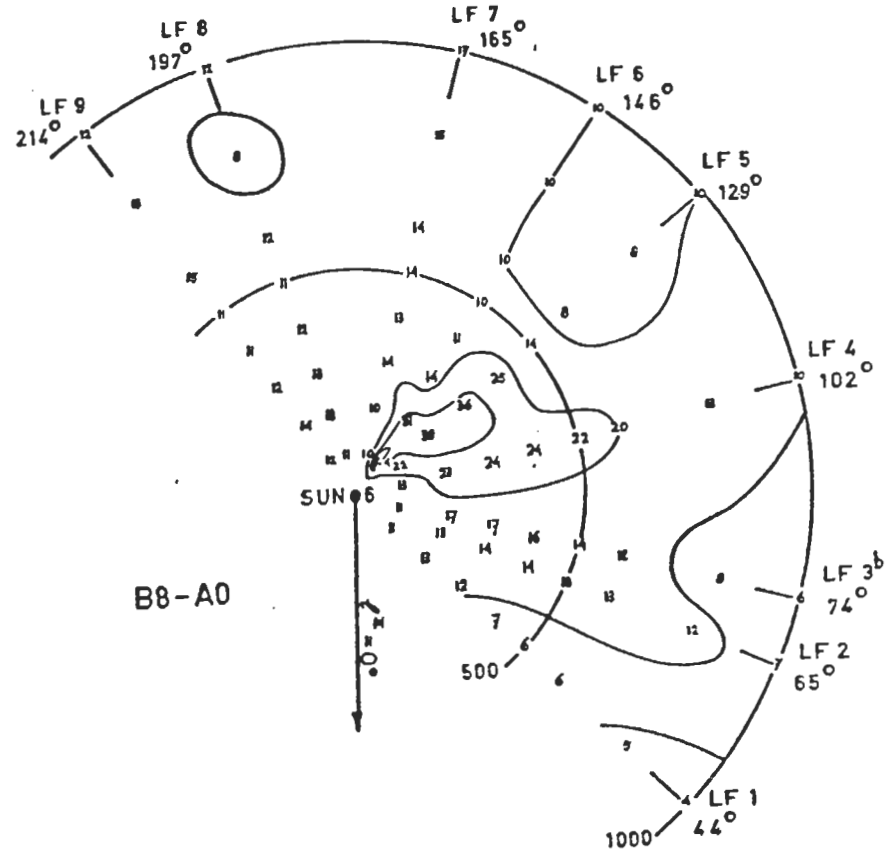


FIG. 7.—The space distribution in the galactic plane of the B8-A0 stars within 1000 parsecs of the sun according to the LF Region survey. Contours of equal density are shown. The density values are in units of stars per 10^3 cubic parsecs. The arrow points to the galactic center.

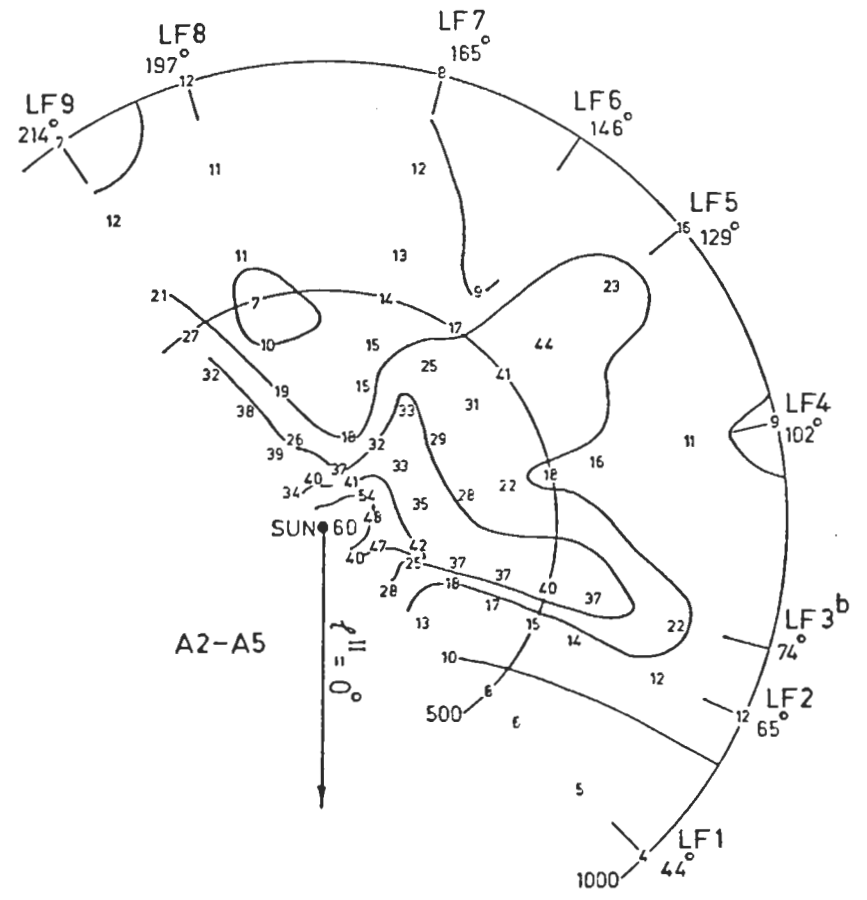


FIG. 9.—The distribution of space densities of A2-A5 stars in the galactic plane within 1000 parsecs of the sun according to the LF Region survey: Units of density are stars per 10^3 cubic parsecs.

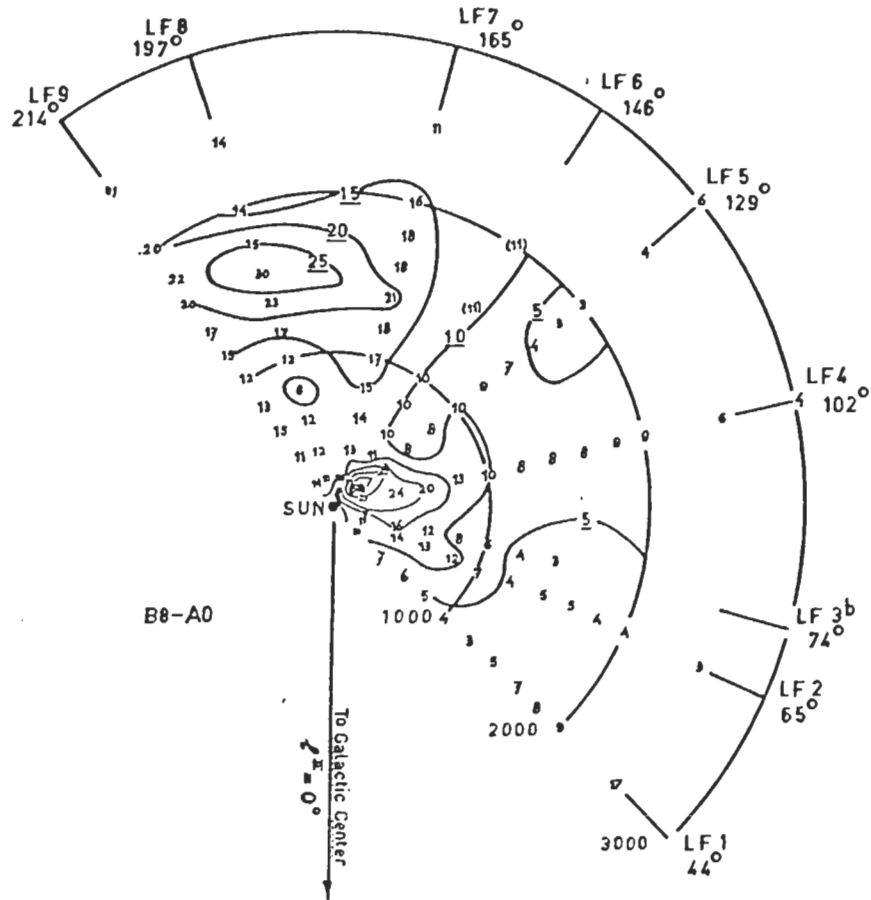


FIG. 8.—The large-scale distribution of space densities of the B8-A0 stars in the galactic plane according to the LF Region survey. Units of density are stars per 10^3 cubic parsecs. Contours of equal space density are shown.

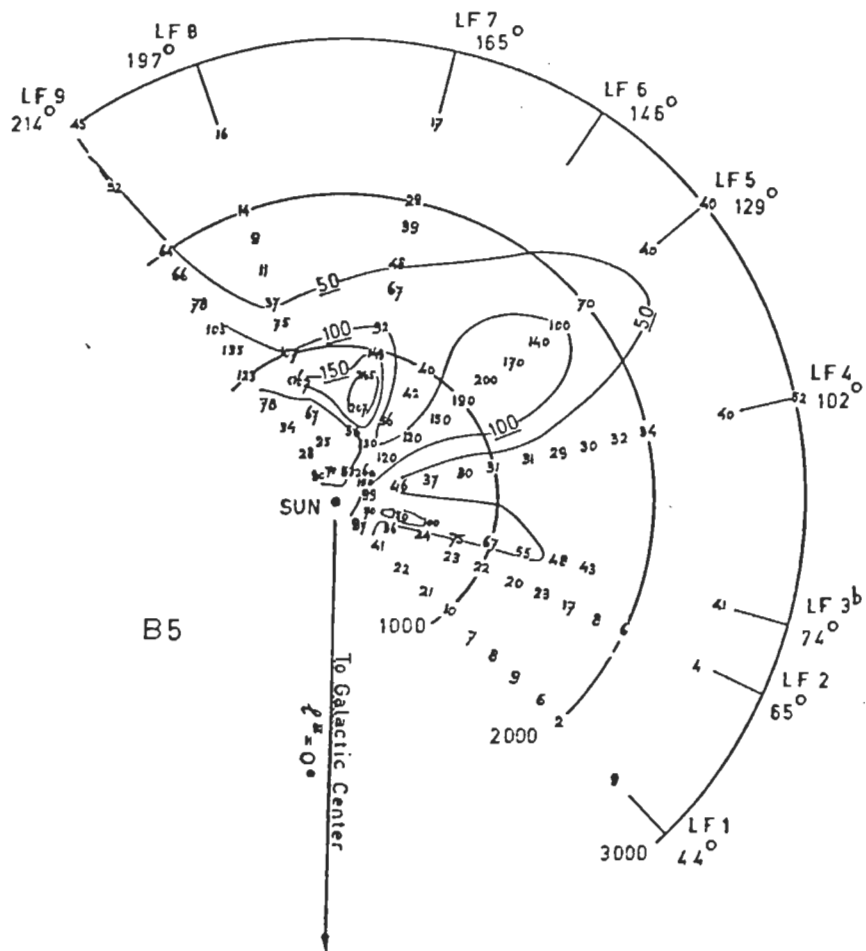


FIG. 6.—The space density distribution of the B5 stars in the galactic plane as determined from the LF Region survey made at the Warner and Swasey Observatory. Contours indicate approximately regions of equal density. The density is expressed in units of number of stars per 10^3 cubic parsecs.

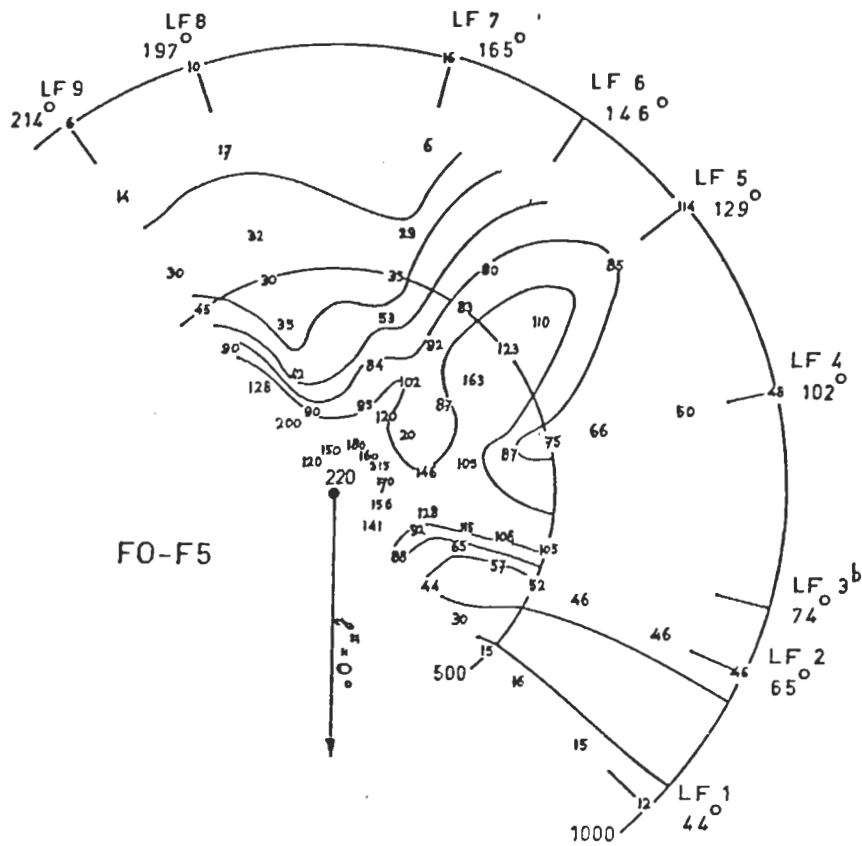


FIG. 11.—The space density distribution of F0-F5 stars in the galactic plane within 1000 parsecs of the sun according to the Cleveland LF Region survey. Contours of equal density are shown. Units of density are stars per 10^3 cubic parsecs.

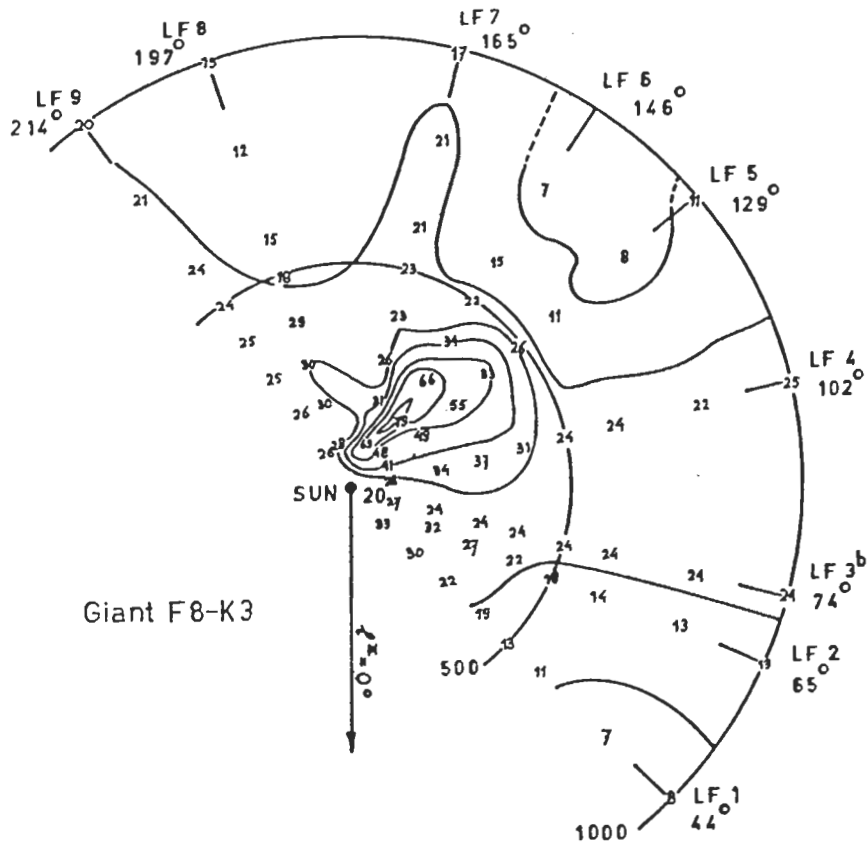


FIG. 12.—The distribution in space of the gF8-K3 stars in the galactic plane within 1000 parsecs of the sun as determined in the LF Region survey. Units of density are stars per 10^3 cubic parsecs. Contours of equal density are shown.

3.7. Tähtien avaruusjakautuma korkeilla galaktisilla leveyksillä

Korkeilla leveyksillä $|b| \geq 20^\circ$ ei interstellaarinen ekstinktio häiritse
 \Rightarrow ko. suunnissa on mahdollista havaita läpi koko linnunradan.

Tutkimusmenetelmät aivan samat kuin edellä kuvatuissa galaksin tason suunnassa tehdyissä tutkimuksissa.

Tulokset riippuvat hyvin voimakkaasti spektriluokasta
 (kuva 1, seur. sivulla)

1) Varhaiset spektriluokat O,B,A voimakkaasti keskittyneet linnunradan tasoon.

2) Myöhemmät spektriluokat F, G, K heikommin keskittyneet

Havaittua tähtitiheyttä voidaan melko hyvin esittää funktiolla

$$D_s(z) = D_s(0)e^{-|z|/\beta_s}$$

jossa β_s on kullekin spektriluokalle ominainen tähtikerroksen efektiivinen paksuus.

Taulukossa 1 (seur. sivulla) on annettu β_s :n arvo eri tyyppisille tähdille ja interstellaariselle materiaalille. Tähtien z - jakautuman paksuus on yhteydessä 1) tähtipopulaatioihin ja 2) tähtien liikkeisiin z -suunnassa ja siis myös Galaksin voimakenttään z -suunnassa.

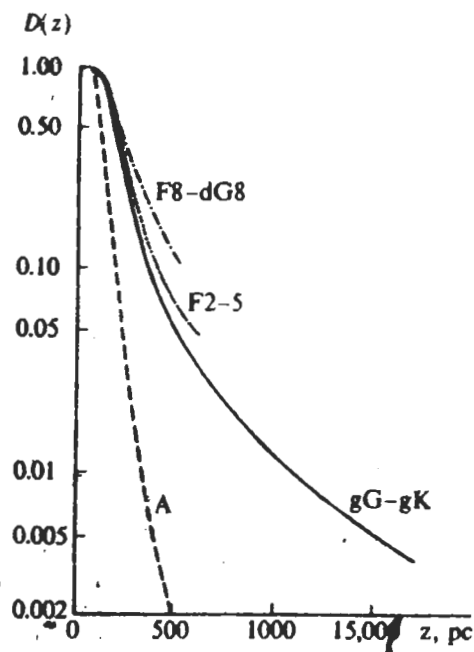


FIG. 4-10. The density distribution of stars of various spectral classes perpendicular to the Galactic plane. [From T. Elvius, in A. Blaauw and M. Schmidt (eds.), *Galactic Structure*, Chicago: University of Chicago Press, 1965, chap. 3, by permission.]

Kuva 1

Taulukko 1 Scale Height for Various Stellar Types

Object	β (pc)	Characteristic population
O	50	I
B	60	I
A	115	I
F	190	Mixed
dG	340	Mixed
dK	350	Mixed
dM	350	Mixed
gG	400	Mixed
gK	270	Mixed
Interstellar <i>HI</i> gas	125	I
Cepheid variables <i>dust</i>	50 45	I
Galactic clusters	80	I
Novae	200	Disk I
Planetary nebulae	260	Disk II
RR Lyrae stars ($P < 0.5$ day)	900	Disk II
RR Lyrae stars ($P > 0.5$ day)	3000	Halo II
W Virginis stars (Population II cepheids)	2000	Halo II
Extreme subdwarfs	3000	Halo II
Globular clusters	4000	Halo II

Source: C. W. Allen, *Astrophysical Quantities*, 2d ed., London: Athlone Press, 1963, pp. 241-242, by permission.

4. Linnunradan yleisrakenne tähtien ja tähtijoukkojen jakautuman avulla tutkittuna

Linnunradan yleisrakennetta mahdollista tutkia vain absoluuttisesti hyvin kirkkaiden kohteiden avulla:

S_p	M_V	$r = 1$	2	4	10 kpc
O5 V	-5.6	$m = 3.4 (5.4)$	4.9 (8.9)	6.4 (14.4)	8.4 (28.4)
B0 V	-4.4	5.6 (7.6)	7.1 (11.1)	8.6 (16.6)	10.6 (39.6)
A0 V	+0.7	10.7 (12.7)	12.2 (16.2)	13.7 (21.7)	15.7 (35.7)
G0 V	+4.4	14.4 (16.4)	15.9 (19.9)	17.4 (25.4)	19.4 (39.4)

$m_V = M_V + 5 \lg(r/10) + A_V$ Taulukossa m_V , kun $A_V = 0$,
(suluissa m_V , kun $A_V = 2^m/\text{kpc}$)

Etäisyyden määräystä vastaan tulee olla

$m_V \leq 13^m$ (objektiiviprisma) —

$m_V \leq 20^m$ (kolmiväri-fotometria): UBV tai RGU —

Vastaavat rajat merkitty taulukkoon.

O ja B tähtiä käyttäen päästään $r \approx 5$ kpc kun $A_V = 2^m/\text{kpc}$
(linnunradan tasossa) ja $r > 10$ kpc kun $A_V \approx 0^m/\text{kpc}$
(korkeilla leveyksillä)

Linnunradan yleisrakenteen kaksi keskeistä kysymystä

1) Linnunradan kierteisrakenne (assosiaatiot, avoimet joukot, tähdet)

2) Populaatio II:n kohteitten jakautuma (linnunradan halo) ja linnunradan keskuksen etäisyys (pallomaiset joukot, RR Lyrae tähdet)

4.1 OB-tähdet ja avoimet tähtijoukot ja Linnunradan kierteisrakenne

W. Baade, N. U. Mayall 1951 Andromedan Galaksin (M31) spiraalihaarat:
emissiosumut ja O ja B tähdet selvimminkin keskittyneet spiraalihaaroihin.
Ehdotus: näitä kohteita käyttäen voidaan tutkia Linnunradan kierteishaaroja.

