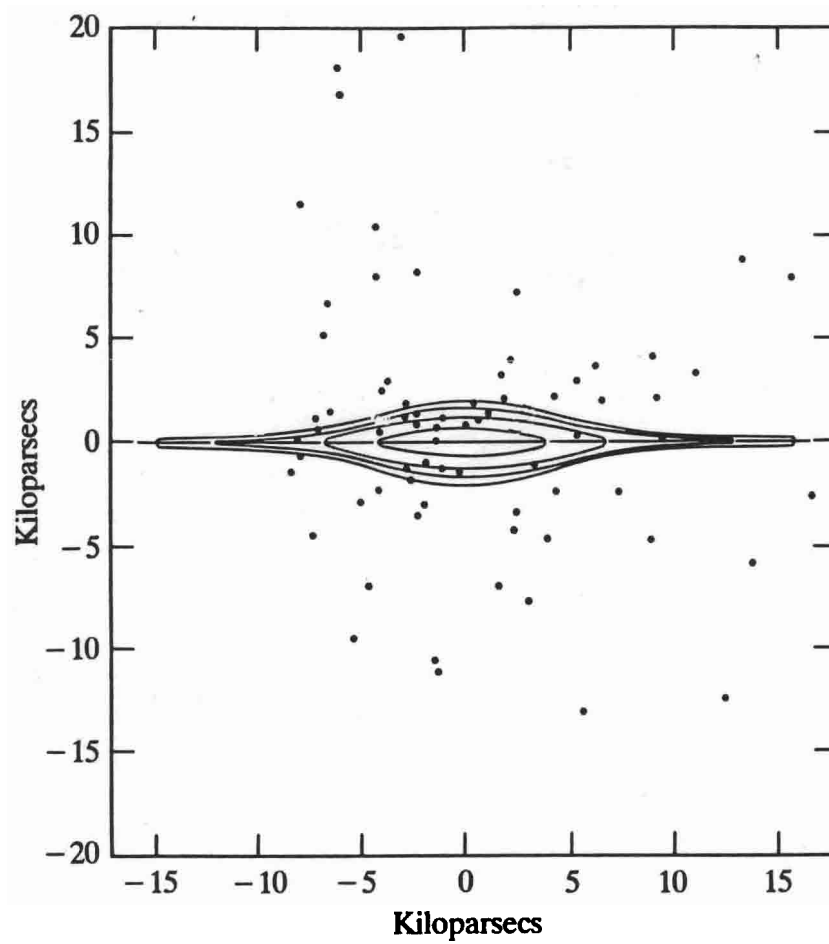


LINNUNRADAN RAKENNE

OBS
PL 14
20014 HEL



Luentomoniste
Kalevi Mattila
Helsingin yliopiston observatorio 2002

Johdanto ja historiallinen katsaus Linnunradan tutkimukseen

Linnunratajärjestelmän tutkimisessa on käytetty monipuolisesti hyväksi erilaisia havaintomenetelmiä ja lopputulokseen on päästy usein hyvinkin monia erilaisia havaintotuloksia yhdistämällä. Havaitsevan tähtitieteen peruskurssilla on käsitelty eri havaintomenetelmiä. Tässä kurssissa on muun muassa myös tarkoitus antaa kuva siitä, miten näitä menetelmiä on käytetty linnunradan rakenteen tutkimisessa. Myös *teoreettisen tutkimuksen* osuus on ollut yhtä keskeinen luotaessa kuvaa linnunratajärjestelmästä. Tällöin on ensi sijassa mainittava linnunradan dynamiikka eli stellaaridynamiikka, jossa käsitellään tähtien (ja myös tähtienvälisen aineen) liikettä Linnunradan vetovoimakentässä.

Linnunradan tutkimus on eräs niistä tähtitieteen aloista, joilla tällä hetkellä tehdään jatkuvasti paljon tutkimustyötä. Linnunradan tutkimuksen menetelmissä voidaan erottaa kolme suuntausta, jotka täydentävät toisiaan:

I Tähtien avaruusjakautuma ja liikkeet

II Tähtienvälinen aine, sen fysikaalinen tila, avaruusjakautuma ja liikkeet

III Linnunradan dynamiikka ja kehitys

Näistä kaikista asioista tullaan puhumaan tässä luentosarjassa. Jotta voisimme paremmin ymmärtää linnunradan tutkimuksen nykyvaiheita ja sen muodostamaa kuvaa, on hyödyllistä aluksi tarkastella näitä kolmea aluetta historiallisessa valossa.

1. Klassillinen stellaaristatistiikka

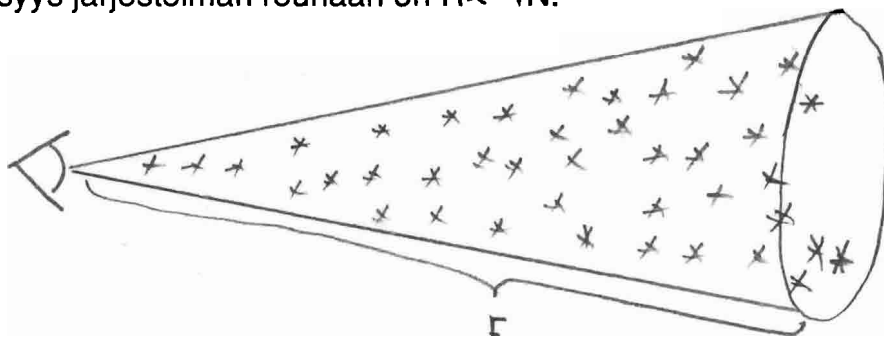
Voidaan sanoa, että aina 1700-luvulle saakka kiintotähtien muodostama tähtitaivas oli pelkästään eräänlainen kulissi, jonka edessä planeetat ja muut aurinkokunnan kappaleet esittivät näytöskappaleitaan. Tosin jo antiikin aikana mm. *Demokritos* esitti käsityksen että tähdet ovat auringon kaltaisia kappaleita. Taivaan yli kaareutuvaa kirkasta linnunradan vyötä ei osattu yhdistää näkyvien tähtien kanssa.

Galilei havaitsi kaukoputkellaan suuren määrän paljain silmin näkymättömiä tähtiä ja huomasi, että linnunradan vyö hajaantui kaukoputkella havaittaessa lukuisien yksittäisten tähtien muodostamaksi.

Kaikkien tähtien muodostamasta *tähtijärjestelmästä* ryhtyivät aluksi puhumaan harrastelijat ja filosofit: *Thomas Wright* (1750), *Immanuel Kant* (1755) ja *Johann Heinrich Lambert* (1761). He esittivät myös näkemyksiä, joiden mukaan maailmankaikkeudessa on lukuisia oman tähtijärjestelmämme kaltaisia järjestelmiä, mm. *Andromedan sumu* mainittiin jo tässä.

Empiirisen perustan linnunradan tutkimukselle loi *William Herschel* (1738 - 1822). Hän suoritti *tähtilaskentoja*, siis laski kaukoputken näkökentässä olevien tähtien lukumäärän eri suunnissa taivaalla. Hän saattoikin helposti todeta, että linnunradan vyön suunnassa näkyvien tähtien luku on paljon suurempi kuin muissa suunnissa, ja että näiden tähtien yhteisvaikutuksesta syntyy linnunradasta havaitsemamme visuaalinen kuva.

Eri suunnissa laskemiensa tähtien lukumäärän avulla Herschel pyrki saamaan selville tähtijärjestelmämme rakenteen. Hän oletti, että kaikki tähdet ovat todellisuudessa yhtä kirkkaita. Tähtien kirkkaus, I , ilmoitti siis suoraan sen etäisyyden: $I \propto 1/r^2$. Edelleen hän oletti, että järjestelmän sisällä tähtien lukumäärä tilavuusyksikössä, N , on kaikkialla sama ja että hän kaukoputkellaan näkee tähtijärjestelmän reunaan asti, jolloin siis etäisyys järjestelmän reunaan on $R \propto \sqrt[3]{N}$.

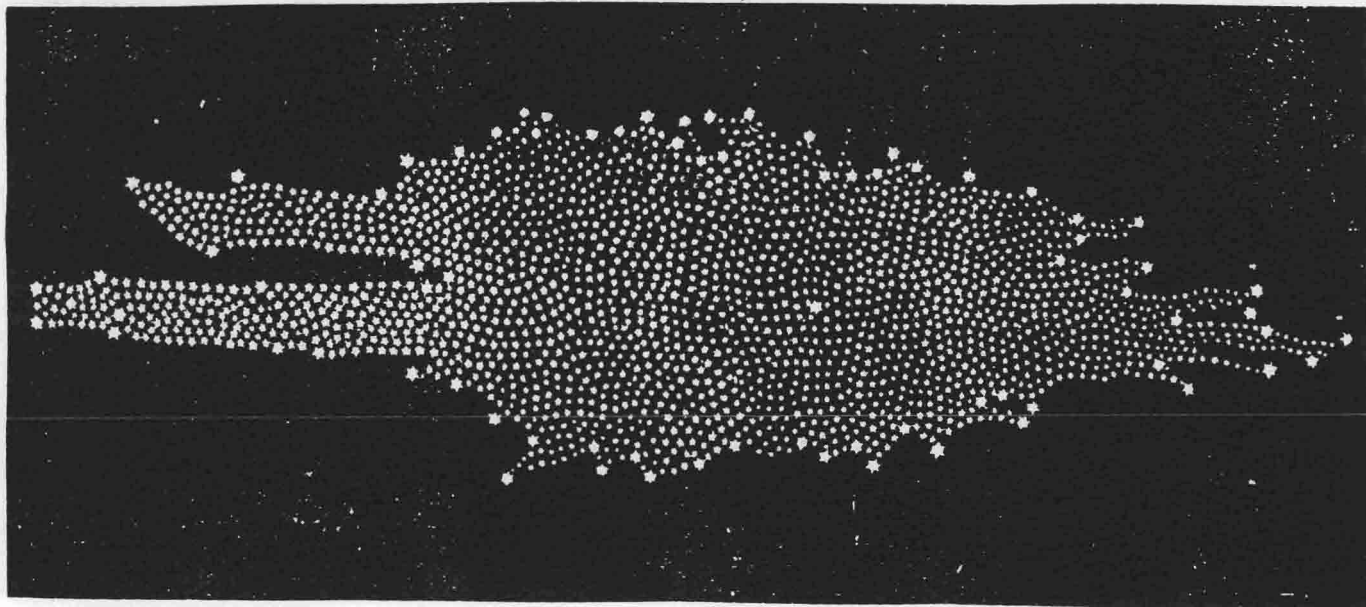


$$V \propto r^3$$

$$N \propto V \propto r^3$$

(ii)

Halkileikkaus tästä Herschelin v. 1787 esittämästä tähtijärjestelmän rakenteesta on kuvassa 1. Myöhemmin Herschel muutti huomattavasti käsitystään, kun hän yhä suurempia kaukoputkia käytettäessään totesi, että tähtien lukumäärä yhä kasvoi, ja erityisesti linnunradan vyön suunnassa. Hän päätyi (1817) siihen käsitykseen, että *linnunrata on litteä levy*, jonka ulottuvuus linnunradan vyön suunnassa on hyvin suuri, kun taas kohtisuorassa tätä suuntaa vastaan järjestelmän reuna on melko pian edessä.



Kuva 1.

Herschelin edellä esitetyissä tutkimuksissa tulikin jo esille *stellaaristatiikan klassillinen kysymyksenasettelu*:

Havaituista, rajasuuruusluokkaa m kirkkaampien tähtien lukumääristä neliöastetta kohden, $N(m)$, jotka havaitaan mahdollisimman monille eri m :n arvoille, on johdettava tähtien avaruusjakautuma, eli ns. tähtitiheys $D(r)$ etäisyyden r funktiona.

Tämän ongelman matemaattisen formuloinnin teki ensimmäisenä *Friedrich Wilhelm Struve* (1848). Hän oletti, että tähdet ovat yhtä kirkkaita, jolloin $N(m)$ ja $D(r)$ välillä on relaatio.

$$N(m) = \omega \int_0^{r(m)} D(r) r^2 dr. \quad (\omega = 1 \text{ } \square^{\circ})$$

Kun $N(m)$ tunnetaan eri m :n arvoille voidaan tästä ainakin periaatteessa saada $D(r)$.

1900-luvun alussa *Hugo von Seeliger*, *Karl Schwartzschild* ja *J.C. Kapteyn* lisäsivät tähän vielä sen seikan vaikutuksen, että kaikki tähdet eivät ole yhtä kirkkaita vaan niiden jakautumista eri absoluuttisen magnitudin arvoille kuvaa luminositeettifunktio $\Phi(M)$. Tällöin

$$N(m) = \omega \int_0^{\infty} \Phi(M) D(r) r^2 dr.$$

Tämä on ns. stellaaristatistiikan perusyhtälö .

Stellaaristatistiikan ensimmäinen vaihe päättyi 1920-22, jolloin Kapteyn (1920) ja Seeliger (1922) esittivät tuloksensa tähtijärjestelmän rakenteesta. Tässä aurinko oli järjestelmän keskuksen lähellä ja tähtitiheys väheni kaikkiin suuntiin (kuva 2), ja oli 1/10 noin 2000 pc:n päässä auringosta. Tätä tähtijärjestelmän mallia kutsutaan yleisesti nimellä Kapteyn universe. Se jäi melko lyhytikäiseksi.

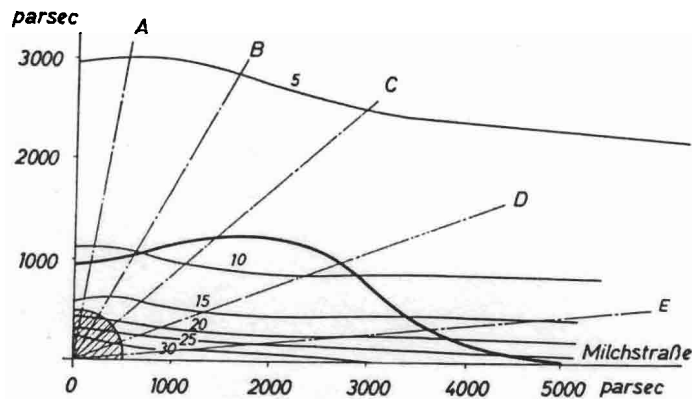


Fig. 2 a The stellar system according to Seeliger (1922).

Kuva 2a

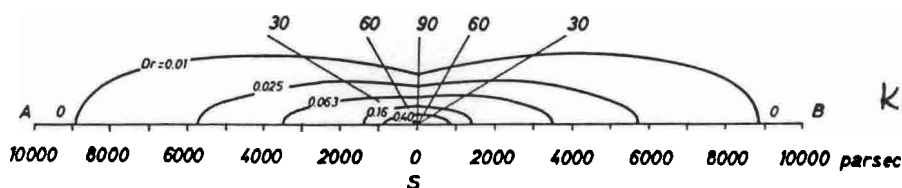


Fig. 2 b The stellar system according to Kapteyn-van Rhijn (1920).

Kuva 2b

Kapteynin ja Seelingerin stellaaristatististen tutkimusten perustana olivat siis tähtien lukumäärät $N(m)$ ja luminositeettifunktio $\Phi(M)$. Tärkeimmät lähteet niitä varten olivat:

a) $N(m)$

Tähtitaivaasta tehty "Durchmusterung" ("Yleiskatselmukset")

Bonner Durchmusterung, Argelander, julk. 1859-1862,

324 198 tähteä $\delta = -90^\circ - -2^\circ$, suuruusluokkaan $9^m.2$ osittain 10^m asti.

Likimääräiset koordinaatit $\alpha : 1^s, \delta : 0'.1$

(iv)

Südliche Bonner Durchmusterung, 133 659 tähteä,

$\delta = -2^\circ \dots -23^\circ$, julk. 1886

Cordoba Durchmusterung Thome, n. 580 000 tähteä 10^m asti

$\delta = -22^\circ \dots -90^\circ$, julk. 1892-1932.

Kuten näistä lukumääristä jo näkyy, kasvaa tähtien lukumäärä varsin suureksi rajasuuruusluokan kasvaessa. Tähtivalokuvauksen tultua käyttöön viime vuosisadan lopussa, ryhdyttiin suunnattoman laajaan kansainväliseen yritykseen koko taivaan valokuvaamiseksi ja tähtien tarkkojen paikkojen määrittämiseksi. Karttoihin tulevien tähtien luku 14^m saakka oli noin 10^7 . Tämä Carte du Ciel työ ei ole vielä valmiiksi valmistunut. Helsinki sai oman osuutensa ($\delta = 39^\circ - 46^\circ$) valmiiksi.

Tilastollisiin tarkasteluihin ei kuitenkaan tarvita yli koko taivaan ulottuvia tähtilaskentoja. Tärkeämpää oli saada edes joissakin alueissa tietoja myös mahdollisimman heikoista tähdistä. Tällaisten tutkimusten koordinoimiseksi Kapteyn esitti vuonna 1906 suunnitelman: Selected Areas.

$\delta: 0^\circ, \pm 15^\circ, \pm 30^\circ,$	$\pm 45^\circ$ (α , 1^h välein):	168 aluetta
	$\pm 60^\circ$ (2^h välein)	24 aluetta
	$\pm 75^\circ$ (4^h välein)	12 aluetta
	$\pm 90^\circ$	2 aluetta
		206 aluetta

Tutkimuksia Selected Areas alueissa:

Harvard-Groningen-Durchmusterung (206 areas) 251 0000 tähteä, rajasuuruusluokka $11^m - 16^m$ valokuvauks. $15' \times 15'$ alueet, julk. v.1920.

Mt. Wilson Catalogue of Photographic Magnitudes in 139 S.A

68 000 tähteä, rajasuuruusluokka $13^m - 18^m.5$ valok., julk. v.1930.

b) $\Phi(M)$: Luminositeettifunktion määrittämiseksi tarvitaan tietoa tähtien etäisyyksistä ($M = m + 5 - 5 \lg r$). Tätä saadaan *trigonometrisista parallaxeista, ominaisliikkeistä ja säteisnopeuksista*.

Syyinä siihen, että tämä ns. "Kapteynin maailmankaikkeus" antoi väärän kuvan linnunradan rakenteesta, oli ennen muuta se, että käytettävissä olevat tähtien etäisyydet olivat suhteellisen pieniä suuruudeltaan korkeintaan noin 1 kpc, eli kuten nyt tiedämme vain kymmenesosa etäisyydestä linnunradan keskukseen!

Lisäksi näissä tutkimuksissa ei tiedetty eikä otettu huomioon *tähtienvälistä ekstinktiota* (noin $2^m/1$ kpc Linnunradan tasossa). kohtisuorassa suunnassa Linnunrataa vastaan saatiin oikeaan osunut kuva.