W. W. Morgan, S. Sharpless, D. E. Osterbrock: 1952 A. J. 57, 3

W. W. Morgan, A. E. Whitford, A. D. Code : 1953 ApJ. 118, 318

16 emissiosumun (= HII alueen) etäisyydet Linnunradan H II alueissa olevien O ja B tähtien spektroskooppisten parallaksien avulla => 3 kierteishaaran päätkeä, Linnunradan pyöriminen : haarat "laahavat perässä"

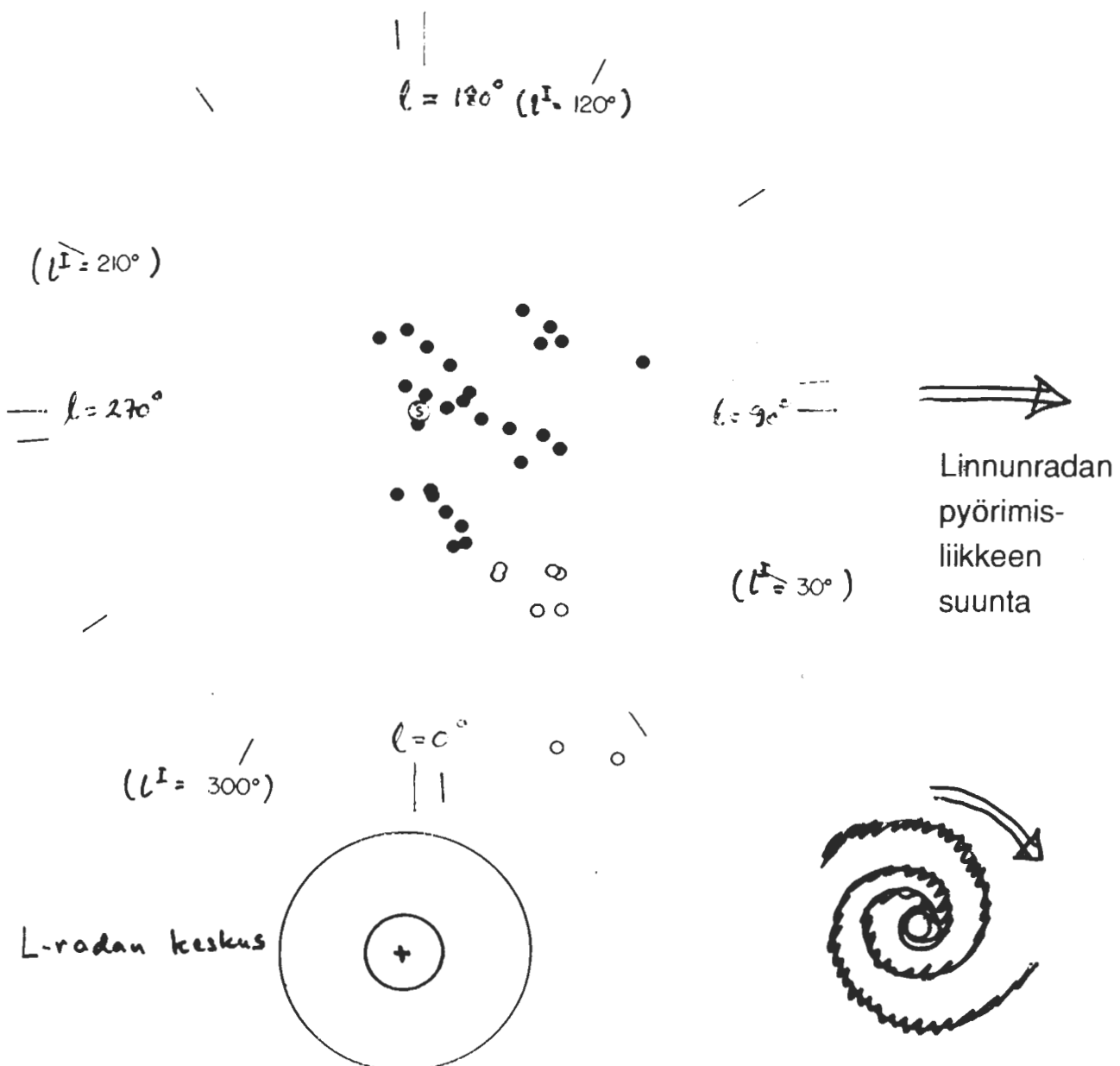


FIG. 1.—Space distribution of aggregates (solid circles). Eight distant stars (open circles) are also plotted. Oort's value of 9 kpc for the distance to the galactic center has been adopted. The longitude index lines are 500 pc long.

a) Havaintomateriaali

OB-tähdet:

	δ	Sp	m_{lim}	Tähtien lukumäärä
Henry Draper-Catalog (Harvard Annals, Vol. 91-99 "- Extension (Harvard Ann. Vol. 100)	$>-25^\circ$	O...M O...B 9 O...M	$9.^m5$ 12^m	225 000 2000
Luminous Star Catalogue (Hamburg, Cleveland)	Linnunrata	O,B,A...G I OB	13^m	6000
Luminous Stars in the Southern Milky Way (Cerro Tololo)	"-	"-	13^m	5000

Tähtijoukot, assosiaatiot:

Catalog of star clusters and associations

G. Aller, Balasz, Ruprecht (1970)

1039 avointa joukkoa

5 liikkuvaa joukkoa

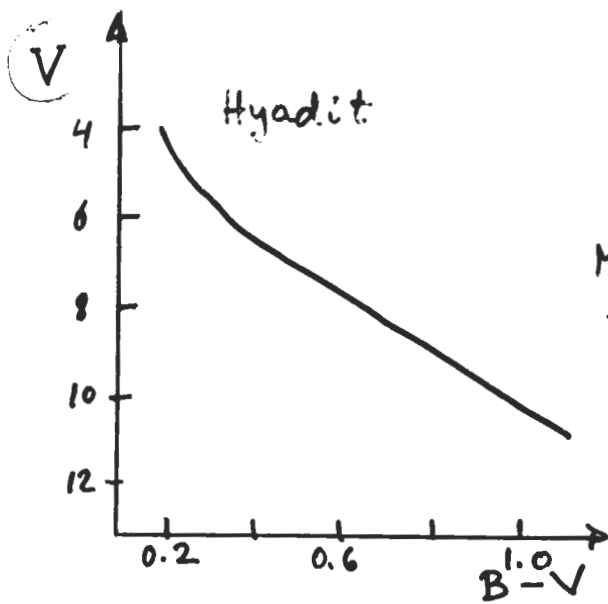
70 OB-assosiaatiota

125 pallomaista joukkoa

b) Avoimien tähtijoukkojen etäisyydenmääräys ja OB tähtien luminositeettikriteerinen kalibrointi

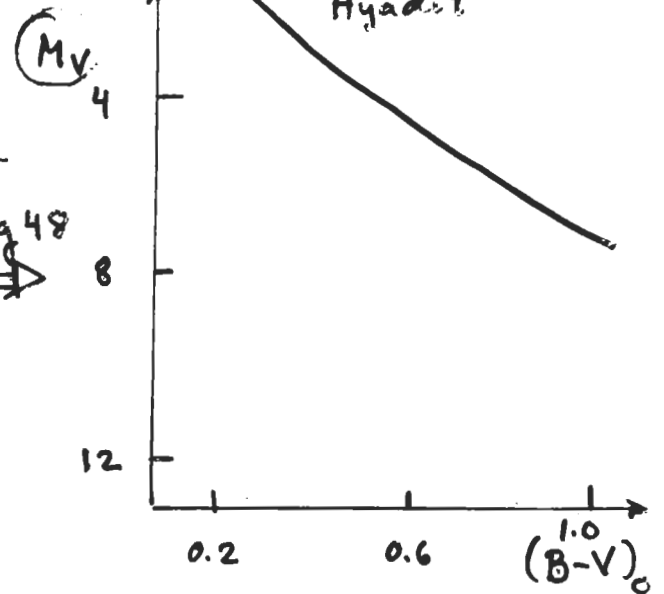
Lähtökohta: Hyadien (ja eräiden muiden liikkuvien joukkojen) etäisyys saatu kinemaattisella menetelmällä

Muiden avoimien joukkojen etäisyydet saadaan nyt ns. "**main sequence fitting**" (pääsarjan sovittaminen) menetelmällä:



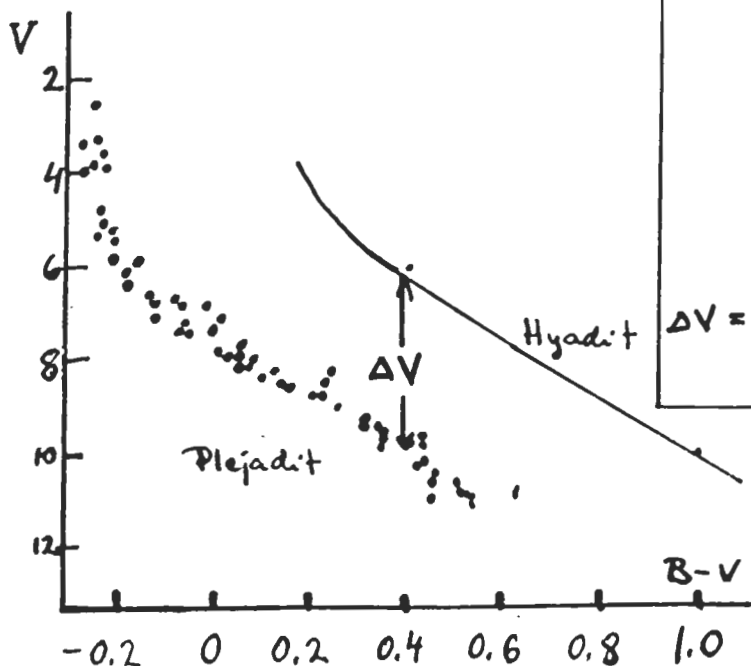
$$r = 48 \text{ pc}$$

$$M_V = V - 5 \lg 48$$



Hyadien etäisyys $r = 48 \pm 1 \text{ pc}$ tunnetaan \Rightarrow havaitusta väri-kirkkausdiagrammasta ($V, B-V$) voidaan siirtyä diagrammaan, jossa pystyakselilla on absoluuttinen magnitudi $M_V = m - 5 \lg r$.

Jonkin muun tähtijoukon havaittua ($V, B-V$)-diagrammaa verrataan Hyadeihin:



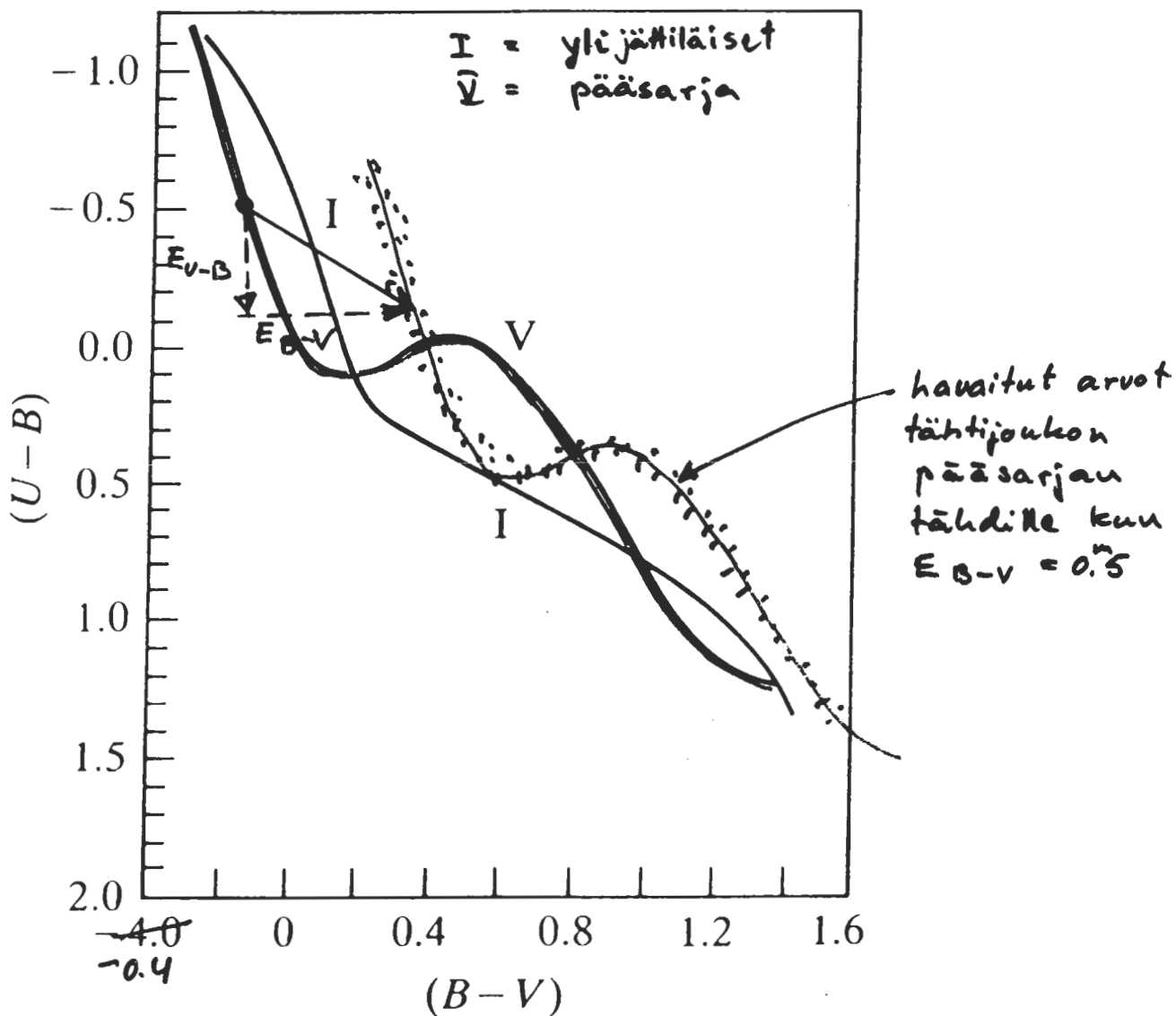
Kun tähtijoukon ($V, B-V$)-diagramma siirretään pystysuunnassa siten, että sen pääsarja yhtyy Hyadien pääsarjaan alueessa $B-V \geq 0.4$, saadaan pystyasteikkojen erotuksesta

$$\Delta V = V - V_{\text{Hyadit}} = 5 \lg(r/48 \text{ pc})$$

tähtijoukon etäisyys lasketuksi.

Pääsarjan yläpäätt poikkeavat eri joukoilla toisistaan riippuen tähtijoukon iästä. Sensijaan pääsarjojen alapään tähdet eivät ole vielä ehtineet kehittyä pois "zero age main sequence"sta (= "nollaiän pääsarja") koska

Interstellaarisen ekstinktion vaikutus ilmenee sekä V-akselilla että B-V-akselilla, ts. tähtijoukon pääsarjaa on siirrettävä sekä pysty- että vaakasuunnassa. Vaakasuoran siirroksen suuruus $(B-V) - (B-V)_0 = E_{B-V}$ saadaan 3-väri-fotometriä käyttäen:



Tähtijoukon havaittu 2-väri-diagramma siirretään "reddening" viivaa pitkin, kunnes se yhtyy ZAMS:iin. Siirroksen vaakasuora komponentti = E_{B-V} , pystysuora komponentti = E_{U-B} . Nyt saadaan myös $A_V = 3.1 \times E_{B-V}$. Tähtijoukon havaittua (V, B-V) diagrammaa korjataan nyt aluksi siten, että uudeksi vaakaksi akseliksi tulee $(B-V)_0 = (B-V) - E_{B-V}$ ja uudeksi pysty-akseliksi $V_0 = V - A_V$.

OB-tähtien luminositeetit

Koska OB tähtiä ei esiiny auringon lähimmässä ympäristössä $r \leq 25$ pc (johtuen niiden pienestä avaruustiheydestä), ei trigonometrisia parallakseja ole voitu mitata.

Nuorissa avoimissa joukoissa esiintyy OB tähtiä ja niiden etäisyydet saadaan määräämällä ko. joukon etäisyys edellä selostettua "main sequence fitting" menetelmää käyttäen.

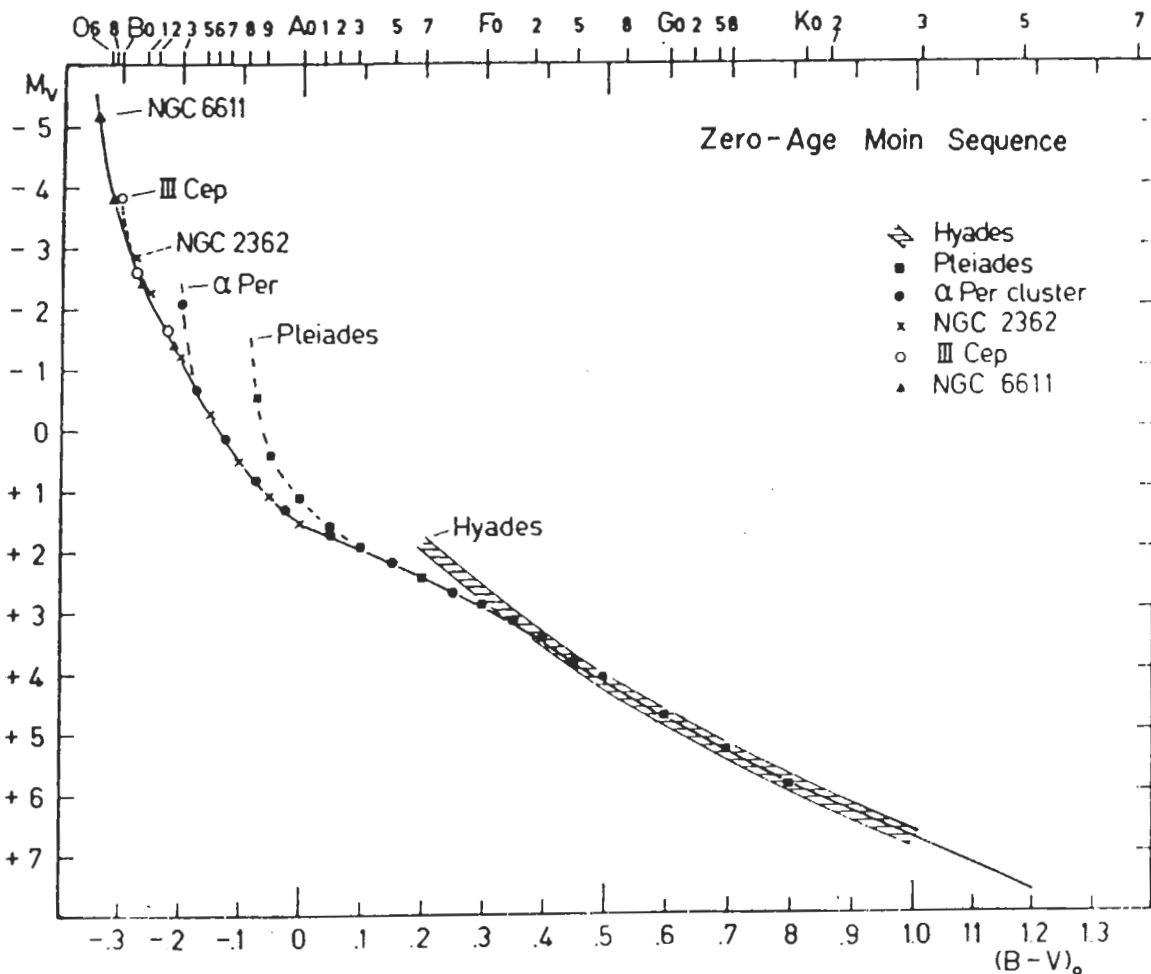


FIG. 9.—The zero-age main sequence ("ZAMS") for visual absolute magnitudes, as defined by the non-evolved parts of the main sequences of the clusters indicated in the diagram.

Yhdistetään eri tähtijoukkojen M_V , $(B-V)_0$ diagrammat samaan kuvioon. Tässä "zero age main sequence" on kussakin pisteessä alimpana olevan pääsarjan määrittelemä. Nyt voidaan havaita MKK spektriluokat tässä esiintyville tähdille ja saadaan MKK-spektriluokkien absoluuttiset magnitudit.

c) OB-assosiaatioiden HII - alueiden ja avoimien joukkojen jakautuma

OB-assosiaatiot ovat usein yhteydessä johonkin muuhun joukkoon (esim. $h + \chi$ Persei kuuluu I Per assosiaatioon)

OB-assosiaation yhteydessä on usein HII-alue = kuuman tähden ympärille muodostunut ionisoituneen vedyn alue. Säteily $\lambda < 912\text{\AA}$ (Lyman raja) ionisoi vedyn. HII alueiden keskustähdet poikkeuksetta hyvin nuoria tähtiä (O-B2).

HII alueiden etäisyydet saadaan niiden keskustähtien avulla. Käytetään edellä selostettua MKK luokkien absoluuttisten magnitudien kalibrointia.

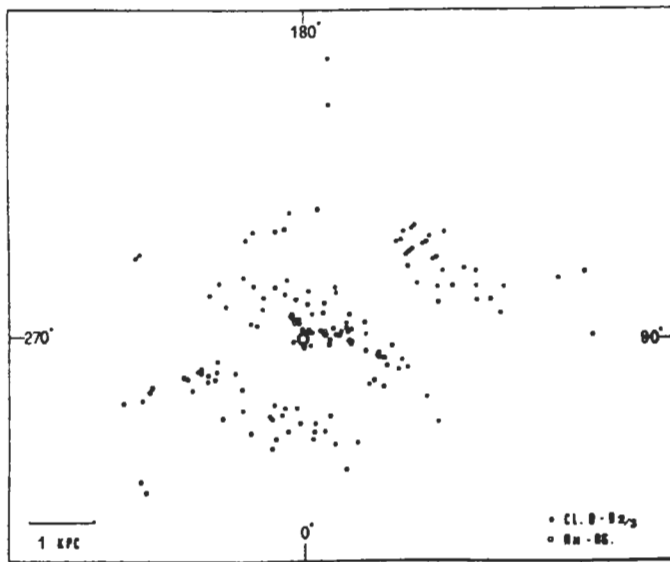
Seuraavan sivun kuvassa 1 on esitetty nuorten galaktisten joukkojen (ikä $< 2 \cdot 10^7$ a, varhaisimmat esiinyvät spektriluokat O...B2) ja HII alueiden jakautuma. Havaitaan kolme erillistä pitkänomaista ryhmittymää, jotka ovat ilmeisesti osia spiraalihaaroista.

Haara

- + I Perseushaara
- 0 Orion haara (paikallinen haara)
- I Sagittariushaara

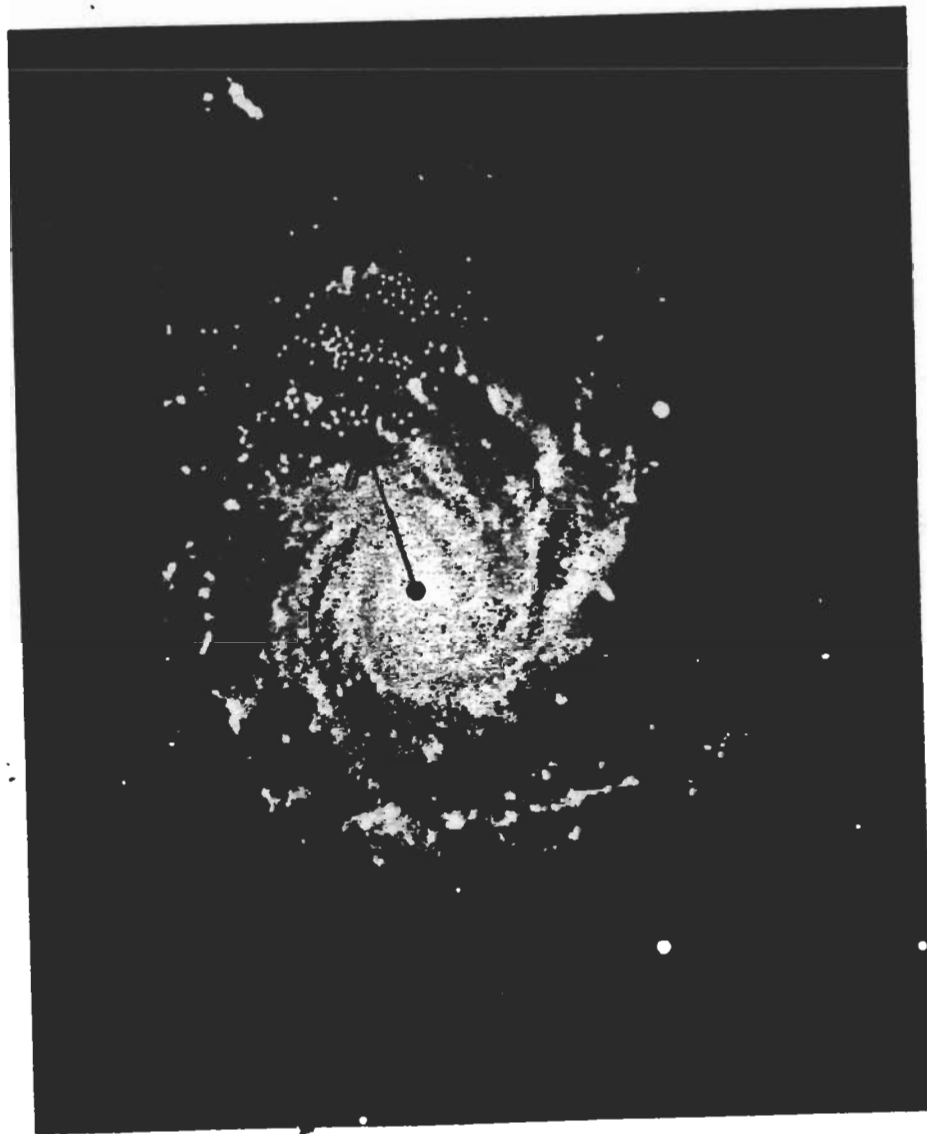
Lisäksi on viitteitä seuraavasta haarasta

- II Norma-Centaurushaara



Space distribution of young galactic star clusters (●) and H II regions (○) in the galactic arms of three spiral arms can be seen, the local arm (O), the Perseus arm (+I) and the Carina-Sagittarius-Scutum arm (-I). The position of the sun is (⊙).

Kuva 1



Kuva 2 NGC 1232

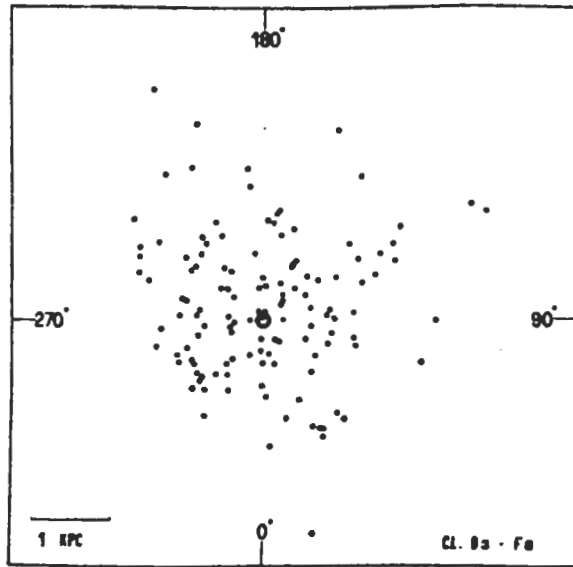


Fig. 3. Space distribution of the old galactic star clusters.