2. Yksittäisten kirkkaiden kohteiden paikallistaminen

Klassillinen stellaaristatistinen menetelmä johti väärään kuvaan, koska käytettiin väriä tai liian kaavamaisia oletuksia. Yksittäisten kirkkaiden kohteitten paikallistaminen antoi linnunradan tutkimukselle uuden suunnan, kun *Harlow Shapley* v. 1917-1918 esitti *pallomaisten tähtijoukkojen* etäisyyksiä koskevat tutkimuksensa, joissa hän esitti, että pallomaisten tähtijoukkojen muodostaman järjestelmän keskipiste sijaitsee Jousimiehen tähtikuvion suunnassa 14 kpc:n etäisyydessä (nykyinen arvo 8.5 kpc). Etäisyydenmäärityskeinona hän käytti muutamia vuosia aikaisemmin (1912 H.S. Leavitt) keksittyä *Kefeidien periodi-kirkkaus-riippuvuutta*, johon *RR-Lyrae tähdet* liittyvät lyhyiden periodien päässä. Tämä etäisyyden määrityskeino oli sopiva nimenomaan suurilla etäisyyksillä. Juuri kefeidejä käyttäen myös *E.Hubble* v.1924 osoitti, että Andromedan sumu on kaukana Linnunratajärjestelmämme ulkopuolella. Näin siis nämä kaksi suurta kysymystä: linnunradan koko ja spiraalisumujen etäisyys ratkesivat yhden ja saman uuden menetelmän ansiosta.

Yksittäisten kirkkaiden kohteitten paikallistamisella on ollut suuri merkitys myös Linnunradan kiereishaararakenteen tutkimisessa. Muista spiraaligalakseista tehtyjen havaintojen perusteella (Andromedan galaksi) tiedettiin, että spiraalihaarat muodostuvat hyvin nuorista tähdistä, nimenomaan *O ja B spektriluokkien* tähdistä, sekä näiden yhteydessä esiintyvistä *ionisoituneen vedyn alueista* (HII-alueet). Samoin monet avoimet tähtijoukot ja tähtiassosiaatiot keskittyvät kierteishaaroihin. Vuonna 1953 *Morgan, Whitford ja Code* onnistuivat mittaamaan 27 O-assosiaation etäisyydet *spektroskooppisia parallaxseja* käyttäen ($Sp + LC \Rightarrow M \Rightarrow r$). Nämä assosiaatiot ryhmittyvät selvästi kolmeen erilliseen haaraan:

Perseus-haara (+I), paikallinen haara (0) ja Sagittariushaara (-I).

3. Tähtien liikkeet

Auringon apeksi:

W. Herschel (1783)
(1805)

$A = 262^\circ$, $D = +26^\circ$
 247° , $+49^\circ$

F.W.A. Argelander(1837)

261° , $+32^\circ$ 390 tähteä

Vyssotsky&Williams

$271^\circ.1$ $+29^\circ.5$ 69 000 tähteä

Tähtien ominaisliikkeet :

parallaktinen komponentti
pekuliaarinen komponentti

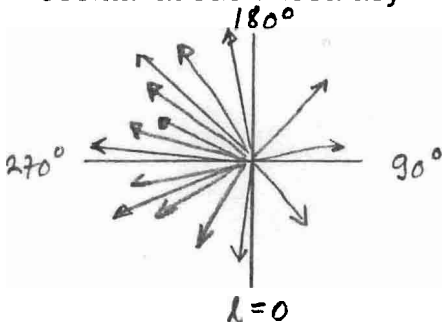
Säteisnopeudet:

$v = 20$ km/s

Tähtien pekuliaarinopeuksien jakautuma:

(1) useimpien tähtien nopeudet alle 30 km/s ja niiden suunnat lähes satunnaisesti jakautuneet.

(2) tähdet joilla suuri nopeus ("pikakiitäjät", high velocity stars) > 60 km/s osoittavat suunnissa asymmetriaa (Oort ja Strömberg, Mt Wilson)



1926 Lindblad:

(a) Aurinko ja tavalliset tähdet kiertävät lähes ympyränmuotoista rataa

(b) Pikakiitäjät eivät ota osaa pyörimiseen

-> Linnunradan keskuksen suunta b
asymmetrian suunta

Linnunradan pyörimisliike ja sen aiheuttamat efektit ominaisliikkeissä ja säteisnopeuksissa: J.H. Oort 1927

4. Tähtienvälinen aine ja radioastronomia

W. Herschel: Havaintoja tähtienvälisistä sumuista

R.J. Trümpler: 1930 yleinen tähtienvälinen ekstinktio noin $0.7^m/\text{kpc}$

E. Hubble: 1934 Linnunradan absorptiokerros ja "Zone of avoidance" kerroksen puolipaksuus 0.25^m (pg)

nykyisin: $2^m/\text{kpc}$
paksuus $< 100 \text{ pc}$

ekstinktion aiheuttaja -*tähtienväliset pölyhiukkaset*
(*oik.savuhiukkaset*)

Tähtienvälinen kaasu esiintyy tähtien spektreissä terävinä absorptioviivoina, esim Na: D Ca: H ja K

1904 Hartman : Spektroskooppisissa kaksoistähdessä teräviä stationäärisiä Ca: H+K viivoja

1928 O. Struve : viivojen ekvivalentti leveys kasvaa verannollisesti tähden etäisyyteen.

1933 Plaskett, Pearce: kaasu ottaa osaa linnunradan rotaatioon. Vedyllä ei ole tähtienvälisiä viivoja optisella alueella.

Radioastronomia

1. *vedyn 21 cm viiva*: teoreettisesti : van de Hulst 1945
havaittiin : Ewen, Purcell 1951

viivaan Doppelt-siirtymistä:

- (a) Linnunradan rotaatio $v(R)$
- (b) vedyn jakautuma -> spiraalirakenne

2. *radiosäteilyn jatkuva spektri linnunradasta*

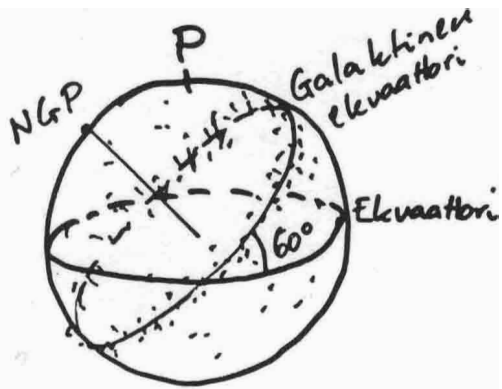
- (1) Terminen säteily HII alueista
- (2) diskreettien lähteiden ei-terminen säteily
- (3) diffuusi ei-terminen säteily

(iii)

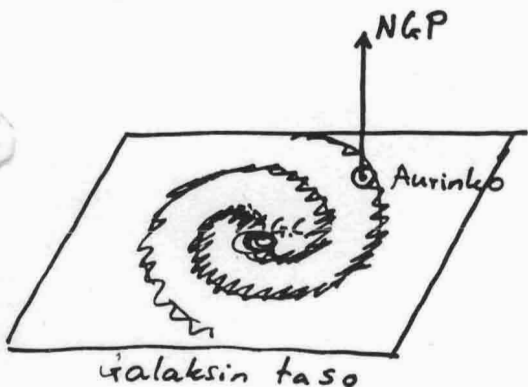
I Tähtien avaruusjakautuma ja liikkeet

1. Näennäinen jakautuma taivaalla

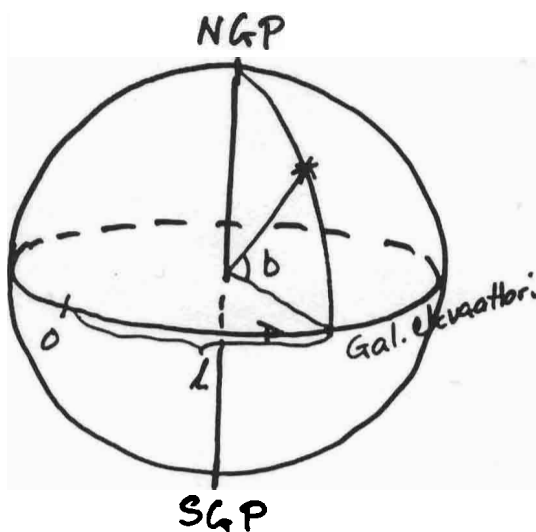
1.1. Galaktiset koordinaatit



Linnunradan vyö taivaalla muodostaa likimäärin isoympyrän, jota kutsutaan galaktiseksi ekvaattoriksi. Galaktisen ekvaattorin tarkka sijainti on määritetty siten, että tähtien ja/tai tähtienvälisen materian näennäinen jakautuma taivaalla on mahdollisimman symmetrinen galaktisen ekvaattorin suhteen.



Aurinko sijaitsee hyvin lähellä Linnunradan symmetriatasoa:
 $z_0 = 10 - 20 \text{ pc}$



Tämän vuoksi mielekästä määritellä galaktinen ekvaattori isoympyränä.

Galaktiset koordinaatit:
galaktinen pituus l
galaktinen leveys b

Tällä hetkellä tapaa vielä käytössä kahdenlaisia galaktisia koordinaatteja:

Vanhat galaktiset koordinaatit: merk. l^I, b^I

Tähtien näennäisen jakautuman perusteella määritelty gal. Ekvaattorin sijainti.