Kuva 3

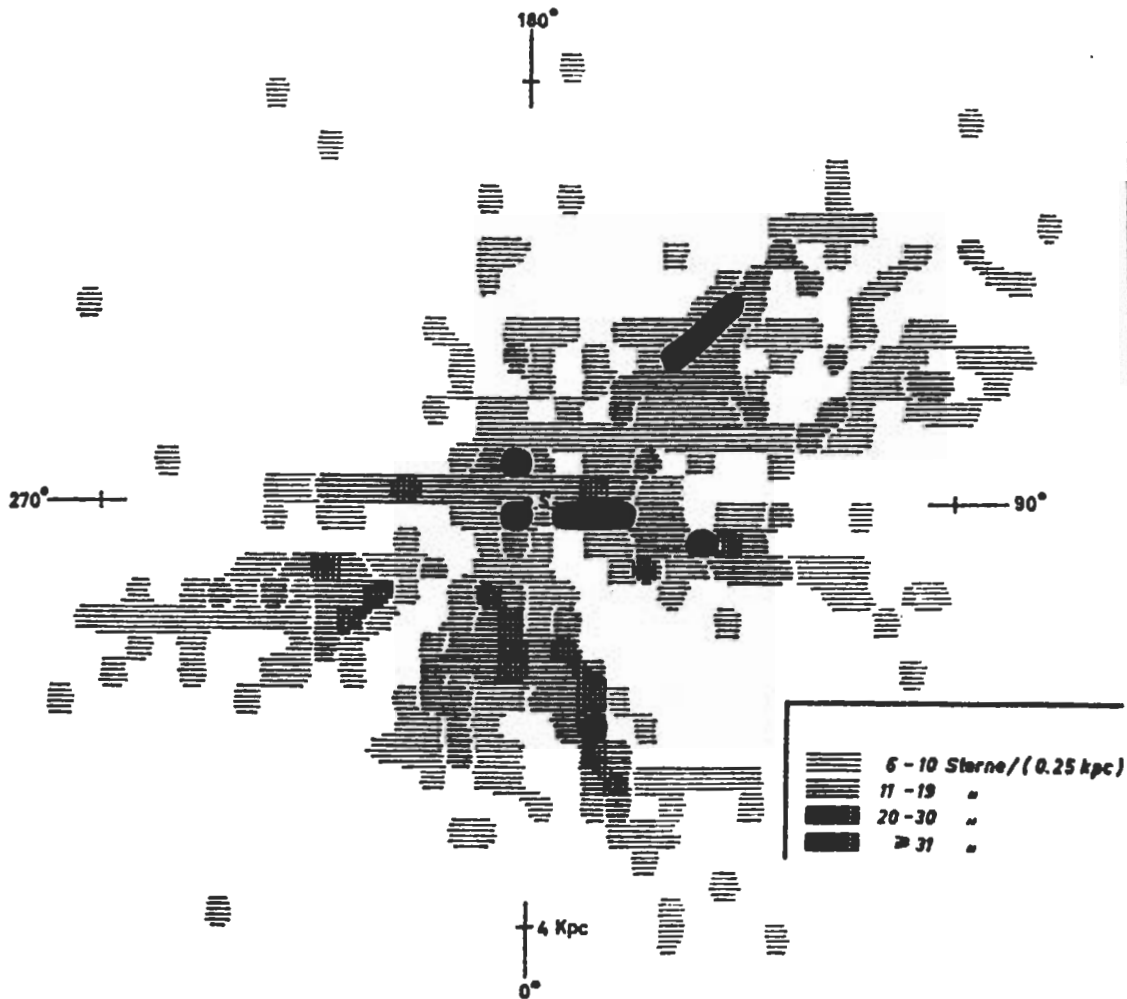


Abb. 4. Verteilung der 5083 OB⁺- und OB^{*}-Sterne und weiterer 1090 OB-Sterne bekannten MK-Spektraltyps in der galaktischen Ebene

Kuva 4 OB tähtien jahtantuma

Kuvassa 3 on esitetty vanhempien avoimien joukkojen (ikä $\geq 3 \cdot 10^7$ a, varhaisin spektriluokka B3 ... F8) jakautuma. Näillä ei ole havaittavissa minkäänlaista ryhmittymistä spiraalihaaroihin.

Kuvassa 2 on verrattu Linnunradassa havaittuja spiraalihaaran osia galaksin NGC 1232 spiraalihaaroihin. Yhteensopivuus on varsin hyvä.

d) OB tähtien jakautuma

Luminous Stars- luetteloissa objektiiviprismaluokittelu 3 ryhmään

	M_V	σ_M	$(B-V)_0$	vastaava MKK-spektril.
OB ⁺	-5.44	± 1.40	-0.24	O5 ... O8
OB ⁰	-4.88	± 1.08	-0.26	O9 ... B0
OB ⁻	-3.98	± 1.02	-0.24	B0 ... B1

Suurelle määrälle (8700) OB tähtiä on johdettu etäisyydet näitä M_V arvoja käyttäen.

OB⁺ ja OB⁰ tähtien jakautumassa havaittavissa ryhmittyminen kolmeen em. spiraalihaaraan: ks. kuva 4 (Klare ja Neckel)

e) Spiraalihaaraindikaattoreita

Kohteet, joiden on todettu keskittyvän spiraalihaarioihin, ovat aina nuoria tähtiä tai interstellaarista materiaa. Spiraalihaarojen tutkimiseksi ovat hyviä mahdollisimman kirkkaat kohteet.

Optisia kohteita

1. O ja B tähdet (B1 - B2 asti), avoimet joukot, assosiaatiot
2. H II alueet
3. Interstellaariset pilvet - absorptioviivat
4. Kefeidit $P > 13^d$ ($M_V < -4.5$) (δ Ceph-tyypiset)
5. M-ylijättiläiset
6. Be ja WR tähdet (Be = B emissioviivatähti, WR = Wolf-Rayet tähti)
7. Pimeät Sumut

Radiokohteita

1. 21 cm - emissioviivaprofiilit (H I)
2. Rekombinaatioviivat (erik. H 109- α) H II alueista
3. Linnunradan taustasäteilyssä esiintyvät "epäjatkuvuuskohdat"
4. Molekyylipilvet (erityisesti CO λ 2.6 mm)

f) Assosiaatioiden kosmogonisesta merkityksestä

Henry Draper Spektriluettelon perusteella oli havaittu, että O ja B tähdet esiintyvät usein muutamia kymmeniä tähteä sisältävissä ryhmissä.

Ambazumian osoitti v. 1949 näiden O-assosiaatoiden olevan (toisin kuin avoimet tähtijoukot) galaksin gravitaatokentän vaikutuksesta epästabiliileja muodostelmia. Ambazumian päätteli, että assosiaatiot laajenevat suurella nopeudella (n. 10 km/s^{-1}) ja ovat iältään hyvin nuoria muodostelmia, muutamia 10^6 v.

Blaauw (1952) saattoi osoittaa havaittujen ominaisliikkeiden ja säteisnopeuksien avulla tämän ennustetun ekspansion olemassaolon ja sai suuruusluokkaa 10^6 v. olevia ikiä.

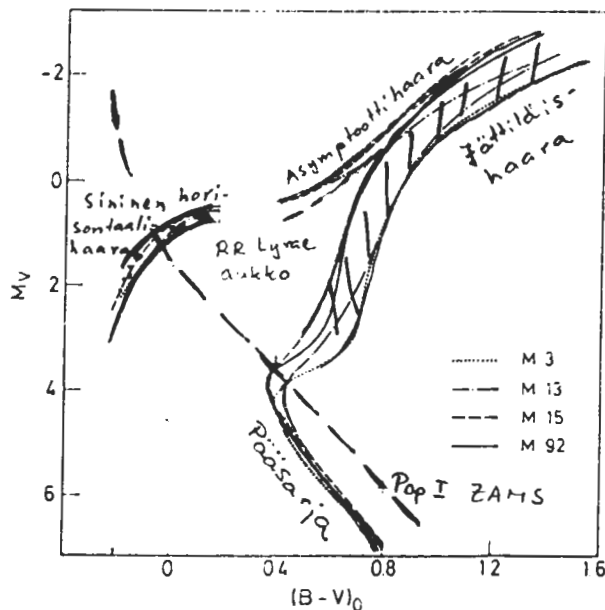
4.2 Pallomaiset tähtijoukot, RR-Lyrae tähdet ja linnunradan halo

a) Yleistä pallomaisista joukoista

- Tähtiä $\sim 10^5 - 10^6$ (avoimissa joukoissa $10^2 - 10^3$)
- Tällä hetkellä tunnetaan 126 pallomaista joukkoa, kokonaisluku ehkä 130 (vain Linnunradan tason suunnassa luettelo puutteellinen ekstinktion vaikutuksesta)
- Lähin pallom. joukko M 4 $r = 4.3$ kpc
- Kaukaisin pallom. joukko Pal 3 $r = 100.0$
- Pal 13 - " -

Pallomaisten joukkojen väri-kirkkausdiagrammat poikkeavat täysin auringon lähiympäristön ja avoimien joukkojen väri-kirkkausdiagrammoista.

Figure 26.4. Color-magnitude diagrams of the globular clusters M 3, M 13, M 15, and M 92 (after A. Sandage 1970). The absolute magnitude M_V is plotted against the true color index $(B-V)_0$.



- RR Lyrae tähdet sijaitsevat horisontaalihaaran aukon kohdalla $M_V \approx 0.6$
 $B-V \approx 0.2 - 0.4$
(Sp A5...F5)

- Pääsarja vaikeasti havaittavissa, kaikkein lähimmillekin joukoille:
 $m_V(\text{pääsarja}) \gtrsim 18^m$.

Pallomaisten joukkojen pääsarjan havaitseminen yksi tärkeimpiä havainto-ohjelmia Palomarin 5-m peilillä ($m_{\text{lim}} \approx 23^m$). - H. Arp, W. Baum, A. Sandage. Pallomaisten joukkojen pääsarjan sijainti vaihtelee jonkin verran, mutta on kaikissa tapauksissa auringon lähiympäristön tähtien pääsarjan alapuolella n. $1^m - 2^m$, vastaten alikäppiöiden sijaintia.

Selitys: Pallomaisilla joukoilla metallipitoisuus $Z \approx 0.02 \%$, (vrt. $Z \approx 2 \%$ Popul. I), pallomaisten joukkojen ikä $\sim 1-1.5 \times 10^{10}$ vuotta \approx Linnunradan ikä, pallom. joukot muodostuneet metalliköyhästä Linnunradan "alkumateriasta".

Pallomaisten joukkojen etäisyyksien määrittäminen

- 1) Pääsarjan sovittaminen metalliköyhien tähtien nollaiän pääsarjaan (alikäpiöt)
 - käy vain lähimmille joukoille
- 2) RR-Lyrae tähtien avulla.

$M_V =$ vakio $= +0.6$, joten voidaan käyttää normaalia fotometrasta etäisyyden määrittämistä.

- käy kaukanakin oleville joukoille

$m_V(\text{RR Lyr.}) = 20.6 \text{ kum } r = 100 \text{ kpc}$

- vaikeutena RR Lyrae tähtien absol. magnitudin määrittäminen.

b) RR Lyrae tähtien ja Kefeidien absoluuttiset magnitudit

RR Lyrae tähdet $P < 1^d$

Kefeidit $P \approx 1^d \dots 100^d$

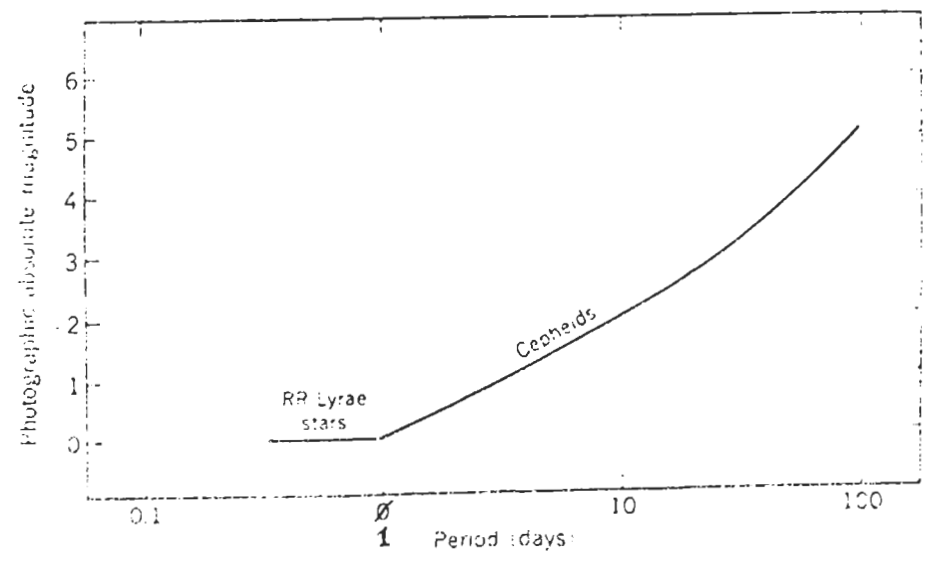
Molemmat tyypit pulsatoivia muuttujia.

Historiallinen tausta:

I. Miss Leavitt (1912) keksi kefeidien absoluuttisen magnitudin M_V ja periodin P välisen riippuvuuden Pienessä Magellanin Pilvessä (SMC). Tässä M_V -asteikon 0-piste jäi avoimeksi koska SMC:n etäisyyttä ei tunnettu.

II. 0-pisteen määrittämiseksi Shapley määräsi Linnunradassa havaittavien kefeidien ja myös RR Lyrae tähtien M_V -arvot statististen parallaksien (vrt. Luku 2) avulla.

Tulos:



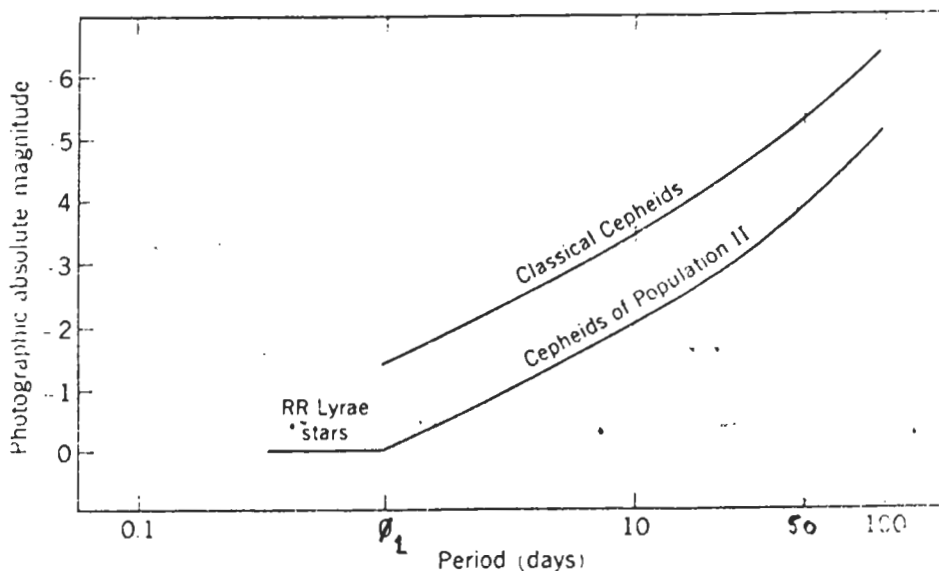
RR Lyrae tähtien absol. magn. $M_V \approx 0.0$ liittyi aukottomasti kefeidien ($M_V, \lg P$)-relaatioon. (Huom. SMC:ssa ei tuolloin voitu havaita RR Lyrae tähtiä, ne olivat rajasuuruusluokan alapuolella.)

III. W. Baade (1952) yritti havaita RR Lyrae tähtiä Andromedan sumussa (M31) Palomarin 5-metrin peilillä. M31:n etäisyys oli johdettu kefeidejä käyttäen. Perustana oli Shapleyn johtama ($M_V, \lg P$)-relaatio. Tulos $r = 300$ kpc. Tämän mukaisesti piti RR Lyrae tähtien näennäisen magnitudin olla $m_{pg} = 22.4$. Baaden ottamien levyjen rajasuuruusluokka oli ~ 22.4 , mutta RR Lyrae tähtiä ei näkynyt! Sensijaan Baade totesi, että pallomaisten joukkojen kirkkaimmat tähdet juuri erottuivat. Kun nämä ovat 1.5 kirkkaampia kuin RR Lyrae tähdet, niin piti siis RR Lyrae tähdille olla $m_V \approx 23.9$. Baade päätyi tulokseen $r_{M31} = 600$ kpc, siis 2 x entinen etäisyys! Samalla kaikkien muidenkin galaksien etäisyydet oli kaksinkertaistettava. Syy virheeseen oli kefeidien M_V -arvojen 0-pisteessä:

On kahdentyyppisiä kefeidejä

- I kefeidit 1. klassilliset kefeidit, jollaisia ovat SMC:n kefeidit ja myös monet Linnunradassa esiintyvät. Populaatio I.
- II kefeidit 1. W Virginis-tähdet esiintyvät pallomaisissa joukoissa ja Linnunradassa yleensä. Populaatio II.

Nämä kaksi kefeidityyppiä ovat hyvin samanlaisia valokäyrän muodon suhteen, mutta eroavat kem. koostumukseltaan, avaruusjakautumaltaan sekä absoluuttiselta magnitudiltaan toisistaan:



II kefeidit liittyvät RR Lyrae tähtiin, mutta I kefeidit ovat 1.5 kirkkaampia.

M31:ssä ja muissa galakseissa havaitut kefeidit olivat tyyppiä I, mutta niille käytettiin virheellisesti tyyppin II absol. magnituteja.

Nykyisin käytetyt absol. magnitudit I kefeideille perustuvat avoimissa tähtijoukoissa havaittuihin muutamaan kefeidiin. Joukkojen etäisyydet saatu "main sequence fitting" menetelmällä.

$$M_{pg} = -1.33 - 2.25 \lg P$$

Tyypille II on saatu

$$M_{pg} = -0.35 - 1.75 \lg P$$

RR-Lyrae tähdille nykyisin käytössä

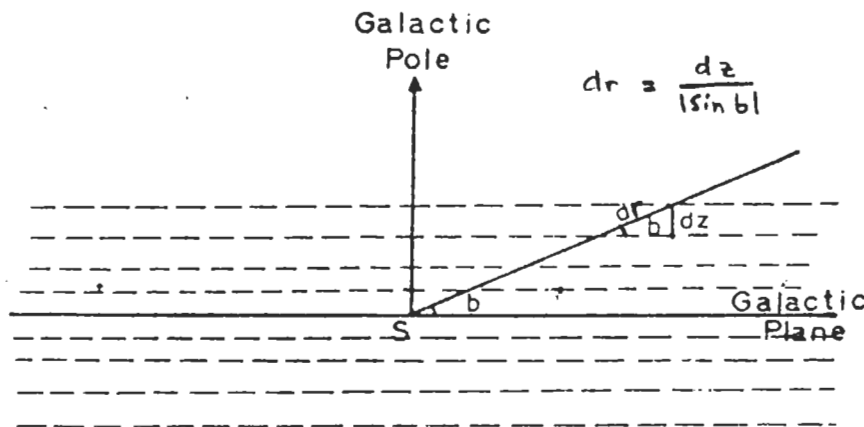
$$M_V = +0.6 \pm 0.3 \quad B-V = +0.24 \quad M_B = +0.8 \pm 0.3$$

c) Pallomaisten joukkojen avaruusjakautuma ja Linnunradan keskuksen sijainti

Shapley 1918: Pallomaisten joukkojen muodostaman systeemin keskus Sagittariuksen suunnassa, $r = 30$ kpc (nyk. ^{8.5} ~~10~~ kpc).

Interstellaarisen ekstinktion korjaaminen: Vaikutus vähäinen korkeilla leveyksillä $|b| \gtrsim 20^\circ$. Mikäli interstellaarinen pöly olisi homogeenisessa tasapaksussa kerroksessa Linnunradan tason kahta puolta, saataisiin:

$$A_V = \Delta m \cdot \operatorname{cosec} |b| = \frac{\Delta m}{|\sin b|}$$



Ekstinktiokerroksen optinen paksuus

$$\Delta m_{pg} = 0.25 \text{ galaksilaskennoista (Hubble)}$$

$$\Delta m_V = 0.15 \text{ tähtien värieksesseistä}$$

Tämä menetelmä varsin karkea, koska pöly jakautunut hyvin epähomogeenisesti (pilvistrukturi). Mm. galaksin pohjoisnavan suunnassa hyvin pieni ekstinktio $A_V \leq 0.03$.

Mikäli mahdollista, johdetaan kullekin pallomaiselle joukolle värieksessin avulla yksilöllinen ekstinktio A_V . Tällöin värieksessi

$E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$ on johdettava pallomaisen joukon kokonaiskirkkautta käyttäen (koska yksittäiset tähdet yleensä liian heikkoja).

Tulos: Pallomaisten joukkojen sijainti projisoituna Linnunradan keskuksen kautta kulkevaan tasoon.

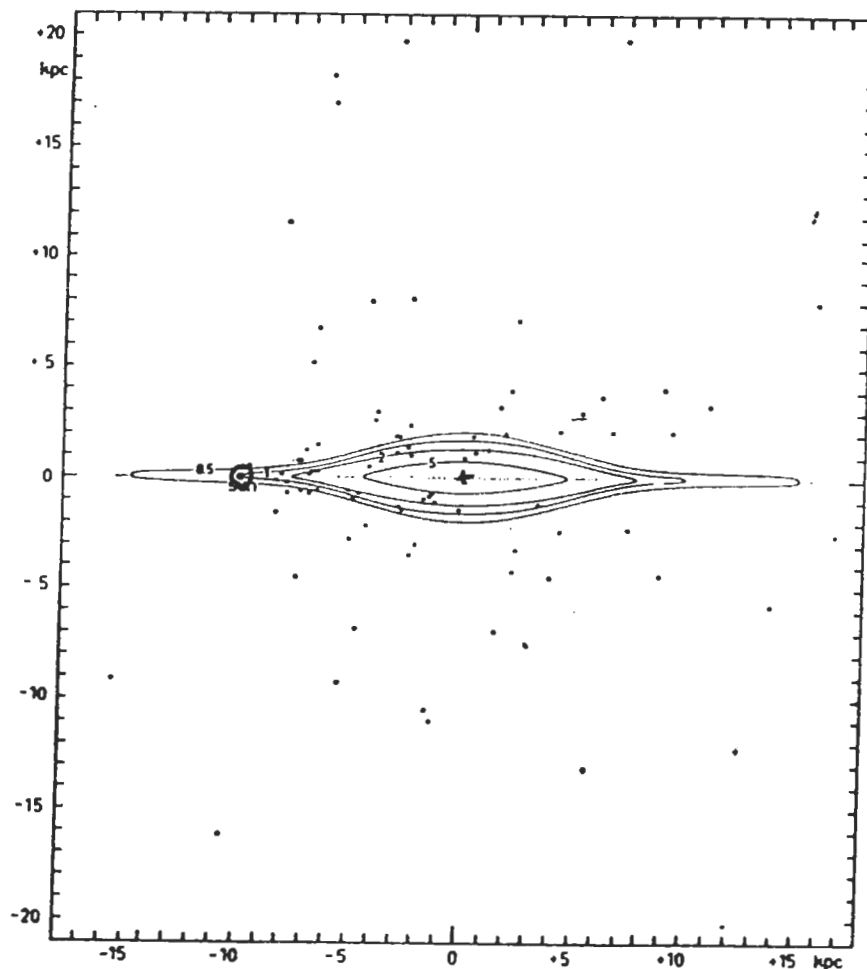


Fig. 23.6. *The Milky Way system.* The diagram shows the spatial distribution of globular clusters projected on to a plane perpendicular to the galactic plane and passing through the Sun and the galactic centre. Lines of equal mass density are shown, the numbers giving the density with respect to that in the solar neighbourhood. The thin layer of interstellar matter lying in the galactic plane and associated with the extreme (spiral arm) Population I is shown dotted. (After J. H. Oort)

Pallomaisten joukkojen muodostaman systeemin keskipiste =

Linnunradan keskus on tämän tuloksen mukaan etäisyydellä

8.5 10 ± 1 kpc.

d) Erillisten RR-Lyrae tähtien esiintyminen

Linnunradan keskuksen alueessa

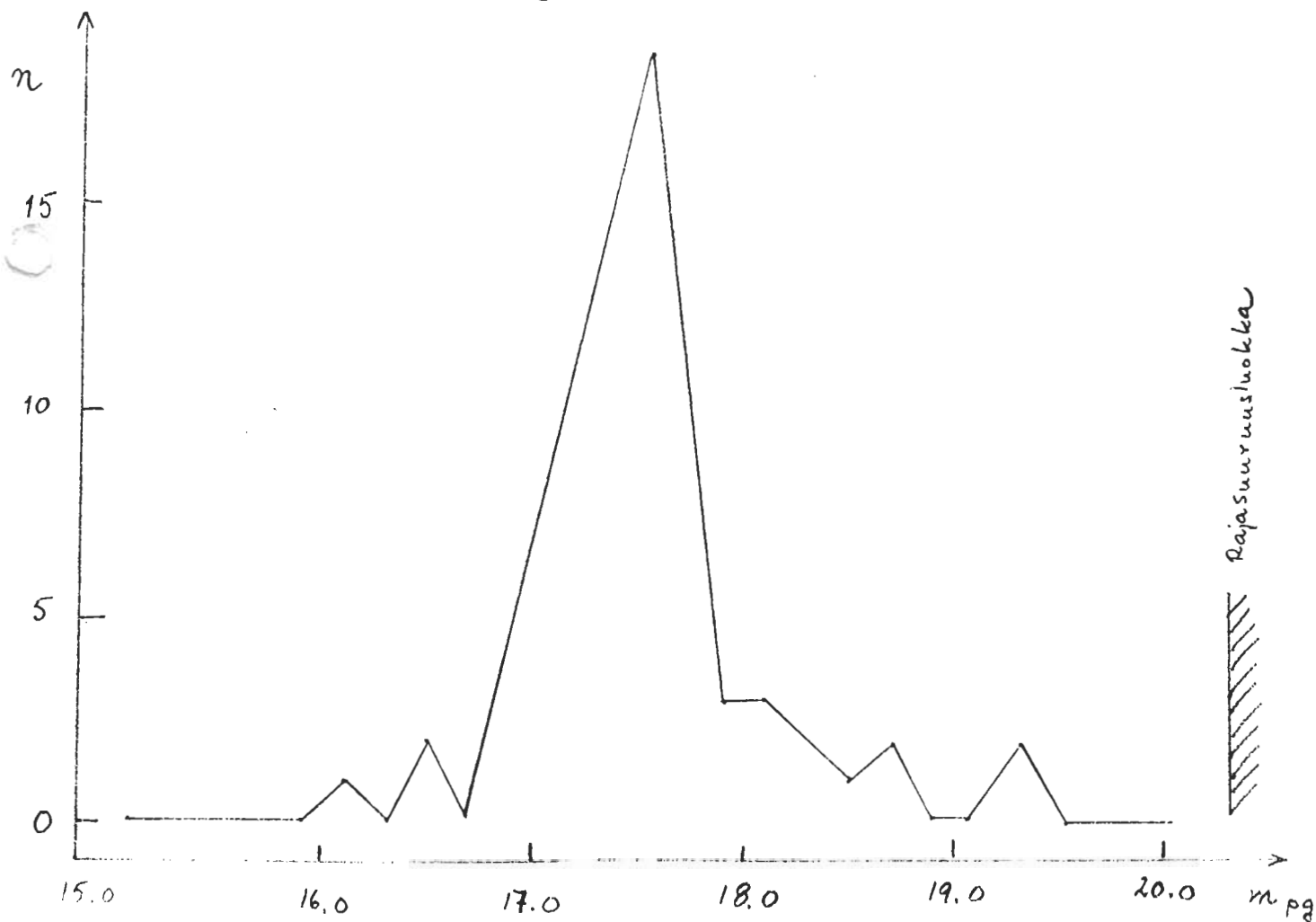
RR Lyrae tähtiä esiintyy myös pallomaisten joukkojen ulkopuolella. Koska RR Lyrae tähdet ovat valonvaihtelunsa perusteella helposti tunnistettavissa vaikka $m_V \approx 20^m$, voidaan niiden avulla tutkia Linnunradan keskuksen etäisyyttä. Tämä sen vuoksi, että RR Lyrae tähtien tiedetään (muissa galakseissa tehtyjen havaintojen perusteella) keskittyvän voimakkaasti Linnunradan keskusta.