Galaksin (pohjois)napa: $\alpha = 12^{\text{h}}40^{\text{m}}$ $\delta = +28^{\circ}$ (1900.0)
 $12^{\text{h}}42^{\text{m}}$ $+27^{\circ}$ (1950.0)

galaktisen pituuden l^I 0-piste: galaktisen ekvaattorin ja taivaan ekvaattorin leikkauspiste (1900.c)

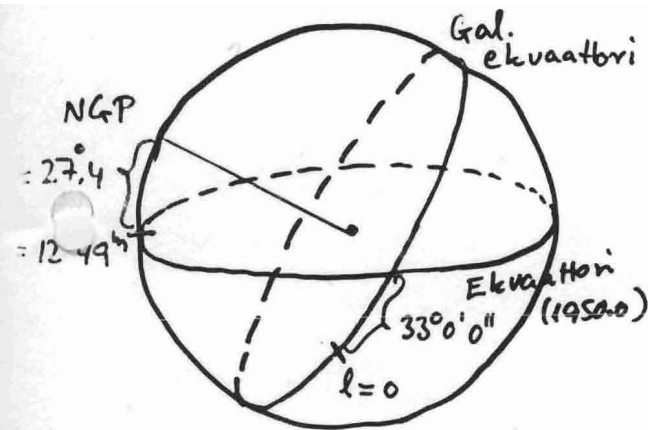
l^I, b^I järjestelmää käytettiin v. 1960 asti. V. 1960 otettiin käyttöön $HI:n$ jakautumaan Linnunradassa (ohut levy) perustuvat

Uudet galaktiset koordinaatit l, b (tai l^{II}, b^{II})

NGP

Galaksin napa (G.P.) $\alpha = 12^h 49^m$ $\delta = +27^\circ.4$ (1950.0)

Galaktisen pituuden l 0-piste \approx suunta Galaksin keskukseen (Sagittarius A)

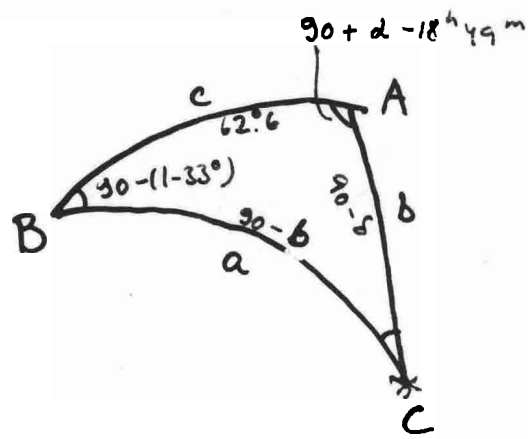
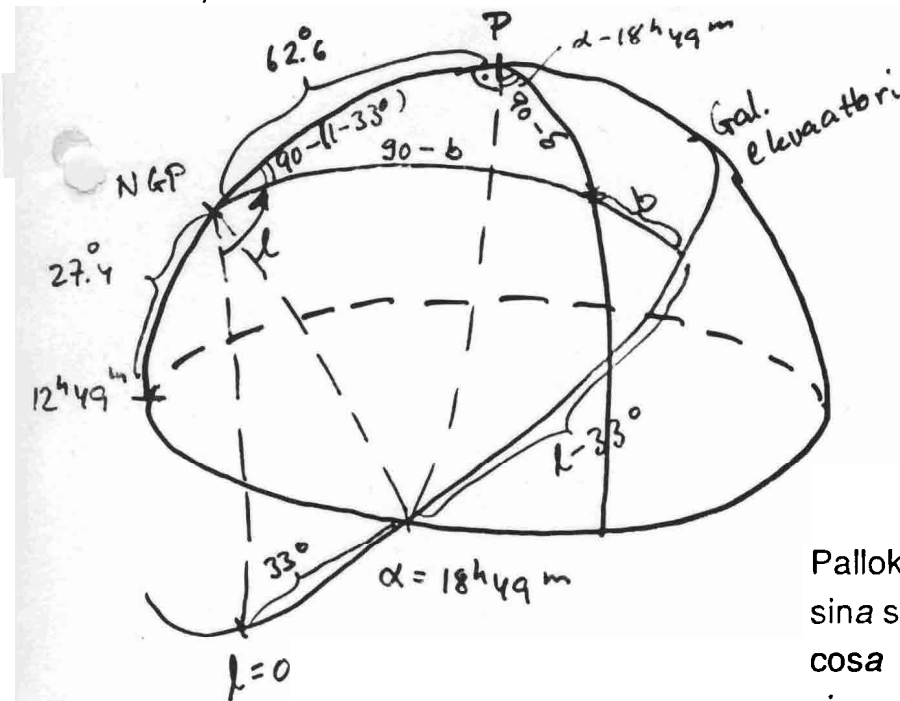


Koska Sag A:n ja Ekv. ja Gal. ekv. leikkauspisteen pituuksien erotus hyvin lähellä arvoa $\Delta l = -33^\circ 0' 0''$ on otettu tämä arvo $l:n$ 0-pisteen määritelmäksi.

Koordinaattitransformaatiot

α, δ saadaan havainnoista.

l, b tarvitaan linnunradan rakennetta tutkittaessa.



Pallokolmion peruskaavat:

$$\sin a \sin B = \sin b \sin A$$

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A$$

$$\sin a \cos B = \cos b \sin c - \sin b \cos c \cos A$$

$$\begin{aligned}
a &\rightarrow 90^\circ - b \\
B &\rightarrow 90^\circ - (l - 33^\circ) \\
b &\rightarrow 90^\circ - \delta \\
A &\rightarrow (\alpha - 18^{\text{h}}49^{\text{m}}) + 90^\circ \\
c &\rightarrow 90^\circ - \delta_{\text{G.P.}} = 62^\circ.6
\end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
\cos b \cos(l - 33^\circ) &= \cos \delta \cos(\alpha - 18^{\text{h}}49^{\text{m}}) \\
\sin b &= \sin \delta \cos 62^\circ.6 - \cos \delta \sin 62^\circ.6 \sin(\alpha - 18^{\text{h}}49^{\text{m}}) \\
\cos b \cdot \sin(l - 33^\circ) &= \sin \delta \sin 62^\circ.6 + \cos \delta \cos 62^\circ.6 \sin(\alpha - 18^{\text{h}}49^{\text{m}})
\end{aligned}$$

Transformaatiotaulukot:

$$\begin{aligned}
(\alpha, \delta) &\rightarrow (l, b) && \text{I. Torgård: Annals Lund Observatory Nrs. 15, 16, 17 (1961)} \\
(l, b) &\rightarrow (\alpha, \delta) && \text{(nykyisin: pieni ohjelma taskulaskimessa} \\
(l^I, b^I) &\rightarrow (l, b) && \text{tai PC:ssä)}
\end{aligned}$$

1.2. Tähtilaskennat

Havaittava suure $A(m/l, b) =$ tähtien lukumäärä suuruusluokkavälissä
 $m - 1/2 \Delta m \dots m + 1/2 \Delta m$ neliöastetta (\square°)
kohden. Yleensä valitaan $\Delta m = 1^{\text{m}}.0$

Vaihtoehtoisesti voidaan käyttää kumulatiivista lukumäärää

$$\begin{aligned}
N(m/l, b) &= \int_{-l.6}^m A(m'/l, b) dm' \\
&\equiv \text{suuruusluokkaa } m \text{ kirkaampien tähtien lukumäärä pro } \square^\circ
\end{aligned}$$

$$\frac{dN(m/l, b)}{dm} = A(m/l, b)$$

Tähtilaskentojen perushavaintomateriaali:

		α, δ, m	m_{lim}		
Bonner Durchmusterung	1860- ⁵⁰		~ 9	$-2^{\circ} \leq \delta \leq 90^{\circ}$	320000
Südliche - " -	1886	- " -	- " -	$-23^{\circ} \leq \delta \leq 2^{\circ}$	130000
Cordoba - " -	1892-	- " -	~10	$-90^{\circ} \leq \delta \leq -23^{\circ}$	680000
Cape Photogr. - " -	1896	- " -	~9.5	$-90^{\circ} \leq \delta \leq -18^{\circ}$	450000
Carte du Ciel	~ 1900 →	- " -	14	$-90^{\circ} \leq \delta \leq 90^{\circ}$	~10 ⁷

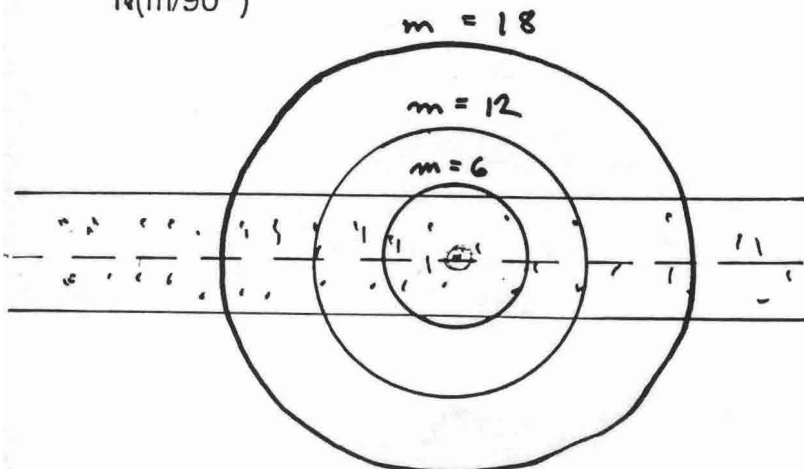
Harvard & Groningen	1918-24			206 aluetta	
Selected Areas		m	15.9	$\sim 1^{\circ} \times 1^{\circ}$	250000
Mt. Wilson Catalogue	1930	m	18.5	159 aluetta	
of Selected Areas				$\sim 20' \times 20'$	68000
Baselin RGV fotometriä 1970-80		R, G, V	19.5(21.5)	~ 10 aluetta	~ 10000
H. Space Telescope	1990 -		~28	$1-2 \square^{\circ}$	

Tähtien lukumäärä kasvaa voimakkaasti kohden Linnunradan tasoa:

$ \delta $	N(m/b)			(m_{pg})
	m=6	12	18	
90 ^o	0.04	10.2	617	
70 ^o	0.04	11.5	692	
50 ^o	0.05	14.8	1000	(luvut \square° kohden)
30 ^o	0.06	23.5	2512	
20 ^o	0.07	31.6	4678	Tähtien lukumäärä koko taivaalla $m \leq 18^{m.5}$
10 ^o	0.09	43.6	9332	n. $200 \cdot 10^6$
0 ^o	0.17	89.1	20900	

N(m/0^o) 4 9 34

N(m/90^o)



Selitys:

- 1) Eri rajasuuruusluokkia vastaa erilainen keskim. etäisyys.
- 2) Tähdet muodostavat voimakkaasti litistyneen järjestelmän.