Itse Linnunradan keskustan suunnassa ($l = 0$, $b = 0$) interstellaarinen ekstinktio liian suuri. Interstell. pölyn epähomogeenisen jakautuman ansiosta^{on} joitakin "ikkunoita" pölykerroksessa, ts. suuntia, joissa ekstinktio on pienempi. Tällainen ikkuna^{on} suunnassa $l = 1^\circ$, $b = -4^\circ$, siis varsin lähellä galaksin keskuksen suuntaa. Pallomainen joukko NGC 6522 tässä ikkunassa. $A_{pg} = 1.9$. Joukon ympäristössä $m_{pg} = 20^m$ saakka 76 RR Lyrae tähteä. Näiden jakautumassa m_{pg} :n funktiona (ks. kuva) esiintyy selvä maksimi kohdassa $m_{pg} = 17.3$. Kaavasta $m-M-A = 5 \lg \frac{r}{10}$ saadaan

$$17.3 - 0.8 - 1.9 = 14.6$$

$$\pm 0.3 \quad \pm 0.3$$

$$r = \frac{8.3 \text{ kpc}}{\pm 1.2}$$



e) Tähtijakautuma linnunradan kiekossa (disk) ja halossa: kolmivärifotometriä tuloksia

Q. JI R. astr. Soc. (1972) 13, 226-240

Spiral and Halo Structure of our Galaxy on the Basis of Optical Distance Determinations

W. Becker
(Basel)

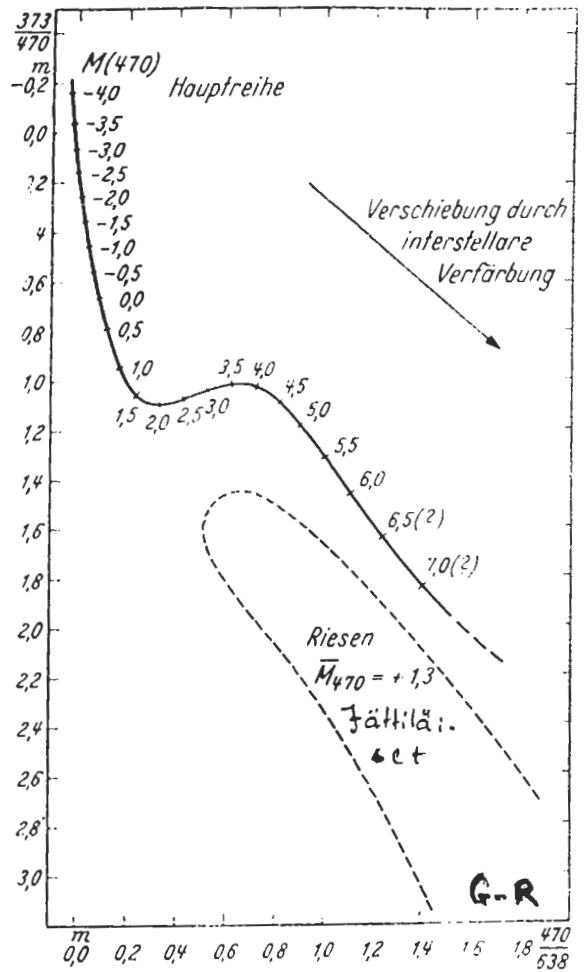
When the method of three-colour photometry was developed 33 years ago (1, 2) its principal task consisted of determining the interstellar reddening and the absolute magnitudes of stars without knowledge of spectral type. This enabled stellar statistics to cover a much more extended region of the galactic system than before. Replacing spectral photography by direct photography shifts the limiting magnitude from about 13 to at least 19. This should, roughly, extend the detectability of solar-type stars to the entire part of the Milky Way this side of the galactic centre, provided interstellar absorption is not too great. These possibilities of three-colour photometry are based upon the following three facts.

1. The fundamental deviations of stellar radiation from blackbody radiation (Balmer jump, depression caused by the metallic lines) can be determined quantitatively by measuring intensities in three colours.
2. These fundamental deviations are functions of spectral type or luminosity.
3. They are not influenced by interstellar reddening.

To make optimal use of the inherent possibilities, the photometric RGU system was defined in the year 1938. In this system the longwave colour index $G-R$ indicates nothing of the effects caused by the deviations from blackbody radiation whereas the shortwave index $U-G$ indicates all of it.

The UBV system, defined by Johnson & Morgan in the year 1951 (3) does not claim to conform optimally to the mentioned conditions and purposes. But for that, it is more practical because it secures the continuity of photometry in the visual and in the photographic regions and complements these by the U -region of the RGU system.

U-G



U 3730 Å
 G 4700 Å
 R 6380 Å

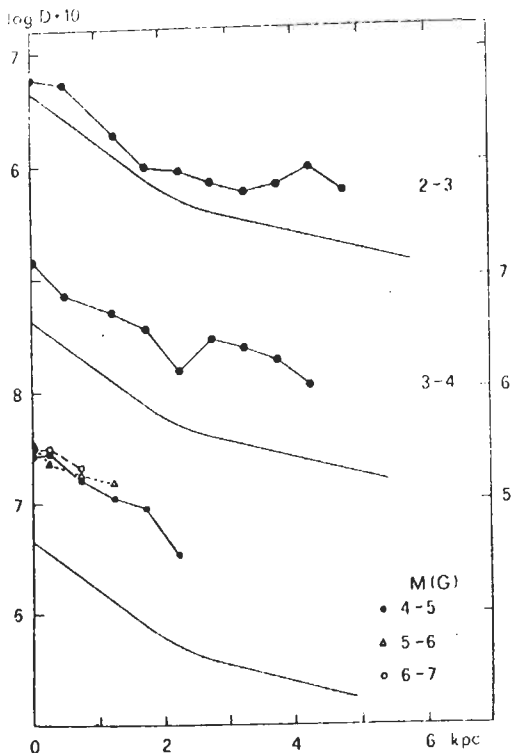


Fig. 7. Density functions for main sequence stars with $M(G) > 2$ compared with the mean of the density function shown in Fig. 8. Not corrected for dispersion of the absolute magnitudes

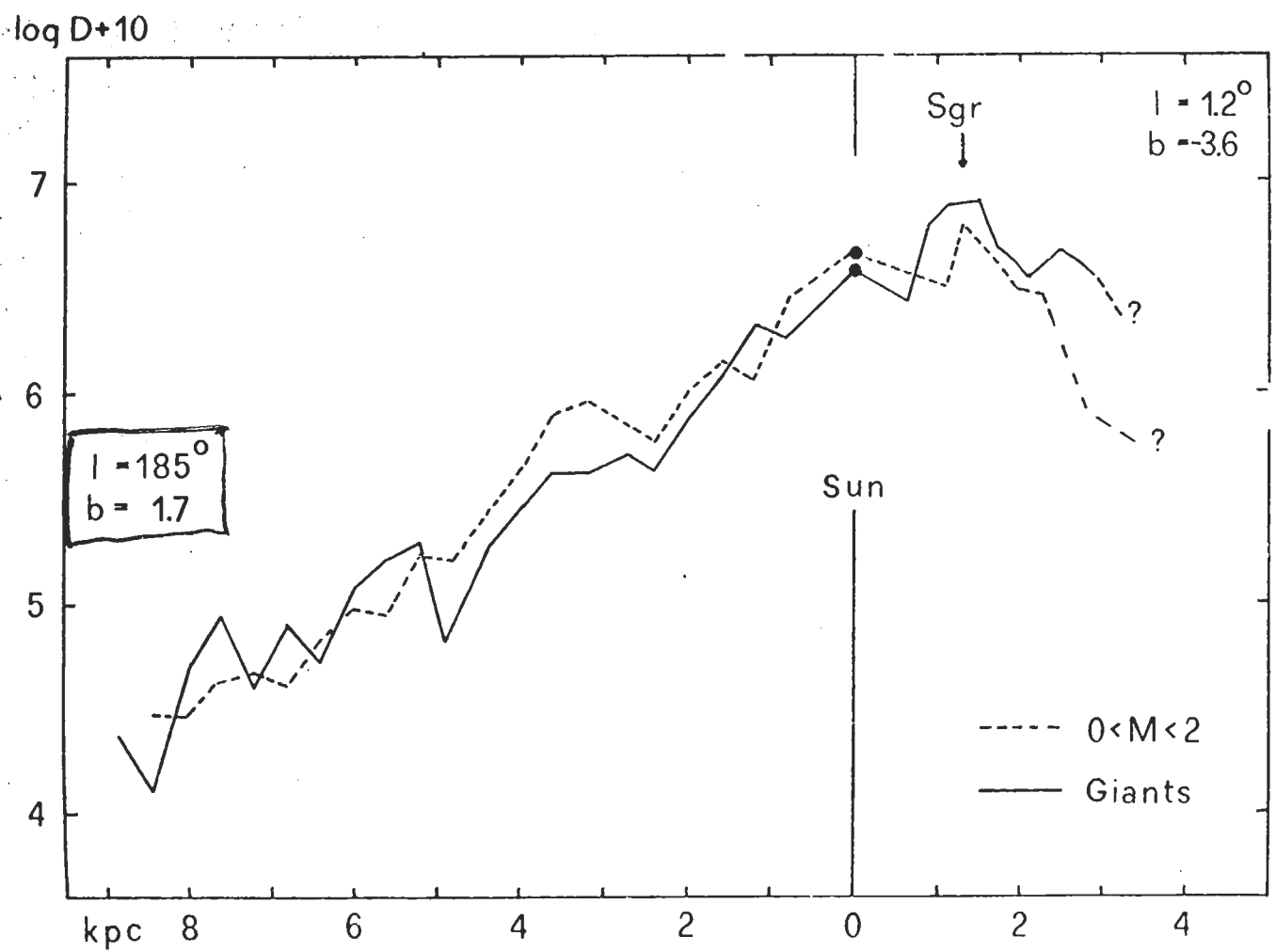


Fig. 4: Density gradients for late type giants and for main sequence stars with the same absolute magnitude in the directions of the galactic centre and anticentre.

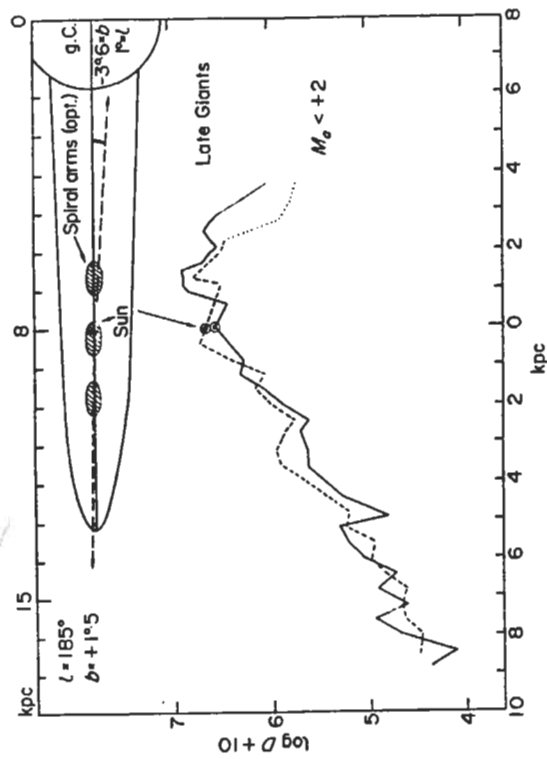
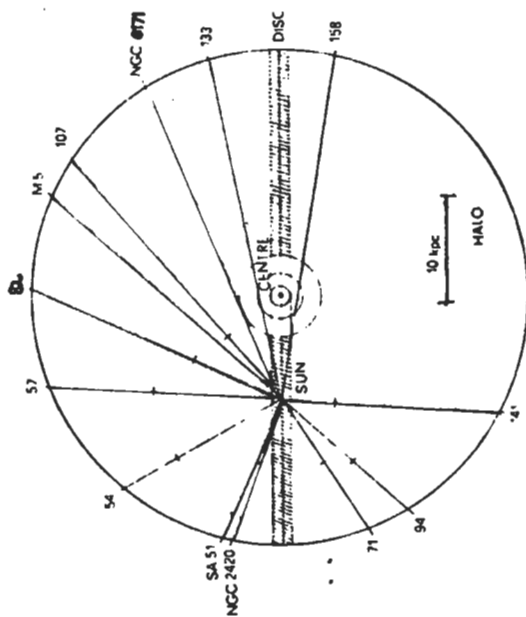


FIG. 2. Density functions for late type giants and for main sequence stars of the same absolute magnitude ($0 < M(G) < 2$) in the direction of Sagittarius (galactic window near NGC 6522) and of the anticentre. Space densities near the Sun from Gliese's catalogue.



Figur 1 Verteilung der Richtungen der Felder des Basler Halo-Programms in einer Ebene senkrecht zur galaktischen Ebene. Die kurzen Striche auf den Richtungs-Linien geben die Grenzentfernung an, die bisher mit den absolut hellsten Halo-Sternen erreicht worden ist.

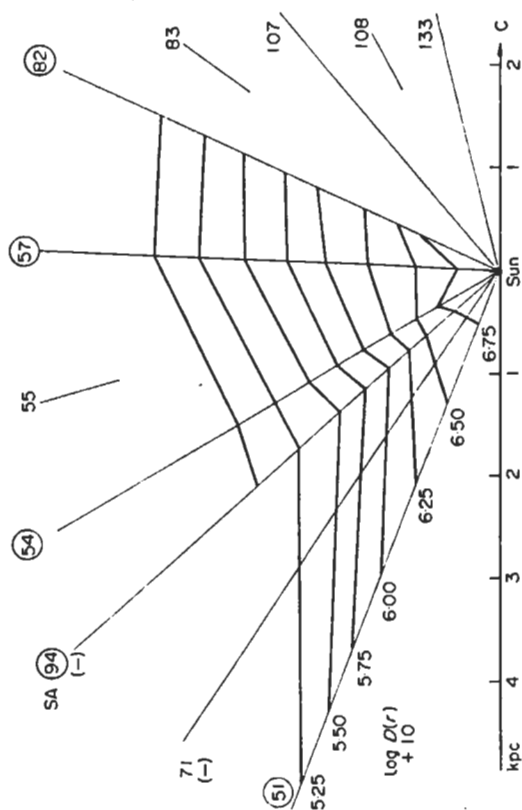


FIG. 5. Lines of equal space density for halo stars ($4.0 < M(G) < 6.9$) in a plane perpendicular to the galactic plane. The numbers of Selected Areas for which data are available have a circle. Selected Area 94 is projected to the Northern Hemisphere. All data are based on three-colour photometry on plates taken with the 48-inch Palomar Schmidt.

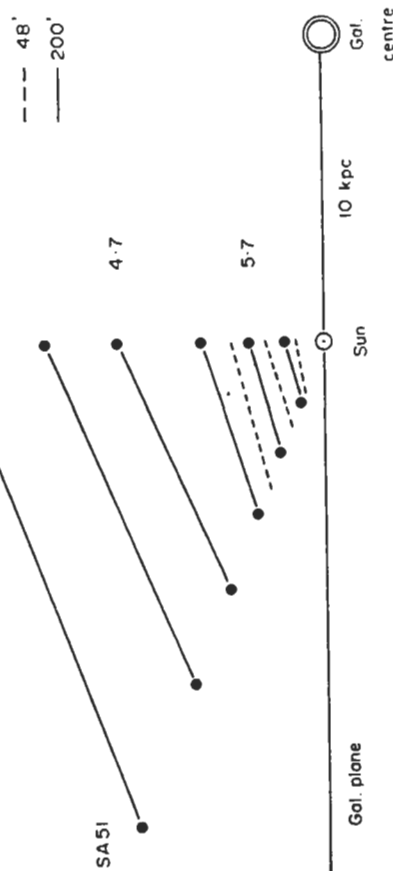


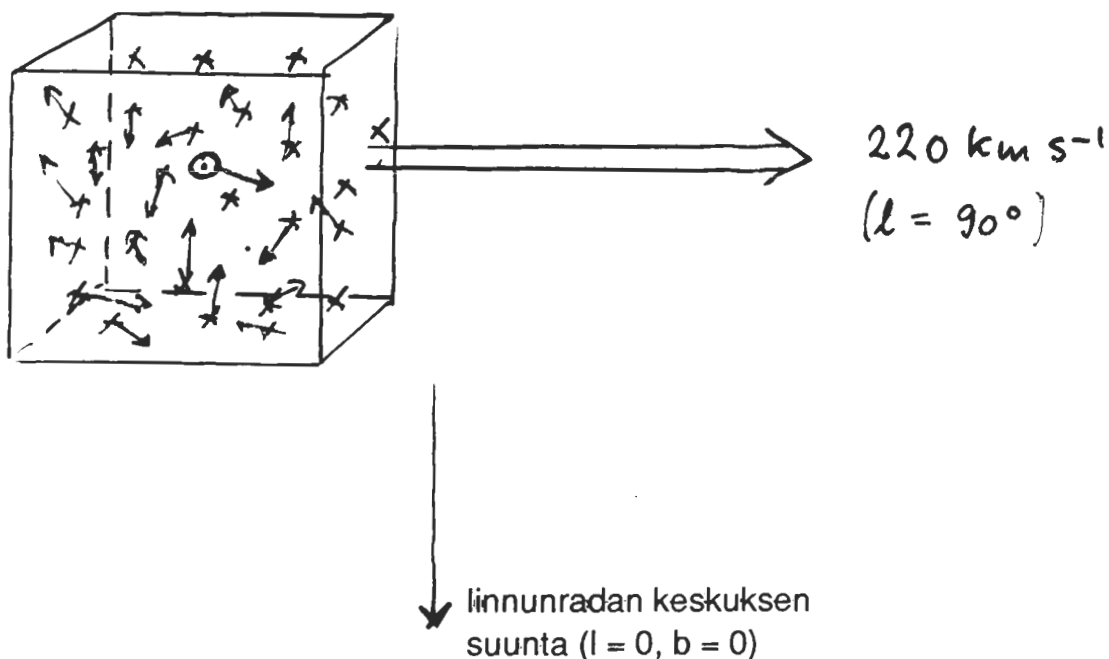
FIG. 6. Lines of equal space density for halo stars between two directions (SA 51 and 57) based on a two-colour photometry of plates taken with the 200-inch Hale telescope.

5. Tähtien liikkeet auringon lähiympäristössä

5.1 Määritelmiä ja koordinaatistot

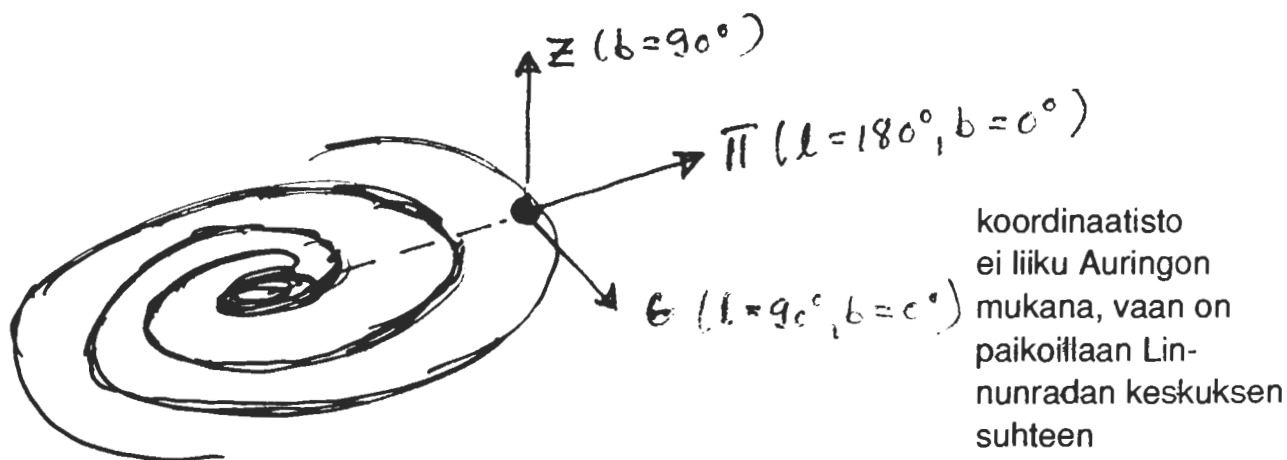
Tarkasteltaessa tähtien liikkeitä auringon lähellä olevassa linnunradan osassa ($r < \text{muutama } 100 \text{ pc}$) on tarkoituksenmukaista erottaa seuraavat tekijät:

1. Kaikkien tässä tarkasteltujen tähtien yhteinen keskimääräinen liike Linnunradan keskustan ympäri.
2. Auringon liike tämän keskiarvon suhteen
3. Tähtien liikkeet tämän keskiarvon suhteen



Nopeuskoordinaatistot:

1. Fundamental Standard of Rest (FSR)



FSR ei myöskään kierry: kaukaisten galaksien suunnat eivät muutu sen suhteen.

2. Local Standard of Rest (LSR)

Aikaisemmin on jo esitetty LSR:lle yksi määritelmä, nimittäin

Kinemaattinen määritelmä: (vrt § 2.2 d)

Auringon lähiympäristön tähdille nopeuksien komponenttien keskiarvot LSR:ssä ovat:

$$\left\{ \begin{array}{l} \frac{1}{N} \sum u_i = 0 \\ \frac{1}{N} \sum v_i = 0 \\ \frac{1}{N} \sum w_i = 0 \end{array} \right.$$

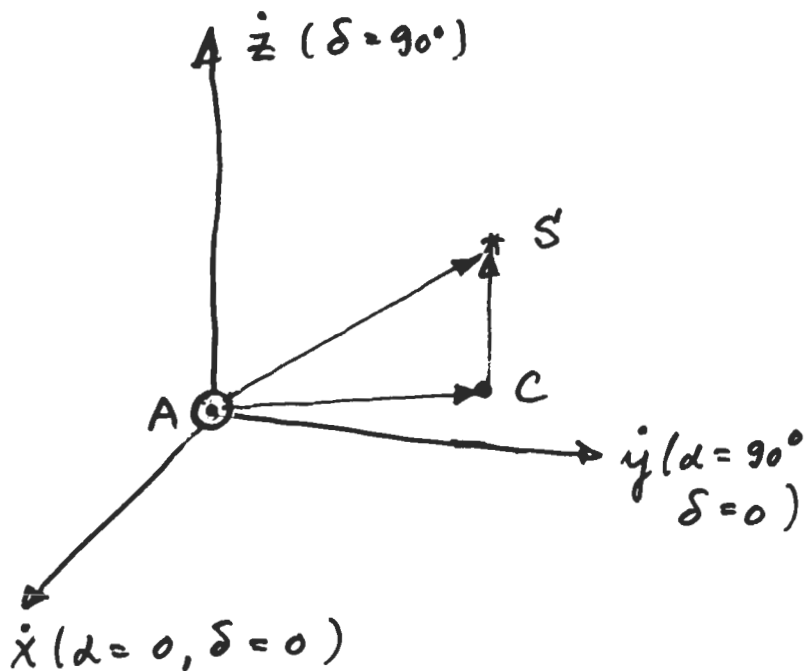
Akselien u , v , w suunnat voivat olla eri tavoilla valittuja esim. FSR:n tapaan.

Dynaaminen määritelmä:

Koordinaatisto liikkuu FSR:n suhteen pitkin ympyrärataa Linnunradan keskuksen ympäri nopeudella Θ_c = ympyräliikkeen nopeus.

Em. LSR:n kinemaattinen ja dynaaminen määritelmä eivät johda täsmälleen samaan koordinaatistoon, vaikkakin ovat hyvin lähellä toisiaan. Kinemaattinen määritelmä riippuu valituista tähdistä. Sen tähden dynaaminen määritelmä on parempi, mutta vaikeampi toteuttaa käytännössä.

3. Aurinkokeskinen koordinaatisto (vrt 2.2 c) (Solar Standard of Rest)



Nopeudet auringon suhteen.

A = Aurinko \odot

S = Tähti

C = LSR (kinem. määr.)

\vec{AS} = Tähten nopeus
 \odot :n suhteen

\vec{CS} = Tähten pekuliaarinen nopeus (u,v,w)

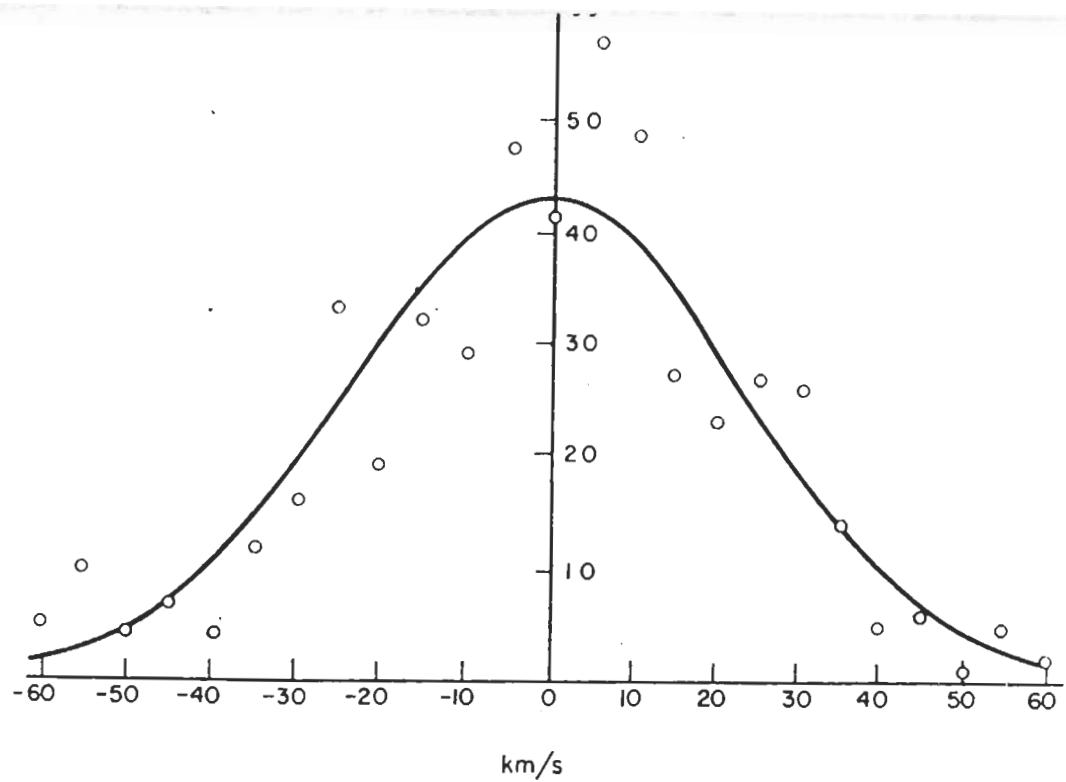
\vec{AC} = Tähtien keskimääräinen nopeus \odot :n suhteen

\vec{CA} = \odot :n pekuliaarinen nopeus \vec{V}_{\odot}

$$\begin{aligned} \vec{AS} &= \vec{AC} + \vec{CS} \\ &= -\vec{V}_{\odot} + \vec{CS} \end{aligned}$$

5.2 Tähtien nopeusjakautumaa koskevat hypoteesit.

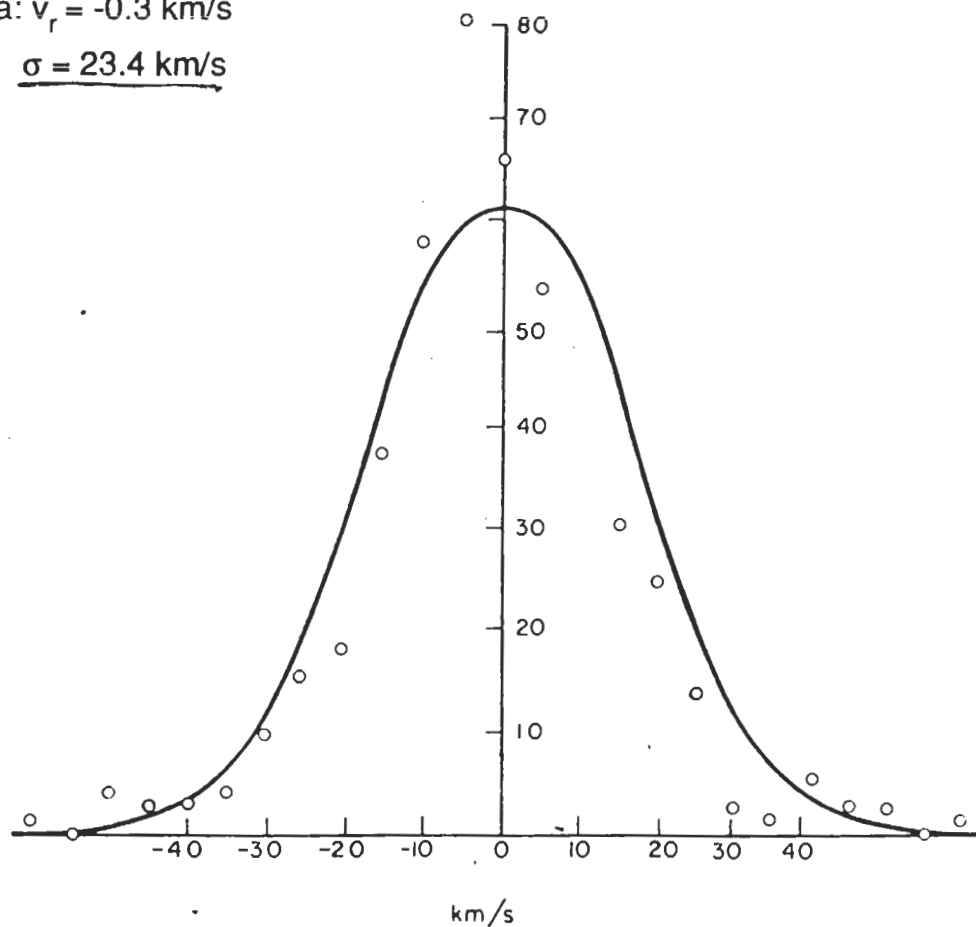
Tähtien nopeuksia koskevan empiirisen aineiston kasvaessa on esiintynyt erilaisia hypoteeseja tähtien pekuliaaristen nopeuksien jakautumasta. Näitä hypoteeseja on testattu yleensä radiaalinopeus- tai ominaisliikehavaintojen avulla, koska avaruusnopeuksia on tunnettu riittävän monelle tähdelle vasta viime aikoina. (etäisyys tunnettava!)



Tähtien pekuliaaristen nopeuksien radiaalisten komponenttien jakautuma
suunnassa $\alpha = 18^{\text{h}} 16^{\text{m}}$, $\delta = -12^{\circ}$ = Vertex-suunta

Gaussin käyrä: $\bar{v}_r = -0.3$ km/s

$\sigma = 23.4$ km/s



Sama kuin yllä, mutta suunnassa $\alpha = 22^{\text{h}}$, $\delta = +55^{\circ}$
(noin 90° päässä vertex-sunnasta)

Gaussin käyrä $\bar{v}_r = -0.7$ km/s

$\sigma = 16.3$ km/s

a) Yhden tähtivirran hypoteesi ("single star drift")

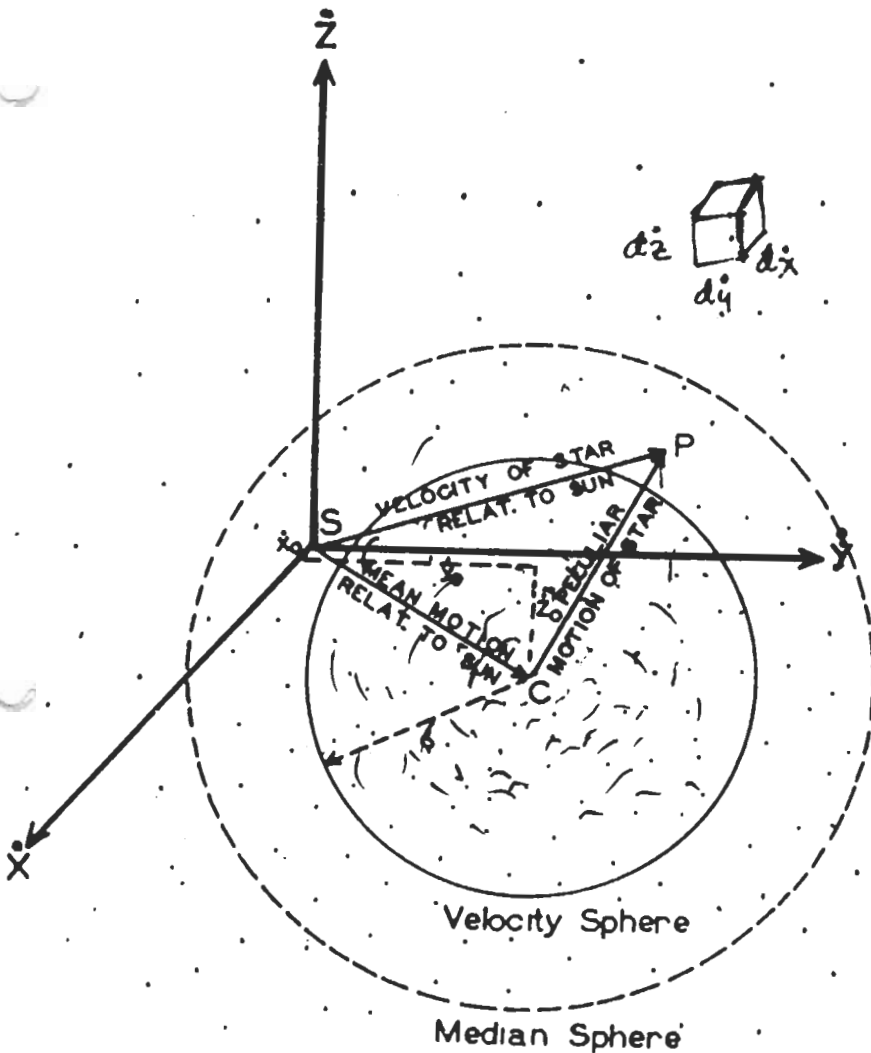
Oletetaan että tähtien pekuliaarinopeudet (LSR:n suhteen) ovat satunnaisesti jakautuneet, tarkemmin sanoen että on voimassa Maxwellin nopeusjakautuma:

$$\phi(u,v,w) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \sigma^3} e^{-\frac{1}{2\sigma^2}(u^2 + v^2 + w^2)}$$

eli aurinkokeskisissä koordinaateissa $\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$

$$\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \sigma^3} e^{-\frac{1}{2\sigma^2} [(\dot{x} - \dot{x}_0)^2 + (\dot{y} - \dot{y}_0)^2 + (\dot{z} - \dot{z}_0)^2]}$$

$\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) d\dot{x} d\dot{y} d\dot{z}$ on tähtien lukumäärä, joiden nopeudet välillä $(\dot{x}, \dot{x} + d\dot{x}) (\dot{y}, \dot{y} + d\dot{y}) (\dot{z}, \dot{z} + d\dot{z})$



- Merkitään $\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$ koordinaatistossa tähtien nopeusvektorien päätepisteet näkyviin.
- Tällöin näiden pisteiden lukumäärä tilavuusalkiossa $d\dot{x} d\dot{y} d\dot{z}$ saadaan kaavasta: $\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) d\dot{x} d\dot{y} d\dot{z}$

- Pisteen $\dot{x}_0, \dot{y}_0, \dot{z}_0$ (=LSR) lähellä on pistetiheys suurimmillaan ja pienenee siitä kaikkiin suuntiin.
- Saman pistetiheyden pinnat: $\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = C = \text{vakio} \Rightarrow (\dot{x} - \dot{x}_0)^2 + (\dot{y} - \dot{y}_0)^2 + (\dot{z} - \dot{z}_0)^2 = \text{vakio}$
= pallopinta jonka keskipiste on $\dot{x}_0, \dot{y}_0, \dot{z}_0$ (=LSR)
- Nopeushajonta σ : sama jokaisen akselin suunnassa $\sigma^2 = \overline{u^2} = \overline{v^2} = \overline{w^2}$

b) Kahden tähtivirran hypoteesi ("two star streams")

Kapteyn tuli ominaisliikehavaintojen perusteella tulokseen, että tähtien pekuliaarinopeuksien jakautuma ei ole suunnasta riippumaton. Parempi yhteensopivuus havaintojen kanssa saadaan ns. kahden tähtivirran hypoteesissa (Kapteyn 1904), jossa oletetaan että

1) Auringon lähiympäristön tähdet ovat sekoitus kahdesta tähti"yhteisöstä"

2) Näiden tähti"yhteisöjen" tähdillä on erilaiset keskimääräiset nopeudet auringon suhteen (puhutaan kahdesta tähtivirrasta)

3) Yksittäisten tähtien liikkeitä voidaan kuvata kahdella Maxwellin jakautumalla asianomaisen keskiarvon suhteen

$$\phi(x,y,z) = \frac{\nu}{\sigma_1^3 (2\pi)^{3/2}} e^{-\frac{1}{2\sigma_1^2} [(\dot{x} - \dot{x}_{o1})^2 + (\dot{y} - \dot{y}_{o1})^2 + (\dot{z} - \dot{z}_{o1})^2]} + \frac{1-\nu}{\sigma_2^3 (2\pi)^{3/2}} e^{-\frac{1}{2\sigma_2^2} [(\dot{x} - \dot{x}_{o2})^2 + (\dot{y} - \dot{y}_{o2})^2 + (\dot{z} - \dot{z}_{o2})^2]}$$

jossa ν = virtaan I kuuluvien tähtien luku

$1-\nu$ = virtaan II " " "

$\dot{x}_{o1}, \dot{y}_{o1}, \dot{z}_{o1}$, virtaan I kuuluvien tähtien keskimääräinen liike auringon suhteen

$\dot{x}_{o2}, \dot{y}_{o2}, \dot{z}_{o2}$, virtaan II kuuluvien tähtien keskimääräinen liike auringon suhteen

σ_1, σ_2 tähtien nopeuksien hajonnat virroissa I ja II (yleensä ol. $\sigma_1 = \sigma_2$)

Saadaan pitkänomainen nopeusjakautuma (vrt. kuva), joka kvalitatiivisesti vastaa havaintoja.

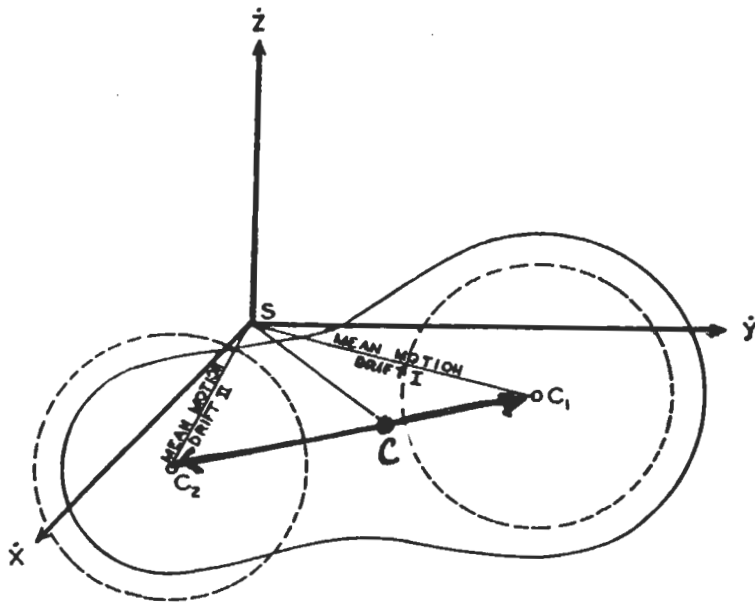


Figure 3.5 Velocity distribution according to two star stream hypothesis.

Viereisessä kuvassa havainnollistettu kahden tähtivirran hypoteesia. esitystapa sama kuin yhden tähtivirran kuvassa.

oletettu $\sigma_1 = \sigma_2$

$v = 0,6$ (virta I)

$1-v = 0,4$ (virta II)

Piste C = Local Standard of Rest

Sen suhteen virran I keskimääräinen nopeus = $\vec{C} \vec{C}_1$
 virran II = $\vec{C} \vec{C}_2$

ts. ne liikkuvat avaruudessa toistensa läpi vastakkaisiin suuntiin LSR:n suhteen levossa olevan havaitsijan koordinaatistossa.

Tämä suunta on nimeltään ns. vertex-suunta

Eddingtonin (1910) analyysin mukaan vertex-suunta:

$l = 19^{\circ}.6$ $b = -0^{\circ}.5$ ja tähtivirtojen suhteellinen nopeus = $C_1 C_2 = 39$ km/s

(vrt. Ellipsoidihypoteesin vertex-suuntaan ja σ_{π} nopeushajontaan)

Huom. Kahden tähtivirran hypoteesia käsitelty tässä sen historiallisen tärkeyden ja yleisen mielenkiinnon vuoksi. Se antaa varsin tyydyttävän esityksen havaitulle nopeusjakautumalle. Mutta oletus kahdesta toisensa läpi kulkevasta tähtivirrasta vailla fysikaalista pohjaa, koska oletettujen tähtivirtojen I ja II tähdillä ei ole iän, kemiallisen koostumuksen yms, suhteen havaittu mitään eroa.

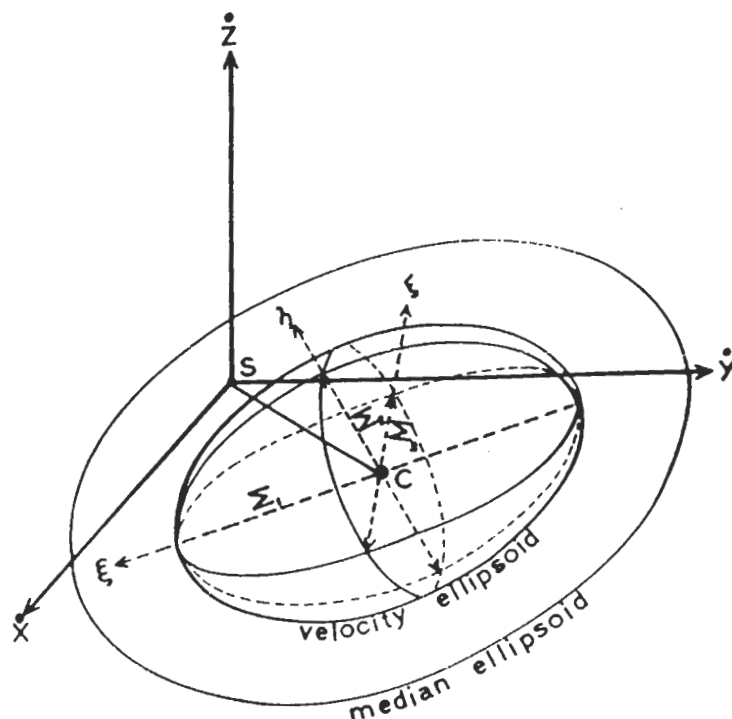
c) Ellipsoidihypoteesi

K. Schwarzschild (1907) osoitti että havaintojen mukainen pitkänomainen nopeusjakautuma saadaan myös olettamalla että nopeudet ovat ellipsoidisesti jakautuneet:

$$\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \sigma_1 \sigma_2 \sigma_3} e^{-\frac{1}{2} E(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})}$$

jossa $E(x, y, z) = \alpha u^2 + \beta v^2 + \gamma w^2 + \delta uv + \epsilon vw + \zeta uw$

Ellipsoidin yleinen yhtälö



nopeusellipsoidi

$$E(x, y, z) = 1$$

Tällä pinnalla pistetiheys

$$\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = \bar{e}^{-\frac{1}{2}} \phi(x_0, y_0, z_0)$$

ts. = 0.61x keskipisteen pistetiheys

Valitaan koordinaatisto ξ, η, ζ siten että

origo = ellipsin keskipiste

Koord.akseliin suunnat = ellipsoidin pääakselien suunnat

Silloin saadaan nopeusjakautuma muotoon:

$$\phi(\xi, \eta, \zeta) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \Sigma_1 \Sigma_2 \Sigma_3} e^{-\frac{1}{2} \left[\left(\frac{\xi}{\Sigma_1} \right)^2 + \left(\frac{\eta}{\Sigma_2} \right)^2 + \left(\frac{\zeta}{\Sigma_3} \right)^2 \right]}$$

Kirkkaiden tähtien avulla ($V < 6^m$) saatu seuraavat parametrit pääakseleille:

$$\Sigma_1 = 23.7 \text{ km/s} \quad l_1 = 13^\circ \quad b_1 = -2^\circ \quad = \text{vertex-suunta}$$

$$\Sigma_2 = 16.0 \text{ km/s} \quad l_2 = 103^\circ \quad b_2 = +4^\circ$$

$$\Sigma_3 = 14.6 \text{ km/s} \quad l_3 = 325^\circ \quad b_3 = +86^\circ$$

Nopeusellipsoidin keskipisteen paikka C: $\dot{x}_0, \dot{y}_0, \dot{z}_0$
 antaa auringon nopeuden

$$\begin{aligned} u_{\odot} &= -\dot{x}_0 \\ v_{\odot} &= -\dot{y}_0 \\ w_{\odot} &= -\dot{z}_0 \end{aligned}$$

Em. tähdistä saadaan tulos:

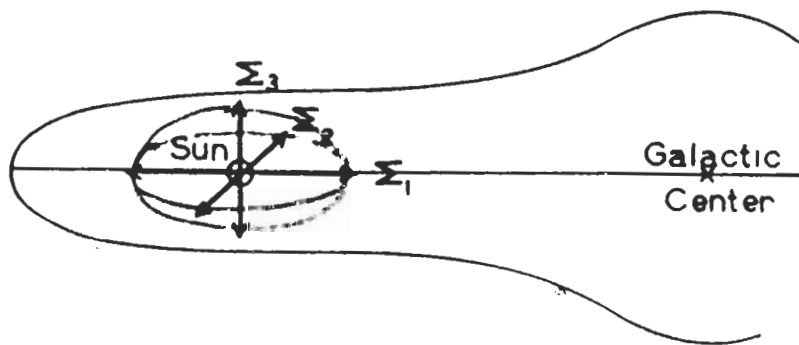
auringon liike

$$\left\{ \begin{array}{l} V_{\odot} = 19.5 \text{ km/s} \\ l_{\odot} = 56^{\circ} \\ b_{\odot} = 23^{\circ} \end{array} \right.$$

Huom. Myöskin ellipsoidinen nopeusjakautuma esittää todellista nopeusjakautumaa vain likimääräisesti. Erikoisesti suurten pekuliaarinopeuksien tapauksessa ($v \geq 60 \text{ km/s}$) se ei anna oikeata kuvaa.

Ellipsoidinen nopeusjakautuma välittömässä yhteydessä linnunradan dynamiikkaan. Ellipsoidin iso akseli Σ_1 osoittaa galaksin keskukseen (likimain), pienin akseli osoittaa yleensä galaksin napaan. Linnunradan rotaatioteoria on selvittänyt ellipsoidijakautuman fyysikaalisen merkityksen:

Tähtien rataelementtien pienet statistiset poikkeamat ympyräradasta galaksin tasossa => ellipsoidinen nopeusjakautuma, jossa akselien suunnat kuten havaittu.



Principal axes of velocity ellipsoid in relation to galaxy.

5.3 Auringon liike ja tähtien nopeusjakautuma avaruusnopeuksista

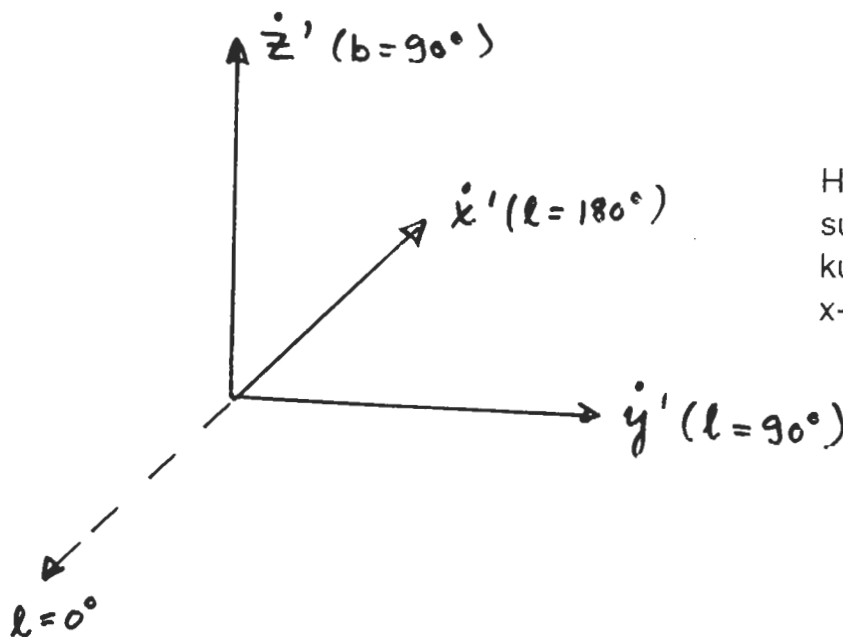
Kun avaruusnopeudet tunnetaan, ei tarvitse käyttää em. erilaisia hypoteeseja nopeusjakautumaa tutkittaessa vaan voidaan suoraan tutkia empiirisesti saatua nopeusjakautumaa.