Tähtien yhteenlaskettu valo:

$$\text{Pintakirkkaus } I = \sum_{-1.6}^{\infty} I(m)$$

$$I(m) = 10^{-0.4(m-10)} \cdot A(m)$$

yksikkönä 10^m tähti. Tällöin $I(m)$ ja I saadaan yksiköissä

$$10^m \text{ tähteä/}\square^\circ = S_{10}$$

(Pintakirkkauden fysikaalinen yksikkö $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{sr}^{-1}\text{\AA}^{-1}$) $\checkmark m^{-2} \text{sr}^{-1} m^{-1}$

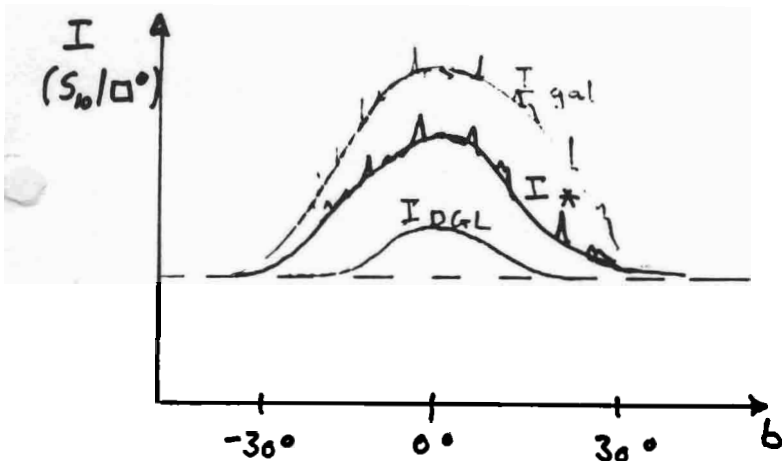
Roach and Megill: 1961, Astrophys. Journal 133, 228

1.3. Linnunradan pintakirkkaus

$$I_{\text{gal}} = \underbrace{\text{Tähtien yhteenlaskettu valo}} + \underbrace{\text{diffuusi Linnunradan valo}}$$

$$b = 0^\circ : I_{\star} \sim 70\% \quad I_{\text{DGL}} \sim 30\%$$

Havaitaan yötaivaan pintakirkkautta esim. $1\square^\circ$ suuruudessa alueessa



Pintakirkkauden komponentit:

- 1) Tähtien valo + diff. gal. valo
- 2) Zodiakaalivalo (Eläinratavallo)
- 3) Airglow ("Ilmakehken")
- 4) Ilmakehän sironta
- (5) Galaksien ja muu extragal. valo)

Tuloksia:

a) Valosähköinen fotometria fotometria B ja V
Elsässer ja Haug (1960, Zs.Astrophysik 50, 121)

b) Pioneer 10 (1972-1974, $r > 3.3$ AU, missä zodiakaalivalo ≈ 0)
v.d. Kruit (1986, A&A 157, 230)

c) COBE/DIRBE (1989): Koko taivaan infrapunakartoitus 1.25 - 240 μm

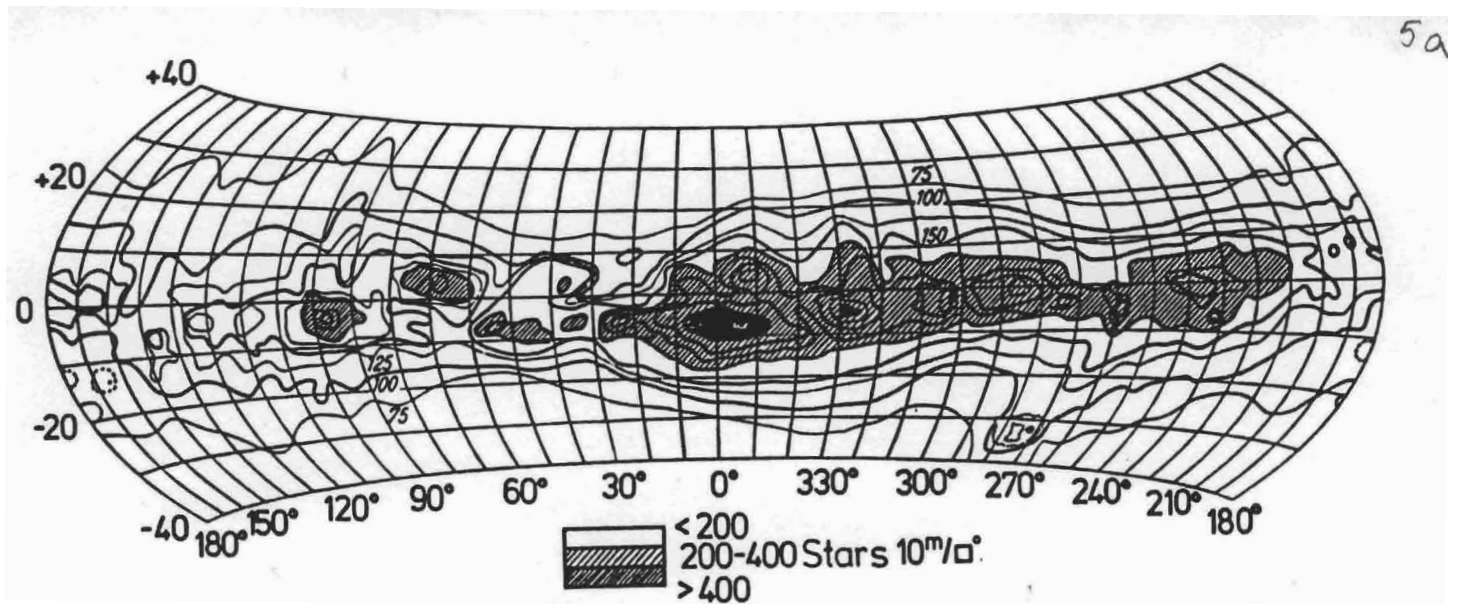


Fig. 3.3. Isophotes of the brightness distribution in the Milky Way for the visual spectral region. Unit of surface brightness: 1 star magnitude 10. per square degree. (From Elsässer and Haug, 1960)

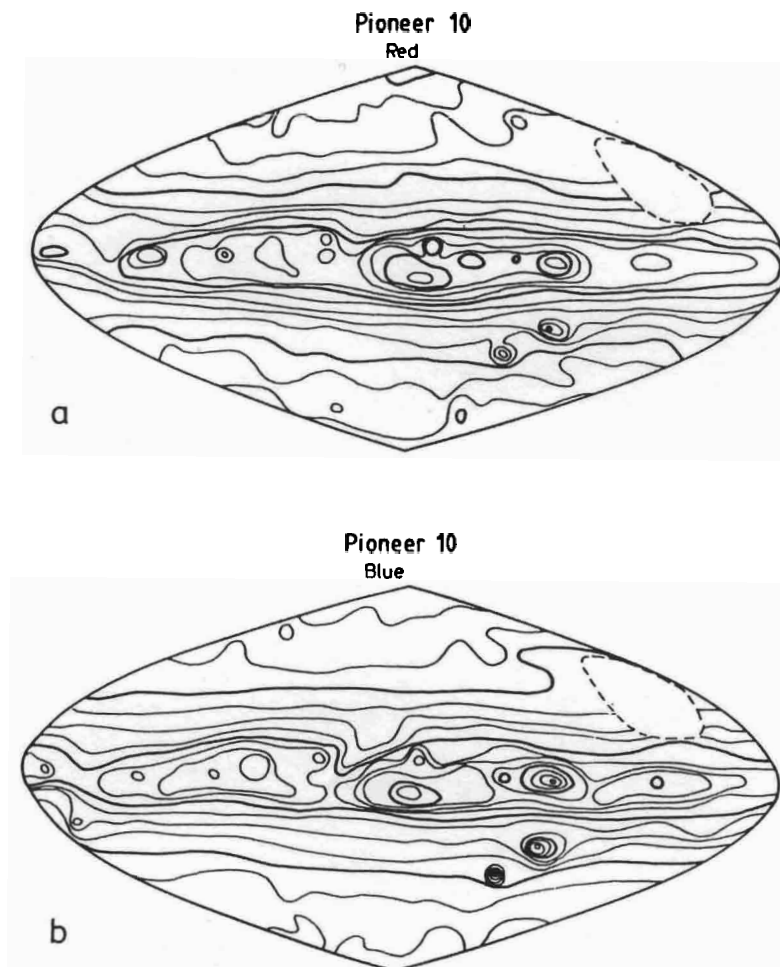


Fig. 2 a and b. Surface brightness distribution of the background starlight after removal of stars with $m_v < 6.5$, derived by the Pioneer 10 background experiment in the red and blue band. The angular resolution is about 8° . The direction towards the Galactic centre is in the middle of the pictures and the Galactic north pole at the top. Galactic longitude increases towards the left. The contour unit is $0.25 \text{ mag arcsec}^{-2}$; the faintest thick one in *a* corresponds to about $24V\text{-mag arcsec}^{-2}$ and in *b* to about $24B\text{-mag arcsec}^{-2}$. The missing part is the direction towards the sun as seen from Jupiter around Pioneer 10 encounter

1.4. Eri tyyppisten tähtien ja joukkojen näennäinen jakaantuminen

- Nuoret tähdet
- OB I-V
 - ylijättiläiset (kaikkien sp. luokkien -)
 - avoimet joukot

esiintyvät galaktisen ekvaattorin lähellä, koska ne todellisuudessa sijaitsevat lähellä Linnunradan tasoa, missä ne ovat syntyneet.

- Vanhat tähdet
- suurin osa F-M V tähdistä
 - pallomaiset joukot
 - alikääpiöt (subdwarfs)

ovat jakautuneet tasaisesti eri galaktisille leveyksille, mutta keskittyvät kohden Linnunradan keskuksen suuntaa.

Gouldin vyö. Kirkkaat OB tähdet ($m \leq 5^m$) eivät keskity galaktisen ekvaattorin ympärille vaan pitkin isoympyrää joka poikkeaa tästä noin 20° . Sama efekti havaitaan myös mm. pimeille sumuille. Selitys: Auringon lähiympäristössä paikallinen poikkeama interstellaarisen materian jakautumisessa → sama poikkeama lähiympäristön nuorien tähtien jakautumassa.

2. Tähtien etäisyyksien ja liikkeitten määrittäminen

2.1. Fundamentaalisien tähtitieteellisten koordinaatiston toteuttaminen

Etäisyydenmittaus tähtitieteessä perustuu suuntien mittaamiseen, (poikkeus: tutkan käyttö aurinkokunnassa) yleensä useana eri ajankohtana. Suuntien mittausta tarvitaan myös tähtien liikkeitten määrittämiseksi kohtisuorassa näkösadetta vastaan (=tangentialinopeus). Tarvitaan siis reproduoitavissa oleva koordinaatisto, johon eri ajankohtina tehdyt havainnot tähtien paikoista (α, δ) voidaan palauttaa.

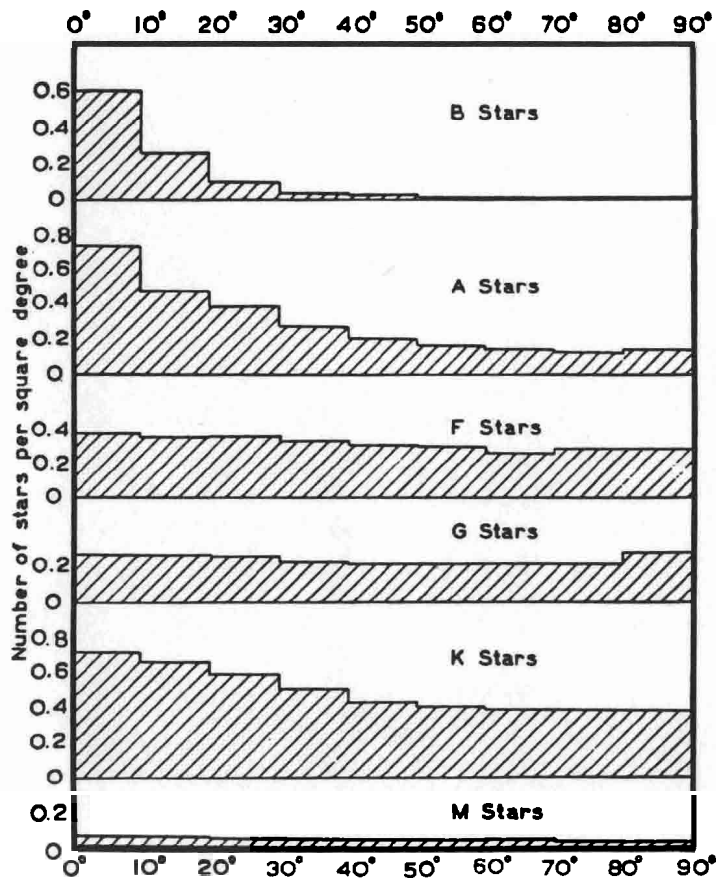


Figure 5.2 Variation of areal star density with galactic latitude for different spectral types (stars brighter than 8.5).

Gould's belt

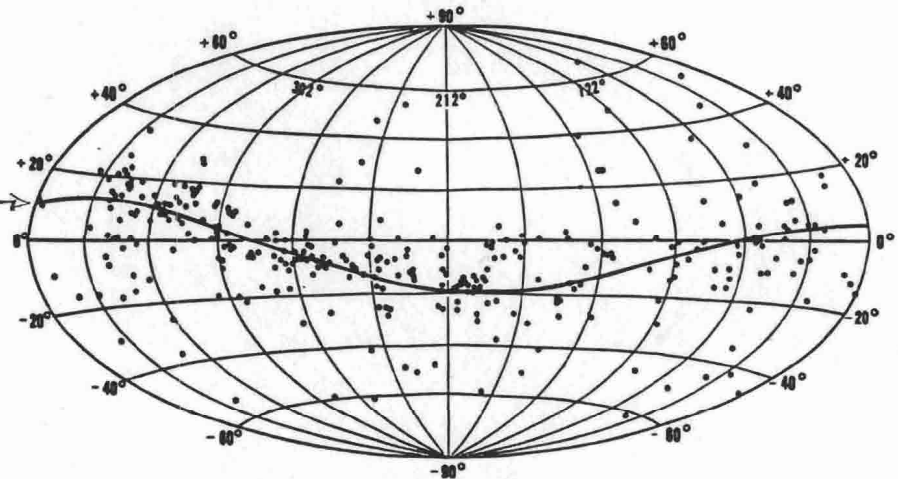


FIG. 1.—Galactic distribution of B stars brighter than visual magnitude 5.25 according to Shapley and Miss Cannon. The curve represents approximately the circle of concentration of these stars and illustrates the so-called "local system."

B - Stars with $V < 5.25$

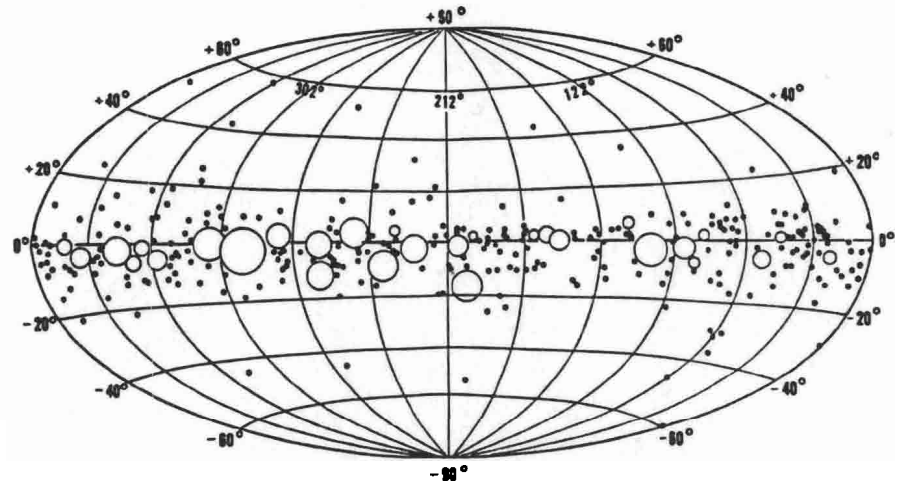


FIG. 2.—Galactic distribution of B stars fainter than visual magnitude 6.25 according to Shapley and Miss Cannon. These fainter stars are clearly concentrated along the galactic plane. Circles represent groups or clusterings of B stars. Dots represent individual stars.

B - stars $V > 6.25$ and B - star clusters

a) Tähtitieteellinen koordinaatisto tietylle epookille

Ekvatoriaalinen koordinaatisto α, δ tietylle ajankohdalle eli epookille on määritelty seuraavasti:

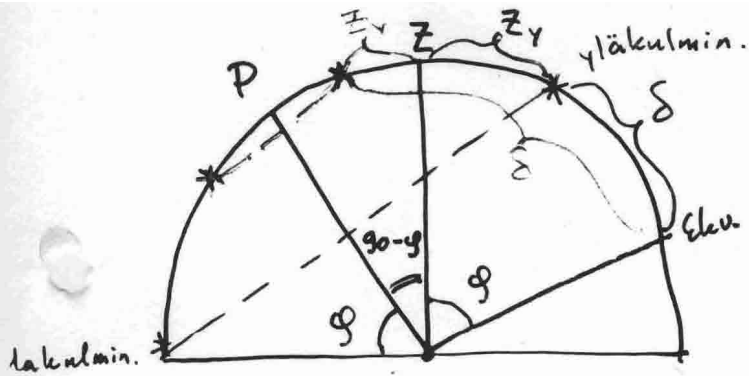
- 1) Maan akselin suunta \rightarrow ekvaattoritaso $\rightarrow \delta$
- 2) Maan ratatason ja ekvaattoritason leikkaussuoran suunta
(= kevättasauspiste) $\rightarrow \alpha = 0$.

Absoluuttisista α, δ arvoista suurelle joukolla tähtiä seuraa myös koordinaatiston kiinnitys.

Absoluuttisten deklinaatioiden määrittäminen:

Zeniitin suunta vesivaa'alla, elohopeahorisontilla tms.

Tähden zeniittiväli z havaitaan meridiaaniympyrällä.



$$\delta = \begin{cases} \phi - z & \delta < \phi \\ \phi + z & \delta > \phi \end{cases}$$

Havaintopaikan napakorkeus ϕ

saadaan havaitsemalla tähteä ylä- ja alakulminaatioissa (z_y ja z_a)

$$\phi = 90^\circ - \frac{1}{2}(z_a - z_y) \quad \delta < \phi$$

$$\phi = 90^\circ - \frac{1}{2}(z_a + z_y) \quad \delta > \phi$$

Absoluuttisten rektaskensoiden määrittäminen

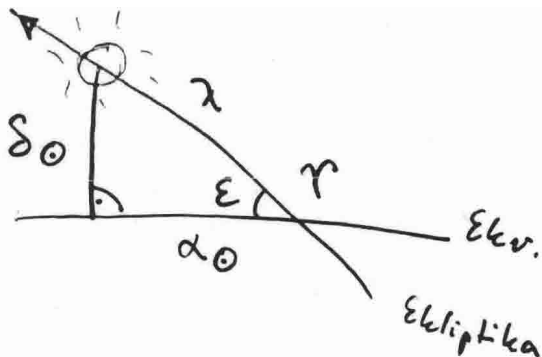
Meridiaanikonetta ja kelloa käyttäen havaitaan tähden ohikulku aika havaintopaikan meridiaanin poikki.