Kohdan 2.2 c) kaavoja käyttäen:

$$\left. \begin{array}{l} v_r \\ \mu_\alpha \\ \mu_\delta \end{array} \right\} \Rightarrow \left\{ \begin{array}{l} \dot{x} \\ \dot{y} \\ \dot{z} \end{array} \right. \quad \begin{array}{l} \text{aurinkokeskiset nopeudet} \\ \text{suorakulm. ekvatoriaalisessa koord.} \end{array}$$

Koska nopeusjakautuma on yhteydessä Linnunradan dynamiikkaan, on parempi käyttää suorakulmaista nopeuskoordinaatistoa $\dot{x}', \dot{y}', \dot{z}'$, joka on orientoitu galaktisten koordinaattien mukaan:

$$\left\{ \begin{array}{l} \dot{x}' \\ \dot{y}' \\ \dot{z}' \end{array} \right. \quad \begin{array}{l} l = 180^\circ \\ l = 90^\circ \\ l = 0^\circ \end{array} \quad \begin{array}{l} b = 0^\circ \\ b = 0^\circ \\ b = 90^\circ \end{array}$$



Huom. \dot{x}' akselin suunta päinvastainen kuin xyz-koord. x-akseli!

Suorakulm. koord. kierto $\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}, \Rightarrow \dot{x}', \dot{y}', \dot{z}'$

Saadaan kaavat (johdetaan harj. tehtävänä!):

$$\left\{ \begin{array}{l} \dot{x}' = 0.06699 \dot{x} + 0.87275 \dot{y} + 0.48354 \dot{z} \\ \dot{y}' = 0.49273 \dot{x} - 0.45034 \dot{y} + 0.74459 \dot{z} \\ \dot{z}' = -0.86760 \dot{x} - 0.18838 \dot{y} + 0.46020 \dot{z} \end{array} \right.$$

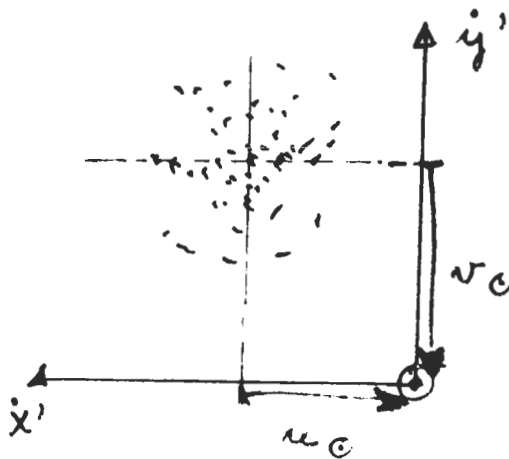
Lähempänä kuin 20 pc oleville tähdille ovat avaruusnopeudet tiedossa n. 1500:lle tähdelle. Gliese (Zeitschr. f. Astroph. 39, 1, 1956) on analysoinut 1022 tähden ($r < 20$ pc) nopeusjakautumaa spektriluokan funktiona.

Ensin lasketaan auringon nopeus näiden tähtien suhteen:

$$-u'_0 = \frac{1}{N} \sum \dot{x}'_i$$

$$-v'_0 = \frac{1}{N} \sum \dot{y}'_i$$

$$-w'_0 = \frac{1}{N} \sum \dot{z}'_i$$



$$\text{Tulos: } \begin{cases} u'_e = -3,6 \text{ km/s} \\ v'_e = +18,4 \text{ km/s} \\ w'_e = +6,8 \text{ km/s} \end{cases}$$

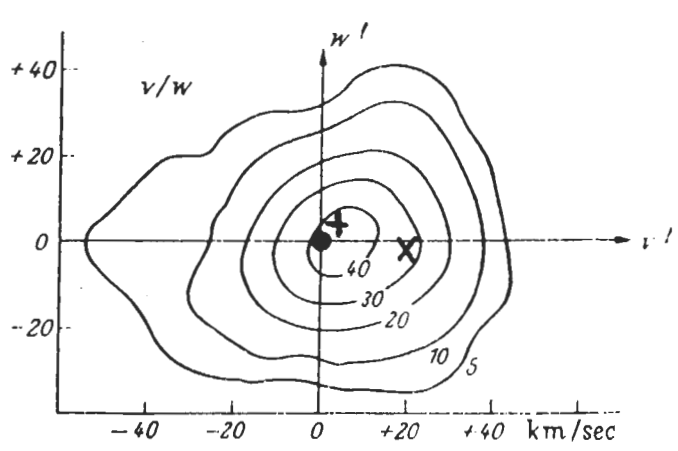
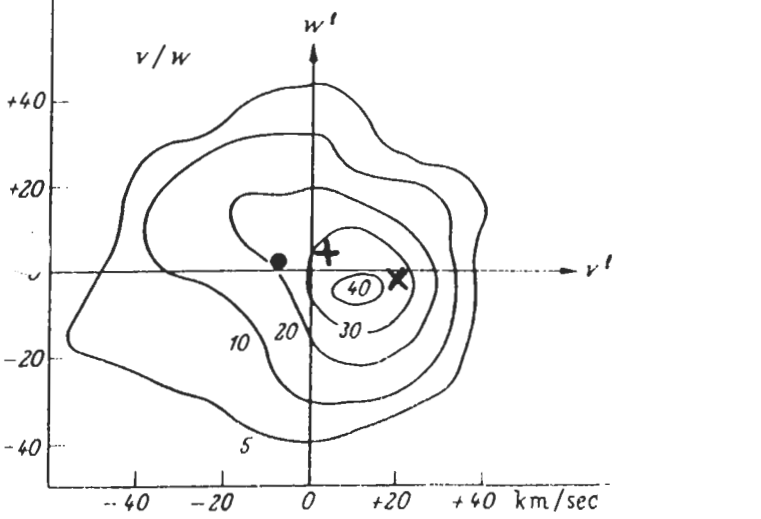
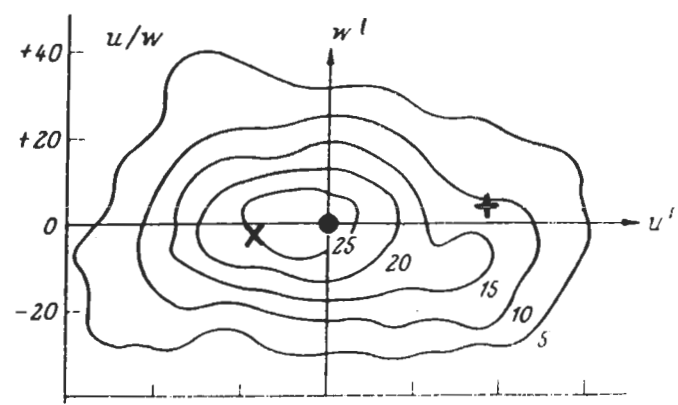
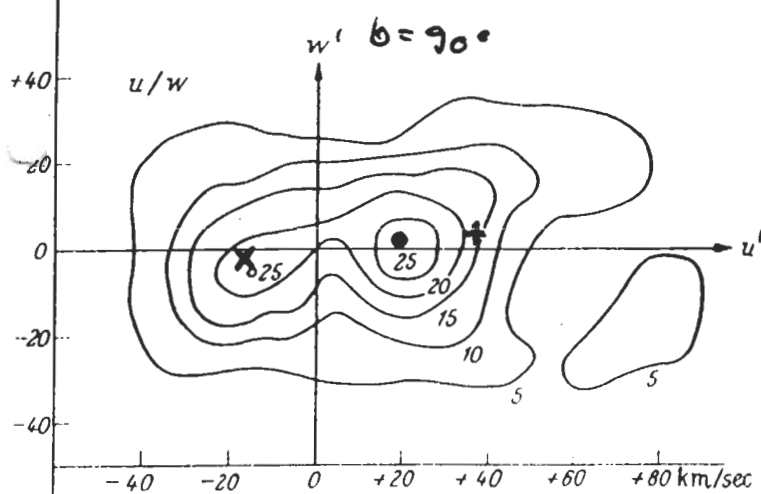
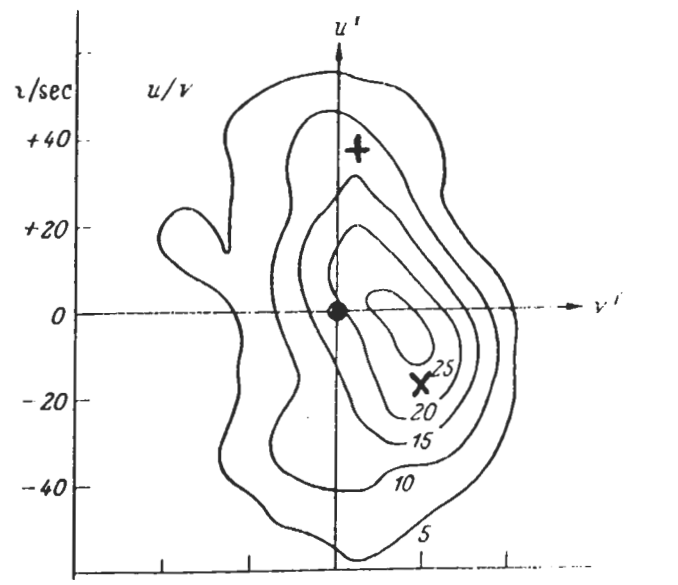
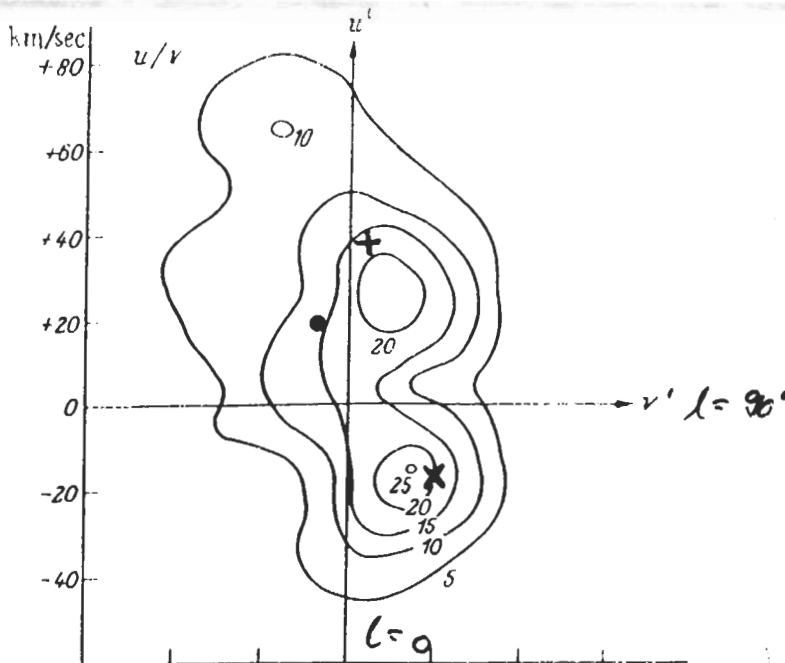
Käytetään sitten taas koordinaatteja u', v', w' joiden 0-piste on näin määritelty LSR. (Seuraavassa u, v, w akselien suunnat kuitenkin $= \dot{x}', \dot{y}', \dot{z}'$ akselien suunnat eikä $\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$ kuten 2.2:ssa)

Empiirisen nopeusjakautuman ominaisuuksia:

- Ellipsoidia muistuttava jakautuma, jossa kuitenkin paikallisia tihentymiä (vastaten liikkuvia tähtiryhmiä). Ellipsoidin isoakseli $\approx l = 0^\circ$ suunnassa (u -akseli). v ja w suunnissa akselit lyhyemmät ja suunnilleen yhtäpitkät

-Vertexin poikkeama: isoakseli poikkeaa suunnasta $l = 0^\circ$ positiiviseen suuntaan

-Asymmetria: suuret negatiiviset v :n arvot tavallisempia kuin positiiviset



97 G- tähteä

144 M-kääpiötä

●:llä merkitty: kyseisten tähtien ($r < 20$ pc) painopiste.
 M-kääpiöillä se yhtyy hyvin koordin. nollapisteeseen =
 kaikkien tähtien yhteinen painopiste.

+ Taurus - liikkuva ryhmä
 (=Hyadit)

× Ursa major- liikkuva ryhmä

u'	v'	w'
+37	+4	+4 km/s
-17	+20	-2 km/s

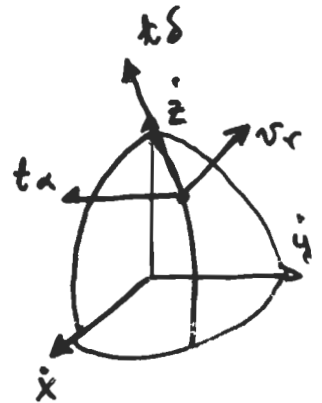
5.4 Auringon liike ja tähtien nopeusjakautuma säteisnopeuksista

Säteisnopeuksia tai ominaisliikkeitä käyttämällä voidaan tutkia kauempanakin olevien tähtien liikkeitä, joille ei tunneta parallakseja eikä siis avaruusnopeuksia.

a) Auringon liike

§:ssä 2.2 c johdettiin kaavat:

$$\begin{cases} \dot{x} = v_r \cos\alpha \cos\delta & - t_\alpha \sin\alpha & - t_\delta \cos\alpha \sin\delta \\ \dot{y} = v_r \sin\alpha \cos\delta & + t_\alpha \cos\alpha & - t_\delta \sin\alpha \sin\delta \\ \dot{z} = v_r & \sin\delta & + t_\delta \cos\delta \end{cases}$$



Tästä ratkaistaan v_r , t_α ja t_δ :

$$\begin{cases} v_r = \dot{x} \cos\alpha \cos\delta & + \dot{y} \sin\alpha \cos\delta & + \dot{z} \sin\delta \\ t_\alpha = -\dot{x} \sin\alpha & + \dot{y} \cos\alpha \\ t_\delta = -\dot{x} \cos\alpha \sin\delta & - \dot{y} \sin\alpha \sin\delta & + \dot{z} \cos\delta \end{cases}$$

$$\begin{cases} \dot{x} = u - u_\odot \\ \dot{y} = v - v_\odot \\ \dot{z} = w - w_\odot \end{cases} \quad u, v, w \text{ ja } u_\odot, v_\odot, w_\odot \text{ nopeuksia LSR:n suhteen}$$

Saadaan näillä merkinnöillä:

$$v_r = \underbrace{u \cos\alpha \cos\delta + v \sin\alpha \cos\delta + w \sin\delta}_{= v_{rp}} - u_\odot \cos\alpha \cos\delta - v_\odot \sin\alpha \cos\delta - w_\odot \sin\delta$$

$$v_r = v_{rp} - u_\odot \cos\alpha \cos\delta - v_\odot \sin\alpha \cos\delta - w_\odot \sin\delta$$

LSR:n määritelmän perusteella on keskiarvo

$$\overline{v_{rp}} = 0$$

Auringon nopeus saadaan nyt havaitsemalla v_r suurelle määrälle tähtiä eri puolilla taivasta.

Kullekin tähdelle i saadaan yhtälö:

$$\cos\alpha_i \cos\delta_i \cdot u_{\odot} + \sin\alpha_i \cos\delta_i \cdot v_{\odot} + \sin\delta_i \cdot w_{\odot} + v_{ri} = -v_{rpi} \quad (v_{ri} \text{ havaittu})$$

Tämä yhtälöryhmä ratkaistaan pienemmän neliösumman keinolla. Tällöin tuntemattomien u_{\odot} , v_{\odot} , w_{\odot} arvot tulevat määräytyiksi siten että satunnaisten "virheiden" (tässä pekuliaarinopeuksien v_{rp}) neliösumma on pienin mahdollinen:

$$\sum_{i=1}^N v_{rpi}^2 = \text{minimi}$$

Pienimmän neliösumman keino:

Tarkastellaan yhtälöryhmää

$$a_i x + b_i y + c_i z + l_i = v_i \quad \text{ehto yhtälöt}$$

$$\sum v_i^2 = \sum (a_i x + b_i y + c_i z + l_i)^2$$

Välttämätön ehto minimille on, että

$$\frac{\partial \sum v_i^2}{\partial x} = 0 \quad ; \quad \frac{\partial \sum v_i^2}{\partial y} = 0 \quad ; \quad \frac{\partial \sum v_i^2}{\partial z} = 0$$

$$\frac{\partial \sum v_i^2}{\partial x} = \sum 2 a_i (a_i x + b_i y + c_i z + l_i) = 0$$

$$= \sum 2 a_i (a_i x + b_i y + c_i z + l_i) = 0$$

ja vastaavasti

$$[aa]x + [ab]y + [ac]z + [al] = 0$$

$$[ab]x + [bb]y + [bc]z + [bl] = 0$$

$$[ac]x + [bc]y + [cc]z + [cl] = 0$$

Nämä ovat ns. normaaliyhtälöt

Niissä käytetty merkintöjä

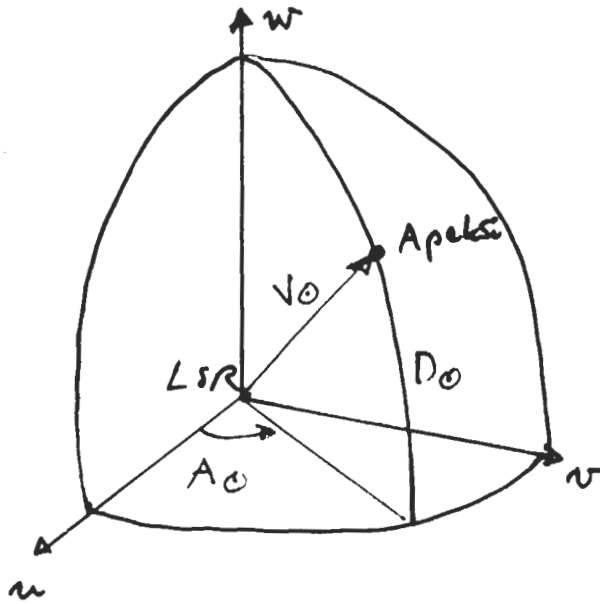
$$\sum a_i^2 = [aa]$$

$$\sum a_i b_i = [ab] \text{ jne } \dots$$

Normaaliyhtälöissä nyt 3 yhtälöä ja kolme tuntematonta

=> saadaan ratkaisu x , y , z

Kun on ratkaistu pienimmän neliösumman keinolla $u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}$ voidaan laskea $V_{\odot}, A_{\odot}, D_{\odot}$ kaavoista



$$\begin{cases} u_{\odot} = V_{\odot} \cos A_{\odot} \cos D_{\odot} \\ v_{\odot} = V_{\odot} \sin A_{\odot} \cos D_{\odot} \\ w_{\odot} = V_{\odot} \sin D_{\odot} \end{cases}$$

$$\begin{cases} V_{\odot}^2 = u_{\odot}^2 + v_{\odot}^2 + w_{\odot}^2 \\ \tan A_{\odot} = v_{\odot} / u_{\odot} \\ \sin D_{\odot} = w_{\odot} / \sqrt{u_{\odot}^2 + v_{\odot}^2 + w_{\odot}^2} \end{cases}$$

b) Nopeusellipsoidi

Oletetaan, että

1^o tähtien avaruusnopeudet jakaantuneet ellipsoidisesti ja 2^o jakauma sama eri suunnissa ja eri etäisyyksillä niin pitkälle kuin havainnot yltyvät (siis muutama 100 pc).

Nopeusjakautuma:
$$\Phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \sigma_1 \sigma_2 \sigma_3} e^{-\frac{1}{2} E(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})}$$

$E(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})$ ellipsoidi

Halutaan saada lauseke tähtien radiaalinopeuksien jakautumalle suunnassa α, δ . Sitä varten johdetaan ensin 3 muuttujan $v_r, t_{\alpha}, t_{\delta}$ jakautuma

$$\Psi(v_r, t_{\alpha}, t_{\delta}) = \Phi(\dot{x}(v_r, t_{\alpha}, t_{\delta}), \dot{y}(v_r, t_{\alpha}, t_{\delta}), \dot{z}(v_r, t_{\alpha}, t_{\delta})) \cdot \left| \frac{\gamma(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})}{J(v_r, t_{\alpha}, t_{\delta})} \right|$$

Tässä esiintyy ns Jacobin funktionaalideterminantti:

$$J \frac{(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})}{(v_r, t_\alpha, t_\delta)} = \begin{vmatrix} \frac{\partial \dot{x}}{\partial v_r} & \frac{\partial \dot{y}}{\partial v_r} & \frac{\partial \dot{z}}{\partial v_r} \\ \frac{\partial \dot{x}}{\partial t_\alpha} & \frac{\partial \dot{y}}{\partial t_\alpha} & \frac{\partial \dot{z}}{\partial t_\alpha} \\ \frac{\partial \dot{x}}{\partial t_\delta} & \frac{\partial \dot{y}}{\partial t_\delta} & \frac{\partial \dot{z}}{\partial t_\delta} \end{vmatrix}$$

jonka arvo k.o. muunnoksessa (koordinaatiston kierto) on yksinkertaisesti = 1

Myös $\Psi(v_r, t_\alpha, t_\delta)$ on ellipsoidinen jakautuma.

Radiaalinopeuksien jakautuma saadaan nyt :

$$\Psi_r(v_r) = \iint_{-\infty}^{\infty} \Psi(v_r, t_\alpha, t_\delta) dt_\alpha dt_\delta$$

Koska kyseessä on ellipsoidisen (jokaisen akselin suunnassa gaussisen) jakautuman projektiio, on tämä jakautuma myös gaussinen:

$$\Psi_r(v_r) = \frac{1}{\sqrt{2\pi} \sigma_r(\alpha, \delta)} e^{-\frac{1}{2\sigma_r^2(\alpha, \delta)} [v_r - v_{r0}(\alpha, \delta)]^2}$$

jossa $v_{r0}(\alpha, \delta) = u_\odot \cos\alpha \cos\delta + v_\odot \sin\alpha \cos\delta + w_\odot \sin\delta$

$$\sigma_r^2 = \overline{(v_r - v_{r0})^2} = \overline{[(u - u_\odot) \cos\alpha \cos\delta + (v - v_\odot) \sin\alpha \cos\delta + (w - w_\odot) \sin\delta]^2}$$

$$= \cos^2\alpha \cos^2\delta \overline{(u - u_\odot)^2} + \sin^2\alpha \cos^2\delta \overline{(v - v_\odot)^2} + \sin^2\delta \overline{(w - w_\odot)^2}$$

$$+ \sin\alpha \cos\alpha \cos^2\delta \overline{(u - u_\odot)(v - v_\odot)} + \cos\alpha \sin\delta \cos\delta \overline{(u - u_\odot)(w - w_\odot)}$$

$$+ \sin\alpha \sin\delta \cos\delta \overline{(v - v_\odot)(w - w_\odot)}$$

Mikäli lähtökohtana on ellipsoidijakautuman esitys pääakselikoordinaatistossa ξ, η, ζ , jossa:

$$\phi(\xi, \eta, \zeta) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \Sigma_1 \Sigma_2 \Sigma_3} e^{-\frac{1}{2} \left[\left(\frac{\xi}{\Sigma_1} \right)^2 + \left(\frac{\eta}{\Sigma_2} \right)^2 + \left(\frac{\zeta}{\Sigma_3} \right)^2 \right]}$$

saadaan vastaavat kaavat, mutta nyt hajonnan lausekkeessa sekatermit = 0:

$$\overline{\xi\eta} = 0; \quad \overline{\xi\zeta} = 0; \quad \overline{\eta\zeta} = 0,$$

koska jakautuma on symmetrinen pääakselien suhteen.

Saadaan siis:

$$\sigma_r^2 = \gamma_{\xi r}^2 \Sigma_1^2 + \gamma_{\eta r}^2 \Sigma_2^2 + \gamma_{\zeta r}^2 \Sigma_3^2$$

Tässä suuntakosinit

$$\gamma_{\xi r} = \cos(\vec{\zeta}, \vec{r}) \text{ jne.}$$

Nähdään nyt kuinka hajonta σ_r vaihtelee havaintosuunnan α, δ mukana. Koska $\Sigma_1 > \Sigma_2 \geq \Sigma_3$ saadaan suurin hajonta kun havainnot nopeusellipsoidin isoakselin suunnassa ja pienin hajonta Galaksin navan suunnassa (vrt. kuva sivulla 73)

c) K-termi tähtien radiaalinopeuksissa

ks. myös Ap.J 214, 759

Kapteyn ja Frost (1910) sekä myöhemmin Campbell huomasivat, että havaittuja radiaalinopeuksia esitti paremmin yhtälö

$$v_r = K + v_{\text{rp}} - u_{\odot} \cos\alpha \cos\delta - v_{\odot} \sin\alpha \cos\delta - w_{\odot} \sin\delta$$

jossa siis esiintyy suunnasta riippumaton vakiotermi K.