Tarvitaan 0-pisteen = kevättasauspisteen ohikulku aika. Sitä varten on havaittava aurinkoa. Auringon deklinaatioista saadaan:

(1) Talvipäivän- ja kesäpäivänseisauksen aikaan ekliptikan kaltevuus

$$\varepsilon = \delta_{\odot \max} = -\delta_{\odot \min}$$

(2) Kevät- ja syyspäivän tasauksen tienoilla



Pallokolmion peruskaavat

$$\left. \begin{array}{l} B \rightarrow \varepsilon \\ b \rightarrow \delta_{\odot} \\ A \rightarrow 90^{\circ} \\ c \rightarrow \alpha_{\odot} \\ a \rightarrow \lambda \end{array} \right\} \begin{array}{l} \sin \lambda \sin \varepsilon = \sin \delta_{\odot} \cdot 1 \\ \sin \lambda \cos \varepsilon = \cos \delta_{\odot} \sin \alpha_{\odot} \\ \sin \alpha_{\odot} = \frac{\sin \delta_{\odot}}{\sin \varepsilon} \end{array}$$

Siis α_{\odot} saadaan absoluuttisen deklinaation mittausten avulla. Nyt tähden

α_* saadaan havaitsemalla tähtiaikaero meridiaanin ylikulkujen välillä:

$$\alpha_* - \alpha_{\odot} = \theta_* - \theta_{\odot}$$

b) Eri epookkeina tehtyjen paikanmääräysten (α, δ) palauttaminen samaan koordinaatistoon

Koska 1) Maan pyörimisakselin ja 2) Maan ratatason suunta muuttuvat → edellä määritelty koordinaatisto kiertyy. Jotta eri aikoina tehtyjä absoluuttisia α, δ havaintoja voitaisiin verrata (→ ominaisliikkeet), on tiedettävä miten koordinaatisto kiertyy. Ts. pyrkimyksenä on kiinteän (galaksien suhteen) koordinaatiston aikaansaaminen.

Absoluuttisista havainnoista saatavat α, δ muuttuvat ajan mukana seuraavista syistä:

Prekessio = Kuu-aurinkoprekessio + planeettaprekessio

Nutaatio

Aberraatio

[Parallaksi (hyvin lähellä oleville tähdille)]

Lisäksi:

Tähden ominaisliike

Kun em. tähtien koordinaatteja muuttavat efektit on mahdollisimman hyvin otettu huomioon, saadaan kiinteä koordinaatisto (approksimaatio!) josta käytetään nimitystä fundamentaallinen tähtitieteellinen koordinaatisto.

Fundamentaalliluettelot (FK1-FK4) - FK 5

FK4 (1964) 1535 tähteä $m \leq 7$

FK5 (1984) ~ 5000 $\sim m \leq 9.5$

$\alpha \pm 0^s.003$ $\mu_\alpha \cos \delta \pm 0^s.01$ (ominaisliike/100a)

$\delta \pm 0".01$ $\mu_\delta \pm 0".05$

Fundamentaalliluettelon tähtien avulla voidaan nyt suhteellisia α, δ mittauksia käyttäen määrätä suurelle joukolle tähtiä koordinaatit ja ominaisliikkeet. Esim. "Kataloge der Astronomischer Gesellschaft":

AGK1 Epookki 1880

AGK2 Epookki 1930

AGK3 Epookki 1960 n. 180 000 tähden $\alpha, \delta, \mu_\alpha, \mu_\delta$

HIPPARCOS (ESA) 1989-1993

100 000 - 120 000 tähteä $B \leq 9^m (13^m)$

$\frac{\Delta \alpha}{\Delta \delta}$	μ/a	τ
0".002	0".002	0".002
0".03		

Tycho 400 000 - 1 milj. - - 10-11^m

2.2 Tähtien avaruusnopeuksien määrittäminen

Tähden nopeusvektorin määrittämiseksi tarvitaan sen suunta (esim. α, δ) ja suuruus (kms^{-1}), tai nopeuden 3 komponenttia suorakulmaisessa koordinaatistossa. Nämä komponentit saadaan kahdella hyvin erilaisella menetelmällä:

a) Nopeus näkösäteen suunnassa = radiaalinopeus v'_r

saadaan spektriviivojen siirtymästä $\Delta\lambda$

$$\frac{v'_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \quad (\text{tässä } v_r \ll c)$$

Yleensä säteisnopeudet halutaan ilmoittaa auringon suhteen levossa olevalle havaitsijalle. \rightarrow suoraan havainnosta saatua v'_r on korjattava maan

pyörimisliikkeen ($\leq 0.5 \text{ kms}^{-1}$) ja rataliikkeen ($\leq 30 \text{ kms}^{-1}$) aiheuttamilla

efekteillä. Merkitään tätä seuraavassa v_r . — heliosentrinen v_r
(barysentrisen v_r)

- Säteisnopeuden mittaustarkkuus parhaimmillaan n. 0.5 kms^{-1} (tähdille)

- Säteisnopeus tunnetaan noin 20 000 tähdelle.

b) Nopeus näkösädetä vastaan kohtisuorassa suunnassa

= tangentiaalinopeus t

määrittelee avaruusnopeuden kaksi muuta komponenttia.

Tangentiaalinopeuden saamiseksi on havaittava tähden ominaisliike ja on myös tunnettava tähden etäisyys.

Ominaisliikkeen määrittämiseksi on havaittava tähden paikka (α, δ) vähintään kahtena ajankohtana t_1 ja t_2 , joiden erotuksen on oltava $t_2 - t_1 =$ useita 10

vuosia. (HIPPARCOS : $\Delta t \approx 2-4 \text{ a}$)

Ominaisliike μ ilmoitetaan yksiköissä kaarisekuntia/vuosi ($''/a$)
 suurin ominaisliike $\sim 10''/vuosi$,
 yleensä vain muutamia $0''.01/vuosi$.

Komponentit:

$$\begin{cases} \mu_{\alpha}'' = \mu'' \sin P \\ \mu_{\delta}'' = \mu'' \cos P \end{cases}$$

$P = \text{positiokulma}$
 ($N \rightarrow E$)

Aikamitassa:

$$\mu_{\alpha}^s = 1/15 \mu_{\alpha}'' / \cos \delta \quad (1^s = 15'')$$

$$\mu_{\alpha}'' = \mu_{\alpha}^s \cdot 15 \cdot \cos \delta$$

Tangentialinopeus:

$$t_{\alpha} = \kappa r \mu_{\alpha}'' \quad [\text{kms}^{-1}]$$

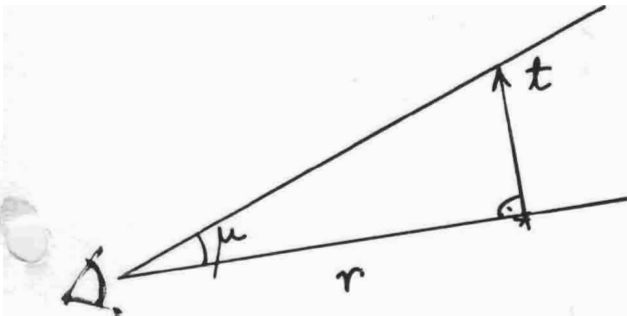
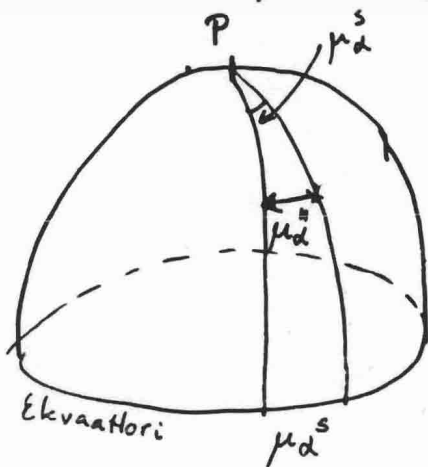
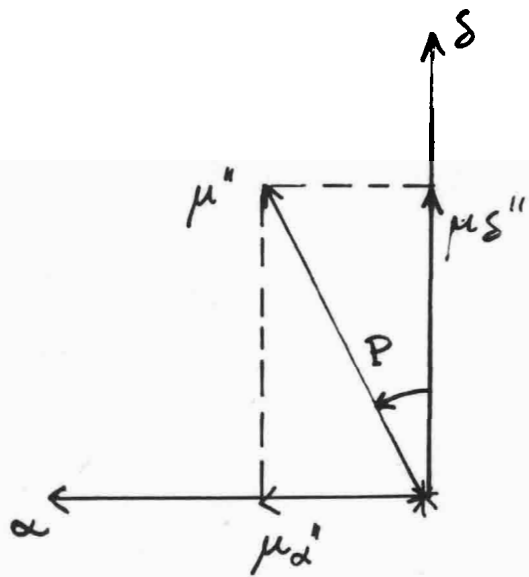
$$t_{\delta} = \kappa r \mu_{\delta}'' \quad [\text{kms}^{-1}]$$