Jos tarkastellaan tähtien keskimääräistä radiaalinopeutta kahdessa vastakkaisilla puolilla taivasta olevassa alueessa, niin ilman K-termiä on :

$$(\bar{v}_r)_{-\alpha, -\delta} = -(\bar{v}_r)_{\alpha, \delta}$$

Mutta K-termi aiheuttaa että näin ei ole. Tärkeä havainto oli, että K-termi riippuu spektriluokasta:

Spektri	K(km/s)
B0	+5.1
A0	+1.4
F0	+0.3
G0	0.0
K0	0.0
M0	0.0

Allen: Astrophys. Quant. (1973)

Kyseessä on siis systemaattinen punasiirtymä-effekti tähtien spektrivivoissa. Ainoastaan B spektriluokan tähdille se on selvästi olemassa. Näillekään se ei esiinny kaukaisemmissa kohteissa (A. Ali M.N.R.A.S. 101, 324, 1941)

K-termi O.B tähdille:

m	m	K	number of stars
<5.5	3.98	+4.3 km/s	78
>5.5	6.60	+0.1	139

<= ks. taulukko

Todennäköinen selitys: Paikallinen häiriö O ja B tähtien avaruusjakautumassa. (Pieni osa K- efektistä johtunee gravitaatiopunasiirtymästä:

$$v_{\text{grav}} = 0.634(M/M_{\odot})/(R/R_{\odot}) = 0.634 \cdot 18/7.4 = 1.5 \text{ km/s (BO V)}$$

5.5 Auringon liike ja tähtien nopeusjakautuma ominaisliikkeistä

Ominaisliikkeet on verrattain helppo saada suurelle määrälle tähtiä. Siksi monille tähdille tunnetaan pelkästään ominaisliike, mutta ei säteisnopeutta eikä etäisyyttä.

a) Auringon liike ominaisliikkeistä (suunta ja suuruus)

sivulla 82 saatiin yhtälöt:

$$\begin{cases} t_{\delta} = \kappa r \mu_{\delta}'' = -\dot{x} \sin \delta \cos \alpha - \dot{y} \sin \delta \sin \alpha + \dot{z} \cos \delta \\ t_{\alpha} = \kappa r \mu_{\alpha}'' = -\dot{x} \cdot \sin \alpha + \dot{y} \cdot \cos \alpha \end{cases}$$

$$\begin{cases} \dot{x} = u - u_{\odot} \\ \dot{y} = v - v_{\odot} \\ \dot{z} = w - w_{\odot} \end{cases}$$

$$t_{\delta} = \kappa r \mu_{\delta}'' = u_{\odot} \sin \delta \cos \alpha + v_{\odot} \sin \delta \sin \alpha - w_{\odot} \cos \delta - u \sin \delta \cos \alpha - v \sin \delta \sin \alpha + w \cos \delta,$$

$\mu_{\delta p}'' =$ tähden omin. liikkeen pekul. komponentti

$$\begin{cases} \mu_{\delta}'' = \frac{\pi}{\kappa} u_{\odot} \cos \alpha \sin \delta + \frac{\pi}{\kappa} v_{\odot} \sin \alpha \sin \delta - \frac{\pi}{\kappa} w_{\odot} \cos \delta + \mu_{\delta p}'' \\ \mu_{\alpha}'' = -\frac{\pi}{\kappa} u_{\odot} \sin \alpha + \frac{\pi}{\kappa} v_{\odot} \cos \alpha + \mu_{\alpha p}'' \end{cases}$$

Tarkastellaan pientä aluetta taivaalla, jossa on havaittu paljon ominaisliikkeitä. α, δ kaikille tähdille sama.

Otetaan keskiarvo ominaisliikkeen komponenteista:

$$\begin{aligned} \kappa \overline{\mu_{\delta}''} &= \overline{\pi} u_{\odot} \cos \alpha \sin \delta + \overline{\pi} v_{\odot} \sin \alpha \sin \delta - \overline{\pi} w_{\odot} \cos \delta + \overline{\mu_{\delta p}''} \\ \kappa \overline{\mu_{\alpha}''} &= -\overline{\pi} u_{\odot} \sin \alpha + \overline{\pi} v_{\odot} \cos \alpha + \overline{\mu_{\alpha p}''} \\ &= 0 \end{aligned}$$

Havaitaan nyt useita alueita eri suunnissa taivaalla ja otetaan kussakin keskiarvot $\mu_{\delta}, \mu_{\alpha}$. Jos alueet valittu samalta galaktiselta leveydeltä, ja kussakin alueessa tähtien jakautuma näennäisten suuruusluokkien ja spektriluokkien suhteen sama, niin voidaan olettaa, että tarkasteltujen tähtien keskimääräiset parallaksit $\overline{\pi}$ kaikissa alueissa samat.

Nyt voidaan em. yhtälöistä ratkaista pienimmän neliösumman keinolla

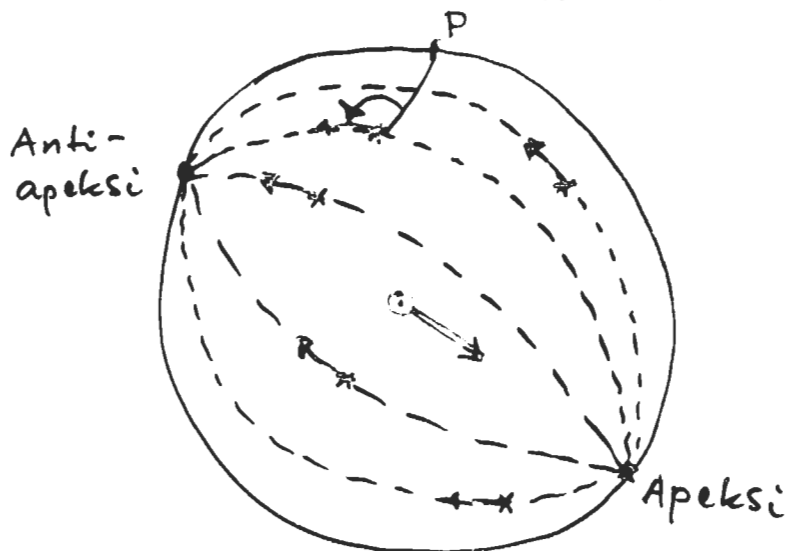
$\bar{\pi} u_{\odot}$, $\bar{\pi} v_{\odot}$ ja $\bar{\pi} w_{\odot}$, joista saadaan:

$$\left\{ \begin{array}{l} \operatorname{tg} A_{\odot} = \frac{\bar{\pi} v_{\odot}}{\bar{\pi} u_{\odot}} \\ \sin D_{\odot} = \frac{\bar{\pi} w_{\odot}}{\sqrt{(\bar{\pi} u_{\odot})^2 + (\bar{\pi} v_{\odot})^2 + (\bar{\pi} w_{\odot})^2}} \\ \bar{\pi} V_{\odot} = \sqrt{(\bar{\pi} u_{\odot})^2 + (\bar{\pi} v_{\odot})^2 + (\bar{\pi} w_{\odot})^2} \end{array} \right.$$

Nähdään, että Auringon avaruusnopeutta V_{\odot} ei saada selville, koska tarkasteltujen tähtien keskimääräistä parallaksia $\bar{\pi}$ ei yleensä tunneta. E.m. menetelmää käytti ensinmäisenä G.B. Airy (1859).

b) Menetelmä, joka perustuu pelkästään ominaisliikkeiden suuntakulmiin

Ominaisliikkeen suuntakulma = tangentialinopeuden suuntakulma (eikä riipu siis tähden etäisyydestä)



Piirretään kunkin tähden kautta isoympyrä tähden ominaisliikkeen suunnassa. Nämä isoympyrät leikkaavat (tai tulevat melko lähemmäksi) kahdessa pisteessä: Apeksissa ja Antiapeksissa

Tähtien pekuliaaristen liikkeiden eliminoimiseksi, on tässäkin parempi tarkastella keskimääräisiä ominaisliikkeitä pienissä alueissa eri puolilla taivasta.

Tätä menetelmää sovelsi Herschel(1783) määräten 12 tähden avulla ensimmäistä kertaa Auringon liikkeen apeksin.

Argelander määräsi auringon liikkeen apeksin v. 1837 käyttäen Turussa tekemiään havaintoja 390 tähdestä (Catalogus Aboensis) joilla on suuri ominaisliike.

Über die eigene Bewegung des Sonnensystemes

c) *Tähtien nopeusjakautuma ominaisliikkeistä

Tarkastellaan tangentialinopeuksien jakautumaa pienessä alueessa taivalla:

$$\Psi_{\alpha\delta}(t_\alpha, t_\delta) = \int_{-\infty}^{\infty} \Psi(v_r, t_\alpha, t_\delta) dv_r$$

jossa $\Psi(v_r, t_\alpha, t_\delta)$ saatu $\phi(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})$.stä kuten edellisessä kohdassa 4.3 selostettiin.

$$\Psi_{\alpha\delta}(t_\alpha, t_\delta) = \frac{1}{2\pi\sqrt{1-\rho^2} \sigma_\alpha \sigma_\delta} \times \exp\left\{ \frac{1}{2(1-\rho^2)} \left[\left(\frac{t_\alpha - t_{\alpha 0}}{\sigma_\alpha} \right)^2 - 2\rho \frac{(t_\alpha - t_{\alpha 0})(t_\delta - t_{\delta 0})}{\sigma_\alpha \sigma_\delta} + \left(\frac{t_\delta - t_{\delta 0}}{\sigma_\delta} \right)^2 \right] \right\}$$

tämä on kahden muuttujan standardimuotoinen normaalijakautuma, jossa

$$\sigma_\alpha^2 = \overline{(t_\alpha - t_{\alpha 0})^2}; \quad \sigma_\delta^2 = \overline{(t_\delta - t_{\delta 0})^2}$$

$$\rho \sigma_\alpha \sigma_\delta = \overline{(t_\alpha - t_{\alpha 0})(t_\delta - t_{\delta 0})}$$

ρ = korrelaatiokerroin

Koska $\mu_\alpha'' = t_\alpha \frac{\pi}{\kappa}$ $\mu_\delta'' = t_\delta \frac{\pi}{\kappa}$

niin ominaisliikkeiden jakautuma, kun π = vakio, on samaa muotoa kuin

$$\Psi_{\alpha\delta}(t_\alpha, t_\delta) .$$

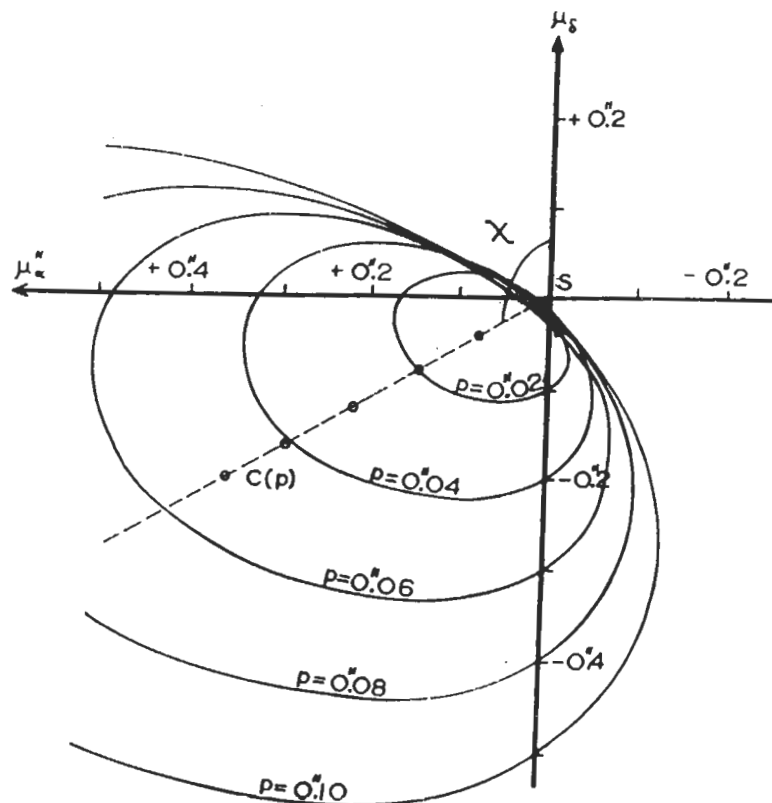


Figure 3.12b Distribution of proper motions in area at $\alpha = 0^\circ$, $\delta = 0^\circ$ according to ellipsoidal hypothesis.

Antiapelasi

Kuva. Ominaisliikkeiden jakautumaa esittävät saman pistetiheyden käyrät μ_α , μ_δ tasossa. Oletettu, että avaruusnopeudet ovat ellipsoidisesti jakaantuneet.

Jos myös tarkasteltavien tähtien parallaksien jakautuma tunnetaan, voidaan kuvassa näkyvät elliptiset jakautumat yhteenlaskemalla saada ominaisliikkeiden jakautuma $\Gamma(\mu_\alpha, \mu_\delta)$.

Käänteinen tehtävä: havaituista ominaisliikkeiden jakautumista johdettava ellipsoidisen nopeusjakautuman parametrit. Havaitaan useita alueita eri puolilla taivasta. Nopeusjakautuman hajontoja $\Sigma_1, \Sigma_2, \Sigma_3$ ei nyt saada km/s vaan jälleen kertoimella $= \frac{1}{\kappa} \sqrt{\pi^2}$ varustettuna.

Voidaan myös tarkastella pelkästään **ominaisliikkeiden suuntakulmien** jakautumaa. Myös sen perusteella saadaan nopeusellipsoidin suhteelliset akselien pituudet $\Sigma_1, \Sigma_2, \Sigma_3$ ja suunnat.

5.6 Tuloksia eri spektriluokille

Eri spektriluokille saatuja tuloksia on esitetty seuraavalla sivulla olevassa taulukossa.

Siinä on käytetty Auringon nopeudelle koordinaatteja Π_0 , θ_0 ja Z_0 , jotka vastaavat kohdassa 4.3 käytettyjä u_{\odot}' , v_{\odot}' , w_{\odot}' ts. ovat galaktisten koordinaattien mukaan orientoituja suorakulmaisia koordinaatteja. Taulukossa on myös annettu nopeusjakaumat näiden akselien suunnissa, vastaten meidän käyttämiämme merkintöjä σ_u , σ_v , σ_w .

Taulukosta nähdään, että tavallisille tähdille Π_0 ja Z_0 ovat melkein riippumattomia spektriluokasta kun taas θ_0 vaihtelee +8 km/s ja +22 km/s välillä.

a) Standard Solar Motion

Tämä on määritelty säteisnopeus- ja ominaisliikeluetteloissa esiintyvien tähtien antamana auringon nopeutena (enimmäkseen A-G V,II,I spektriluokan tähtiä). Tulos on

$$\Pi_{\odot} = u_{\odot}' = -10.4 \text{ km/s (} l = 180, b = 0 \text{)}$$

$$\theta_{\odot} = v_{\odot}' = 14.8 \text{ km/s (} l = 90, b = 0 \text{)}$$

$$Z_{\odot} = w_{\odot}' = 7.3 \text{ km/s (} b = 90 \text{)}$$

joista saadaan: $V_{\odot} = 19.5 \text{ km/s}$, $l_{\odot} = 56^{\circ}$, $b_{\odot} = 23^{\circ}$,
 $\alpha = 270.^{\circ}17 = 18^{\text{h}} 0.7^{\text{m}}$, $\delta = 29.^{\circ}94$ (1950.0)

-92a- Stars & Stellar Systems V
Galactic Structure.

Ed. A. Blaauw and
M. Schmidt, pp. 61-84

J. Dehaye: Solar Motion
and Velocity distribution
of Common stars

TYPE	WEIGHT	SOLAR MOTION (km/sec)				VELOCITY DISPERSIONS (km/sec)			
		Π_0	θ_0	Z_0	Ref.	disp Π	disp θ	disp Z	Ref.
cO-cB5	0.7	- 9.0	+13.4	+ 3.7	1	12	11	9	1
cF-cM	1.7	- 7.9	+11.7	+ 6.5	1	13	9	7	1
gA	0.4	-13.4	+11.6	+10.3	1	22	13	9	1
gF	0.7	-19.7	+18.5	+ 9.5	1	28	15	9	1
gG	1.2	- 7.2	+11.1	+ 6.9	1	26	18	15	1
gK0	1.0	-10.6	+18.6	+ 6.5	1	31	21	16	1
gK3	1.2	- 9.0	+17.6	+ 6.4	1	31	21	17	1
gM	1.0	- 4.5	+18.3	+ 6.2	1	31	23	16	1
Carbon stars	0.3	-10.7	+31.8	+ 3.5	2	48	23	16	3
Subgiants	0.4	- 8.0	+28.0	+ 8.0	4	43	27	24	1
BO	6	- 9.6	+14.5	+ 6.7	5	10	9	6	5
dA0	2.7	- 7.3	+13.7	+ 7.2	6	15	9	9	6
dA5	1.0	- 8.5	+ 7.8	+ 7.4	7	20	9	9	7
dE5	0.6	-10.1	+12.3	+ 6.2	7	27	17	17	7
dG0	0.4	-14.5	+21.1	+ 6.4	7	26	18	20	7
dG5	0.5	- 8.1	+22.1	+ 4.3	7	32	17	15	7
dK0	0.7	-10.8	+14.9	+ 7.4	7	28	16	11	7
dK5	0.5	- 9.5	+22.4	+ 5.8	7	35	20	16	7
dM0	0.4	- 6.1	+14.6	+ 6.9	7	32	21	19	7
dM5	0.3	- 9.8	+19.3	+ 8.6	7	31	23	16	7
White dwarfs	0.2	- 6	+37	+ 8	8	50	33	25	8
Planetary nebulae	0.5	- 8	+29	+ 8	9	45	35	20	9
Classical cepheids	2.0	- 8.6	+12.0	+ 7.6	10	13	9	5	11
Interstellar Ca II	1.5	-11.4	+14.4	+ 8.2	12		6		12

- References: (1) Parenago (1951) (7) Weblau (1957)
 (2) Vandervort (1958) (8) Pavlovskaya (1956)
 (3) McLeod (1947) (9) Wirtz (1922)
 (4) Eggen (1960a) (10) Stibbs (1956)
 (5) Filin (1957) (11) Parenago (1947)
 (6) MacRae and Nevin (1948) (12) Blaauw (1952)

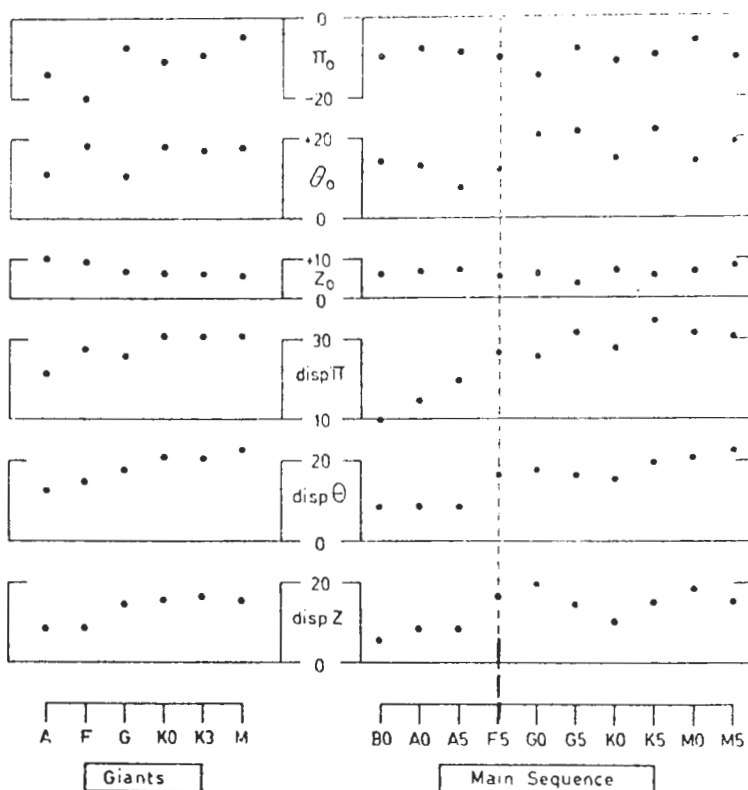
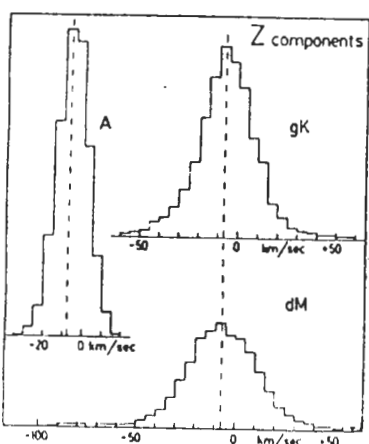
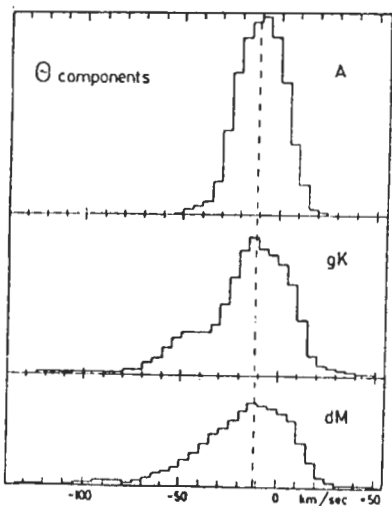
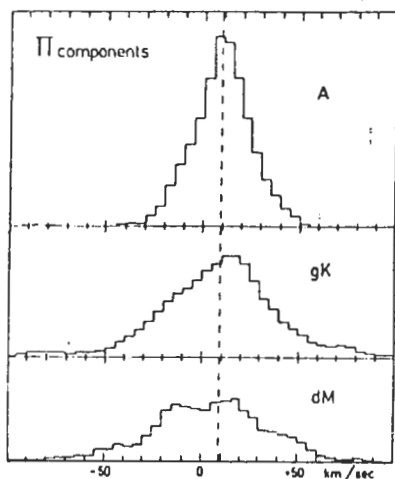


FIG. 4.—Solar-motion components and dispersions of the three velocity components for the main-sequence and giant-spectral types.

FIG. 2.—Distribution of velocity components with respect to the sun for the directions Π , θ , Z . Data for A and gK stars are from Vyssotsky and Janssen (1951), and for dM stars from Dyer (1956). The dashed lines indicate the velocity components of the local standard of rest.

b) Basic Solar Motion

Tämä on määritelty nopeutena yleisimpien tähtien suhteen auringon lähiympäristössä.

Tällaisia tähtiä ovat A, gK ja dM tähdet:

	u_{\odot}'	v_{\odot}'	w_{\odot}'
A	-9,4	+9,9	+5,6
gK	-9,3	+10,7	+6,7
dM	-8	+10	+6

Näistä keskiarvona:

$$u_{\odot}' = -9 \text{ km/s}$$

$$v_{\odot}' = 11 \text{ km/s}$$

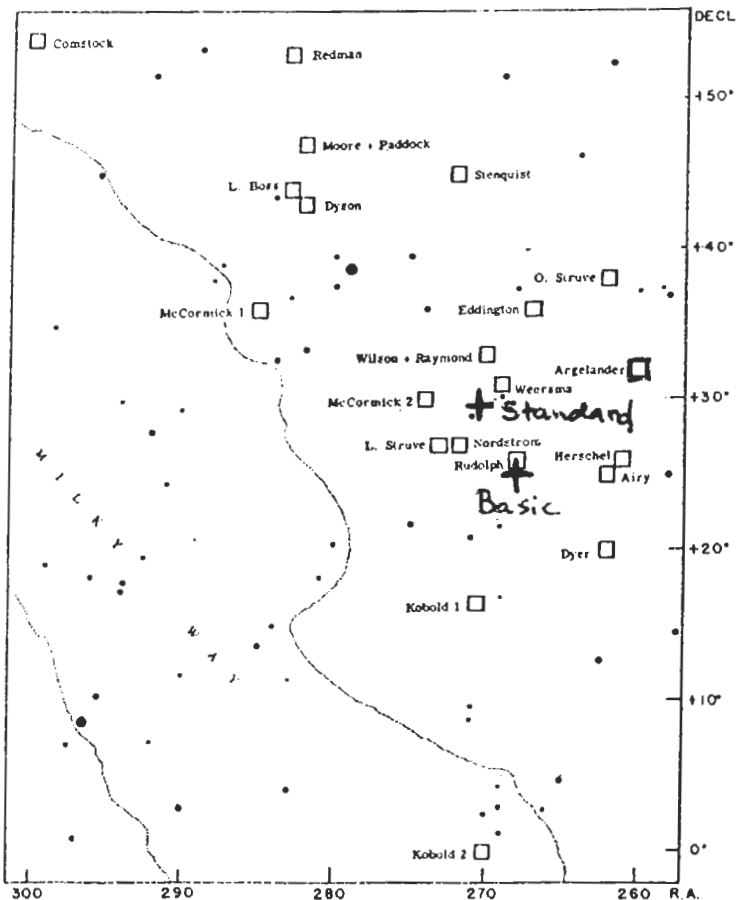
$$w_{\odot}' = 6 \text{ km/s}$$

josta

$$V_{\odot} = 15.4 \text{ km/s}$$

$$l_{\odot} = 51^{\circ} \quad \alpha = 268.^{\circ}39$$

$$b_{\odot} = 23^{\circ} \quad \delta = 25.^{\circ}62$$

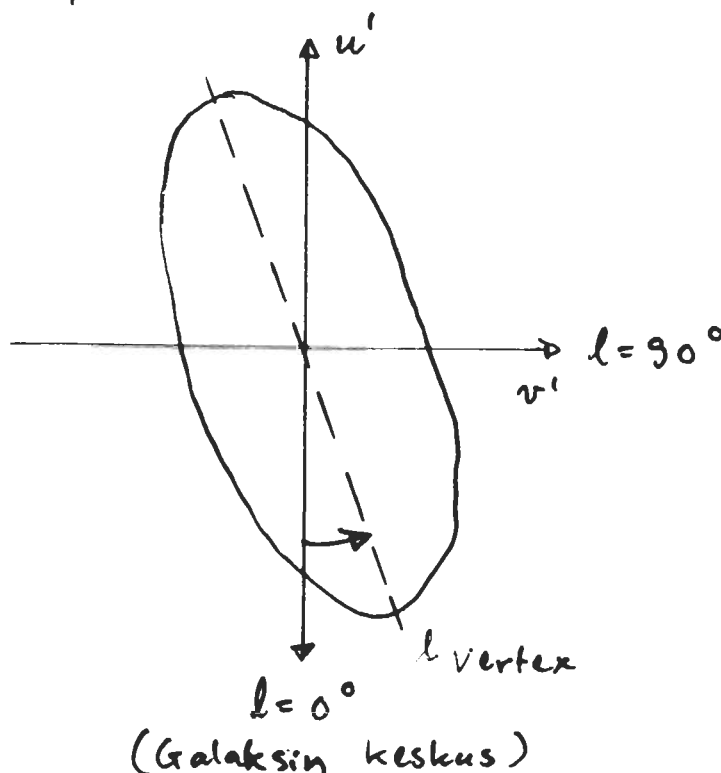


Auringon liikkeen
apeksi eri tutki-
joiden mukaan
(1783 - 1956)
Kuvaan lisätty
Standard Solar Motion
ja Basic Solar Motion

(Nähdään että
Herschel ja
Argelander
sijoittuvat aika
lähelle näitä.)

FIG. 1.—The position on the sky of the apex of the sun's motion as determined by various investigations from 1783 to 1956.

Nopeusellipsoidi:



Havainnoista saatu nopeusellipsoidin isoakselin suunta ei yleensä yhdy suuntaan $l = 0$.

Aksiaalisymmetrisessä tähtijärjestelmässä vertexin suunta olisi $l = 0$.

Voidaan siis päätellä, että vertexin poikkeama on todennäköisesti yhteydessä linunradan spiraalihaaroihin, joissa tähdet syntyvät.

Vertex Deviation of the Velocity Ellipsoid

Stellar type	l^{II} (vertex)	Stellar type	l^{II} (vertex)
Supergiants		Main sequence	
O-B5	36°	O-B	-42°
F-M	18°	A0	23°
Giants		A5	30°
A	27°	F0	19°
F	14°	F5	7°
G	11°	G0	10°
K	8°	G5	11°
M	-8°	K	8°
		M	7°

Source: Adapted from J. Delhaye, in A. Blaauw and M. Schmidt (eds.), *Galactic Structure*, Chicago: University of Chicago Press, 1965, p. 64, by permission.

Vertexin poikkeama suurin varhaisen spektriluokan tähdille ja ≈ 0 myöhäisimmille spektriluokille (K ja M)

d) Kinemaattiset ryhmät

- 1) Pääsarjan tähdille kasvaa v_{\odot}' (Θ_{\odot}) äkkiä kun mennään F5:ttä myöhempisiin spektriluokkiin. Myöskin nopeushajonnat kasvavat samassa kohdassa. Sama ilmiö, joskin heikompana, näyttää esiintyvän myös jättiläishaarassa. (Katso kuvaa s. 92 a)

Tämä ns. Paragon epäjatkuvuus voidaan tulkita seuraavasti:

F5 :ttä varhaisemman spektriluokan tähdet kuuluvat kaikki populaatioon I ja ovat nuoria tähtiä (nuorempia kuin linnunratajärjestelmä)

F5:ttä myöhemmät ovat sekoitus populaatio I ja populaatio II:sta.

Vanhemmilla populaatio II tähdillä on suurempi nopeushajonta, johtuen tähtien kohtauksista massiivisten interstellaaristen pilvien kanssa, jotka muuttavat (gravitaationsa avulla) niiden liikesuuntaa ja nopeutta. Luultavasti myös tähtien alkuperäinen nopeushajonta niiden syntyessä oli aikaisemmin suurempi (suurempi turbulenssi).

- 2) F, G ja K tähdillä voidaan erottaa ns.

Strong line stars ja ns.

(voimakkaat metalliviivat)

Weak line stars.

(heikot metalliviivat)

N. Roman (1952) osoitti, että nämä poikkeavat toisistaan myös kinemaattisilta ominaisuuksiltaan. Katso taulukko seuraavalla sivulla. Tämä ero tulkitaan jälleen siten, että

Weak line stars ovat populaatiota II

Strong line stars ovat populaatiota I

KINEMATIC PROPERTIES OF GROUPS DISCRIMINATED
SPECTROSCOPICALLY, ACCORDING TO ROMAN (1952)

Type	Group	Number	Prototype	Mean Speed Corrected for Solar Motion	Standard Deviation from Mean Speed
F5-G5 (excluding G2- G3, III-IV).....	{ Strong line	70	β Vir	28.4 ± 1.7 (p.e.)	14.5
	{ Weak line	61	ι Psc	42.7 ± 2.8	22.2
G5-K1; II, III, IV...	{ Strong line	91	HR 4126	24.7 ± 1.3	12.6
	{ Weak line	113	2 Dra	40.9 ± 2.3	24.1
	{ "4150"	25	HR 645	42.1 ± 8.3	41.6
	{ Weak CN	12	φ^2 Ori	95.6 ± 13.7	47.4

3) M-spektriluokan kääpiötähdillä (pääsarja) esiintyy normaaleja M kääpiöitä sekä Me-kääpiöitä (emissioviivatähtiä). Delhaye (1953) osoitti että näiden välillä kinemaattisia eroja:

	normaali dM	dMe
keskim.nopeus aurion suhteen	22 ± 1 km/s	11 ± 2 km/s
Standardi poikkeama	30 km/s	18 km/s

Jälleen voidaan tulos tulkita siten, että dMe tähdet ovat nuoria (populaatio I) ja normaalit dM tähdet vanhempia.

Einasto on ehdottanut että kaikki pääsarjan tähdet voidaan jakaa kahteen ryhmään, joilla erilaiset nopeushajonnat (siis kaksi päällekkäistä nopeusellipsoidia);

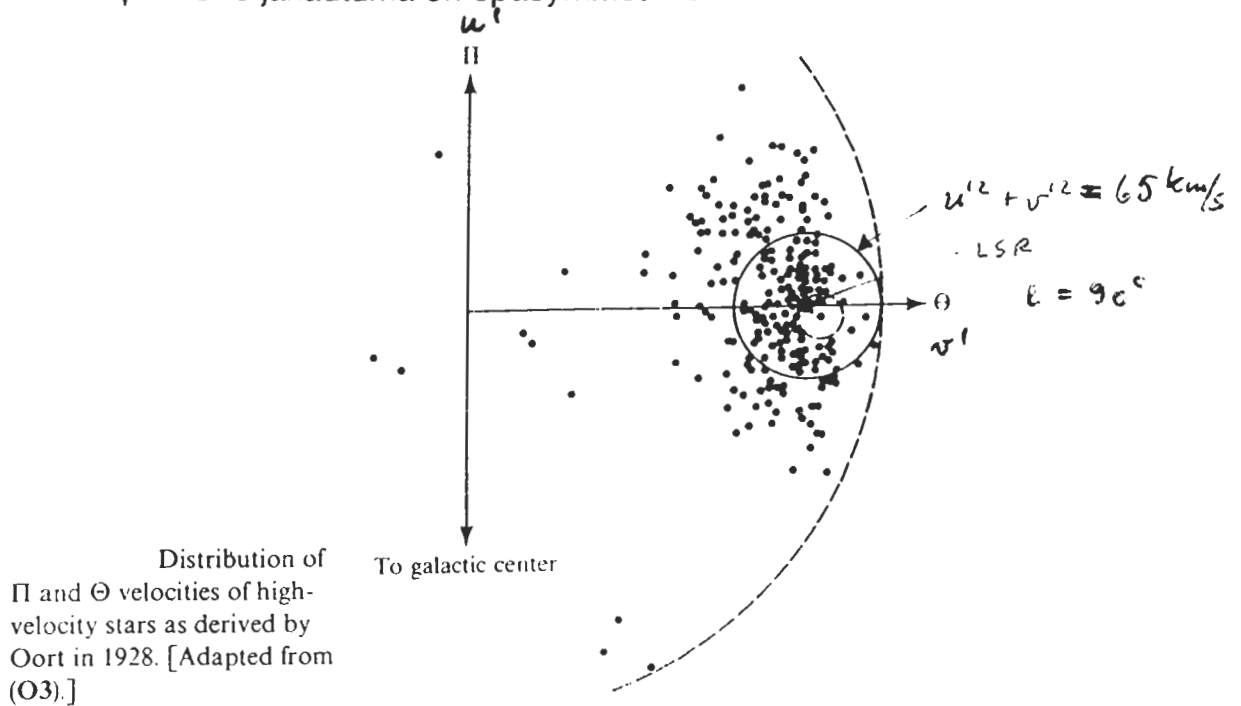
Type	Group I disp ~ 14.5 km/sec (Per cent)	Group II disp ~ 29.1 km/sec (Per cent)
A5-A9.....	100	0
F0-F4.....	98	2
F5-F7.....	89	11
F8-G2.....	58	42
G3-G9.....	39	61
K0-K7.....	74	26
M.....	86	14

KINEMATICAL SUBDIVISION OF MAIN-
SEQUENCE STARS ACCORDING
TO EINASTO (1954)

5.7 "Pikakiitäjätahtien" (high-velocity stars) nopeusjakautuma

Edellä kuvattu ellipsoidinen nopeusjakautuma on voimasa vain tähdille, joilla on pienet nopeudet LSR:n suhteen ($v \leq 65 \text{ km/s}$), ts. jotka liikkuvat likimain pitkin ympyrärataa.

Suuremmille nopeuksille jakautuma on epäsymmetrinen:



Positiivisen v' -akselin suunnassa ($l = 90^\circ$) ei esiinny ensinkään suuria nopeuksia, ts. $v' \leq 65 \text{ km/s}$. Tässä suunnassa pistetiheys nopeusjakautumassa pienenee jyrkästi LSR:stä ulospäin.

Vastakkaisessa suunnassa ($l = 270^\circ$) sen sijaan esiintyy jopa $v' = -500 \text{ km/s}$ suuruisia nopeuksia. Tässä suunnassa pistetiheys pienenee hitaasti.

$$S = \sqrt{u'^2 + v'^2}$$

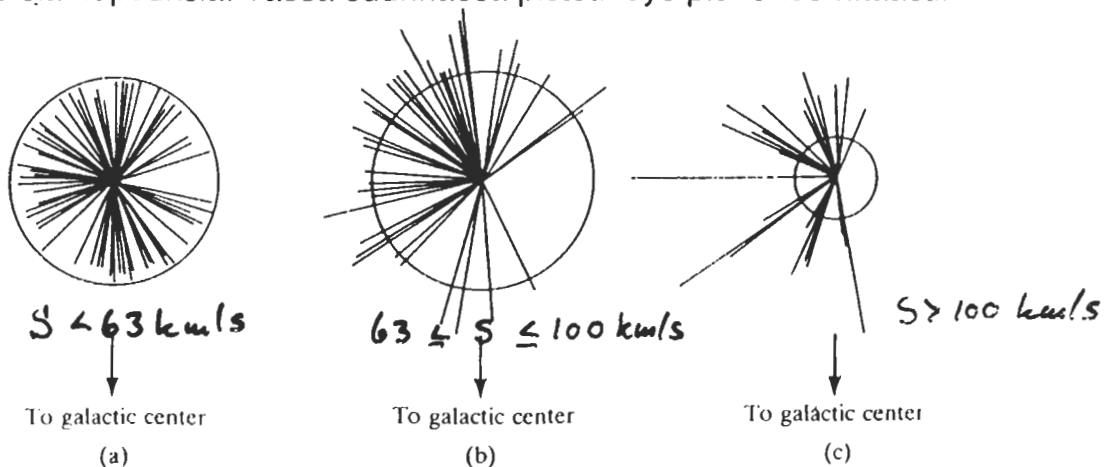


Figure 7-7. Velocity vectors in the (u, v) plane of stars with speed S , relative to the LSR, on the ranges (a) $S < 63 \text{ km s}^{-1}$; (b) $63 \leq S \leq 100 \text{ km s}^{-1}$; and (c) $S \geq 100 \text{ km s}^{-1}$. The circle has a radius of 63 km s^{-1} in all three plots.

Selitys: High-velocity tähdet kuuluvat linnunradan alisysteemiin, joka pyörii hitaammin kuin Auringon lähiympäristön tähtien enemmistön muodostama alisysteemi. Niiden radat ovat soikeampia ja voimakkaammin kallistuneita linnunradan tasoa vastaan (suuret w' -nopeudet Z suunnassa). v' akselilla havaittu suurin nopeus (≈ 63 km/s LSR:n suhteen) vastaa Oortin (1928) mukaan pakonopeutta linnunradan vetovoimakentästä.

$$\text{Pakonopeus} = v_c' + 63 \text{ km/s,}$$

jossa v_c' on LSR:n nopeus \approx ympyräliikkeen nopeus. Nykyisin kuitenkin katsotaan, että pakonopeus on suurempi kuin em. arvo ja että $v' \leq 63$ km/s raja johtuu linnunradan ulkoreunasta $n. 25$ kpc säteellä keskuksesta.

a) High-velocity tähtien spektrit ja tyypillisiä objekteja

1) Pääsarjan tähtiä (F-G-K-M), mutta metalliviivat poikkeuksellisen heikkoja (weak-line stars)

2) Alikääpiöitä ($M_V \sim 2^m$ pääsarjan alapuolella) metalliviivat näilläkin heikkoja tai eivät näy lainkaan.

3) Mira tähdet
pitkäperiodisia muuttuvia tähtiä.

4) RR Lyrae tähdet

5) Pallomaiset tähtijoukot

b) Pallomaisten tähtijoukkojen liike säteisnopeuksista

Pallomaisten joukkojen liikkeiden tutkiminen linnunradassa perustuu yksistään säteisnopeuksiin, koska ominaisliikkeet ovat (suurten etäisyyksien tähden $r \geq 4$ kpc) liian pieniä mitattaviksi.

Pallomaisten joukkojen spektriviivat ovat leveitä ja vain harvat viivat sopivat säteisnopeuksien mittaamiseen. Tyypillinen mittaustarkkuus onkin vain noin ± 30 km/s. 70 pallomaiselle joukolle (2/3 tunnetuista kohteista) on mitattu säteisopeudet, nimittäin

N. U. Magall, *Astrophys. Journal* 104, 290, 1946 (etupäässä pohjoisen taivaan kohteita)

T. D. Kinman, *Monthly Notices of R.A.S.* 119, 157, 1959 (etupäässä eteläisen taivaan kohteita)

T. D. Kinman on käyttänyt kaikkia tunnettuja säteisnopeuksia analysoidessaan auringon liikettä pallomaisten joukkojen suhteen (*Month. Not. R.A.S.* 119, 559, 1959). Tässä voidaan käyttää samaa kaavaa kuin aikaisemminkin (§ 5.4 a):

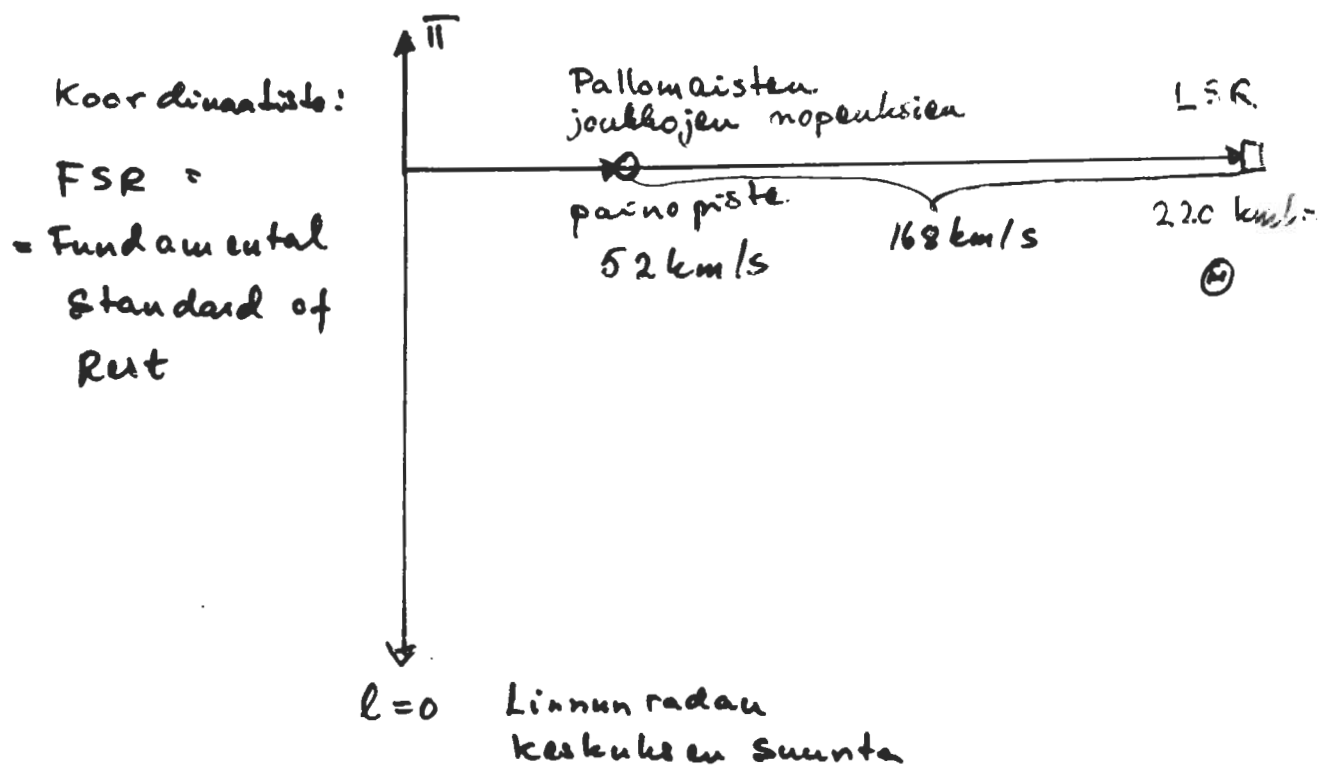
$$v_r = v_{rp} - u_{\odot} \cos\alpha \cos\delta - v_{\odot} \sin\alpha \cos\delta - w_{\odot} \sin\delta$$

jossa pallomaisen joukon pekuliaarinen nopeus on merkitty v_{rp} :llä. v_{rp} on tässä pallomaisten joukkojen nopeuksien painopisteen suhteen, samoin on auringon nopeus $u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}$. Tämä poikkeaa huomattavasti "Local Standard of Rest"-istä. Auringon nopeus $u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}$ määrätään taas pienimmän neliösumman keinolla siten, että "poikkeamien" v_{rp} on neliöiden summa = minimi.

Näin saaduista arvoista vähennetään auringon nopeus LSR:n suhteen, jolloin saadaan LSR:n nopeus pallomaisten joukkojen keskimääräisen liikkeen suhteen:

$$\left\{ \begin{array}{l} u_{\text{LSR}} = -73 \pm 33 \text{ km/s} \\ v_{\text{LSR}} = +93 \pm 22 \text{ km/s eli} \\ w_{\text{LSR}} = -119 \pm 28 \text{ km/s} \end{array} \right. \quad \left\{ \begin{array}{l} V_{\text{LSR}} = 168 \pm 27 \text{ km/s} \\ l = 90^\circ \\ b = -4^\circ \end{array} \right.$$

Aurinko ja sen lähiympäristön tähdet liikkuvat siis huomattavan suurella nopeudella pallomaisten joukkojen muodostaman systeemin suhteen. Liikkeen suunta on varsin tarkasti kohtisuorassa linnunradan keskuksen suunnan kanssa, Ilmiö saa selityksensä siitä, että pallomaisten joukkojen systeemi pyörii paljon hitaammin (linnunradan keskuksen kautta kulkevan akselin ympäri) kuin linnunradan litteä kiekko, johon aurinko ja lähiympäristön tähtien enemmistö kuuluvat.



Yksittäisten pallomaisten joukkojen säteisnopeudet poikkeavat keskimäärin $\pm 100 \text{ km/s}$ e.m. keskiarvosta kaikissa suunnissa (α, δ). Tästä voidaan päätellä että pallomaisten joukkojen ratojen orientointi on satunnainen ja että esiintyy myös suuria kaltevuuksia linnunradan tasoa vastaan. Ratojen keskimääräiset eksentrisyydet ovat suuria, joten niiden perigalaktikum (= keskusta lähinnä oleva piste) on $R \leq 5 \text{ kpc}$.

RR Lyrae tähtien ja alikääpiöiden liike

Noin 100:lle RR Lyrae tähdelle Auringon ympäristössä ($r \leq 2500$ pc) tunnetaan säteisnopeus. Vain muutamia RR Lyrae tähtiä on riittävän lähellä jotta myös ominaisliike on saatu mitatuksi. Säteisnopeudet ovat 100 -200 km/s luokkaa. Tämä, samoin kuin avaruusjakautuma osoittavat että RR Lyrae tähdet halopopulaation (II) kohteita.

RR Lyrae tähdissä voidaan erottaa selvästi toisistaan poikkeavia erilaisia **kinemaattisia ryhmiä**:

-Otto Struve (P.A.S.P. 62, 217, 1950) keksi riippuvuuden periodin ja RR Lyrae tähtien suhteen mitatun auringon nopeuden välillä:

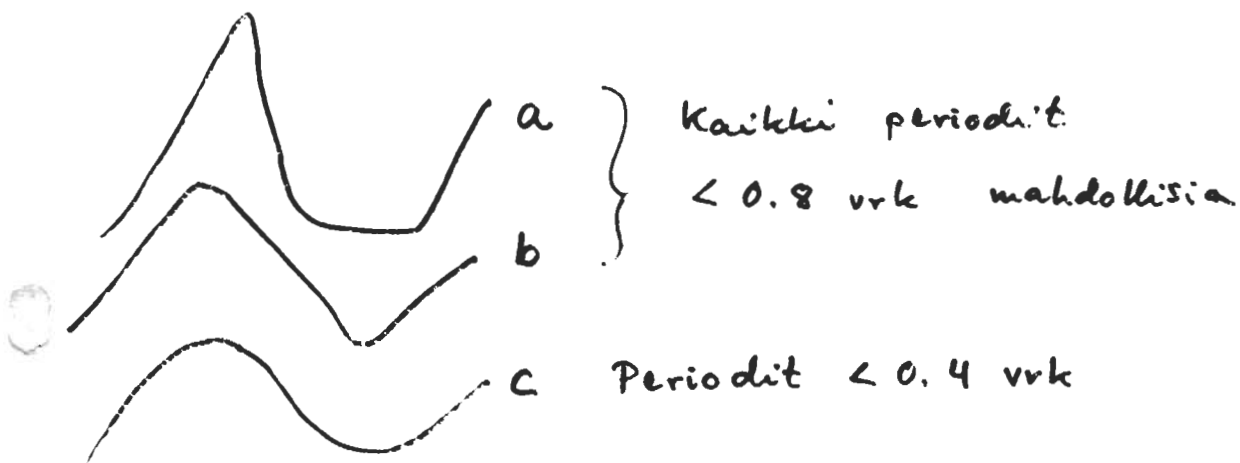
Periodi	tähtien lukum.	V_{\odot} km/s
< 0.4. d	30	57
0.4 - 0.5	27	156
0.5 - 0.6	34	200
>0.60 d	15	233

- Kinman (Mon. Not. R. A. S- 119, 559, 1959) osoitti että tämän lisäksi esiintyy riippuvuus valokäyrän muodon ja kinemaattisten ominaisuuksien välillä:

Valokäyrän Baileyn tyyppi	Periodi	Tähtien lukum.	V_{LSR} km/s	Populaatio
c	0.25 - 0.35 d	14	89 ± 29	} Väli- popul.
ab	0.2 - 0.4	11	30 ± 27	
ab	0.4 - 0.5	37	105 ± 29	
ab	0.5 - 0.6	46	167 ± 30	} Halo
ab	0.6 - 0.75	21	205 ± 45	} II

Baileyn tyyppi :

Oletettu Apeksi $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$



Taulukosta nähdään, paitsi riippuvuus periodista, myöskin se että c tyyppin RR Lyrae tähdet poikkeavat kinemaattisesti saman periodin omaavista tyyppin a ja b tähdistä.

Taulukossa VLSR on LSR:n nopeus RR Lyrae tähtien keskiarvon suhteen.

Pitkäperiodisten ($P > 0.5$ d) RR Lyrae tähtien suhteen mitattu LSR:n nopeus on lähes sama kuin pallomaisten joukkojen suhteen. Nämä ovat tyypillisiä populaatio II kohteita. Lyhytperiodiset $P \leq 0.5$ d RR Lyrae tähdet kuuluvat välipopulaatioon.

Alikääpiöt joita auringon lähiympäristössä on havaittu n. 100 sijaitsevat HR diagrammassa 1 - 2^m pääsarjan alapuolella (siitä nimi). Metalliviivat ovat niissä heikkoja => pienempi metallipitoisuus kuin pääsarjan tähdissä.

Suurten nopeuksiensa perusteella myös alikääpiöt ovat tyypillisiä linnunradan halon kohteita (populaatio II). LSR:n nopeus alikääpiöiden suhteen on (Fricke AN 278, 121, 1950):

$$V_{\text{LSR}} = 130 \pm 20 \text{ km/s.}$$

Samoin kuin pallomaisilla joukoilla, on myös RR Lyrae tähdillä ($P > 0.4 \text{ d}$) ja alikääpiöillä suuri nopeushajonta ($n. \pm 100 \text{ km/s}$) keskimääräisen nopeuden suhteen.