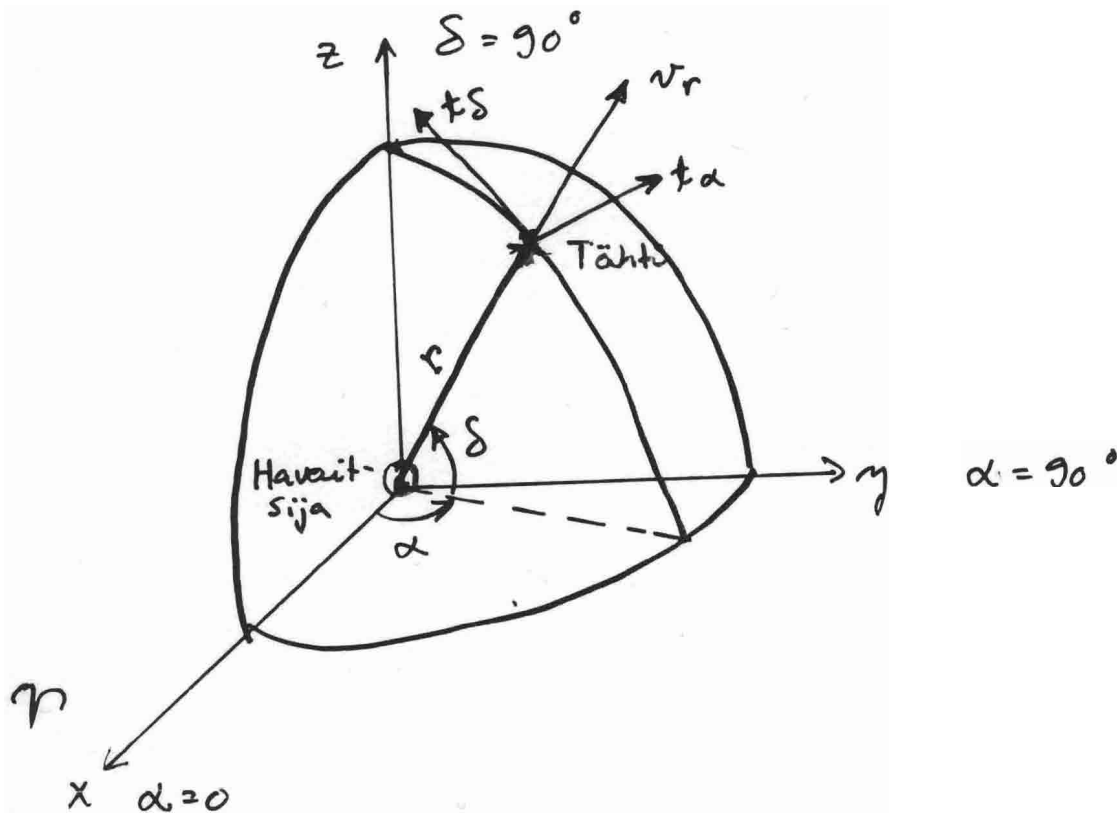
$$[r] = \text{pc}$$

$$[\mu_{\alpha}, \mu_{\delta}] = ''/vuosi$$

$$\kappa = \frac{\left(\frac{\text{pc}}{\text{km}}\right) \cdot \left(''/\text{rad}\right)}{(\text{vuosi}/\text{s})} = \frac{(3.084 \cdot 10^{13}) \frac{1}{206265}}{3.156 \cdot 10^7} = 4.738$$

E





c) Avaruusnopeus kiinteässä suorakulmaisessa koordinaatistossa x, y, z

v_r, t_α, t_δ suunnat riippuvat tähden suunnasta (α, δ) .

Nopeuskomponentit halutaan saada kaikille tähdille samassa koordinaatistossa x, y, z (kuva yllä).

$$\begin{cases} x = r \cos\alpha \cos\delta \\ y = r \sin\alpha \cos\delta \\ z = r \sin\delta \end{cases}$$

$$\begin{cases} \dot{x} = \dot{r} \cos\alpha \cos\delta - \dot{\alpha} r \sin\alpha \cos\delta - \dot{\delta} r \cos\alpha \sin\delta \\ \quad = \dot{r} \sin\alpha \cos\delta + \dot{\alpha} r \cos\alpha \cos\delta - \dot{\delta} r \sin\alpha \sin\delta \\ \dot{z} = \dot{r} \sin\delta + \dot{\delta} r \cos\delta \end{cases}$$

$$\left\{ \begin{array}{l} \dot{r} = v_r \text{ [kms}^{-1}\text{]} \\ \dot{\alpha} = d\alpha/dt \text{ [rad s}^{-1}\text{]} \quad t_\alpha = \dot{\alpha} r \cos\delta \\ \dot{\delta} = d\delta/dt \text{ [rad s}^{-1}\text{]} \quad t_\delta = \dot{\delta} r \end{array} \right. \quad t_\alpha \approx \mu \alpha''$$

$$\left\{ \begin{array}{l} \dot{x} = v_r \cos\alpha \cos\delta - t_\alpha \sin\alpha - t_\delta \cos\alpha \sin\delta \\ \dot{y} = v_r \sin\alpha \cos\delta + t_\alpha \cos\alpha - t_\delta \sin\alpha \sin\delta \\ \dot{z} = v_r \sin\delta + t_\delta \cos\delta \end{array} \right.$$

d) Paikallinen lepostandardi

(= Local Standard of Rest)

Edellä tarkastellut nopeuskomponentit olivat nopeuksia auringon suhteen. Koska auringolla on tietty oma (satunnainen) pekuliaarinopeus, on tarkoituksenmukaisempaa tarkastella tähtien ym. taivaankappaleiden nopeuksia sellaisessa auringon suhteen tasaisella nopeudella liikkuvassa koordinaatistossa, jossa auringon lähiympäristön tähtien nopeuskomponenttien keskiarvot = 0. Tämä koordinaatisto on nimeltään paikallinen lepostandardi (Local Standard of Rest = LSR).

$\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$ = tähden nopeus auringon suhteen

$$\left\{ \begin{array}{l} u_i = \dot{x}_i - \langle \dot{x} \rangle \\ v_i = \dot{y}_i - \langle \dot{y} \rangle \\ w_i = \dot{z}_i - \langle \dot{z} \rangle \end{array} \right. \quad u, v, w = \text{tähden } i \text{ nopeus LSR:n suhteen}$$

tässä: $\left\{ \begin{array}{l} \langle \dot{x} \rangle = 1/N \sum_i \dot{x}_i \\ \langle \dot{y} \rangle = 1/N \sum_i \dot{y}_i \\ \langle \dot{z} \rangle = 1/N \sum_i \dot{z}_i \end{array} \right.$ kaikkien tarkasteltujen tähtien nopeuskomponenttien keskiarvot auringon suhteen.

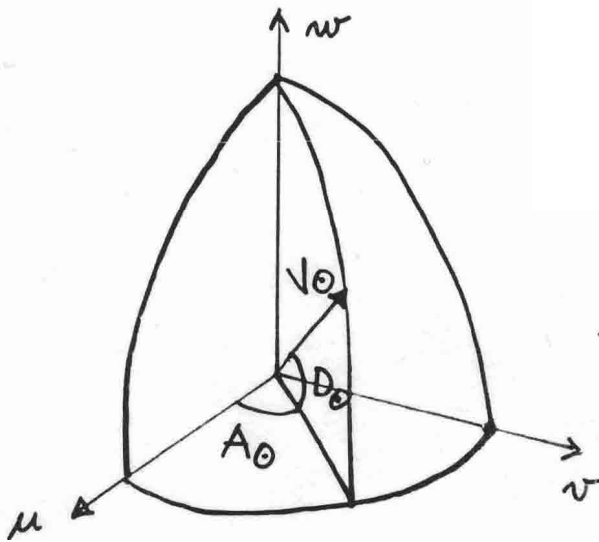
Nyt on selvästikin:

$$\langle u \rangle = \langle \dot{x} \rangle - \langle \dot{x} \rangle = 0, \quad \langle v \rangle = 0, \quad \langle w \rangle = 0$$

Auringolle itselleen on $\dot{x} = \dot{y} = \dot{z} = 0$

siis:

$$\begin{cases} u_{\odot} = -\langle \dot{x} \rangle \\ v_{\odot} = -\langle \dot{y} \rangle \\ w_{\odot} = -\langle \dot{z} \rangle \end{cases}$$



Nopeuskoordinaatisto (u, v, w)

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

Käytännössä sovittu:

$$\alpha (1900) = 18^{\text{h}}$$

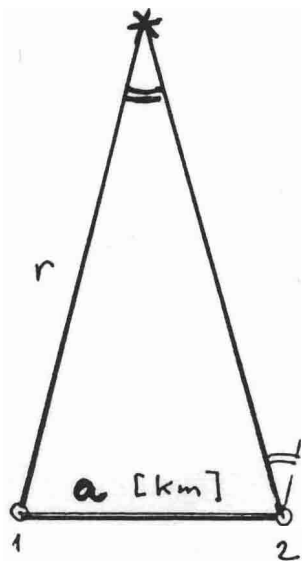
$$\delta (1900) = +30^{\circ}$$

$$V_{\odot} = 20 \text{ kms}^{-1}$$

$$\Rightarrow V_{\text{LSR}}$$

2.3 Primääriset menetelmät tähtien etäisyyksien määrittämisessä

Perusidea:



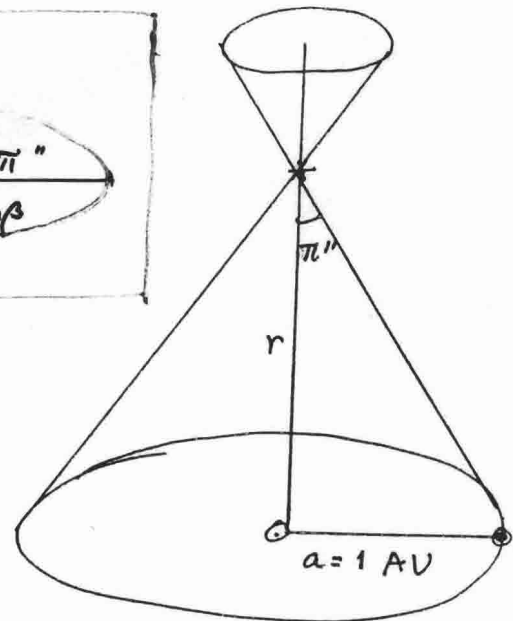
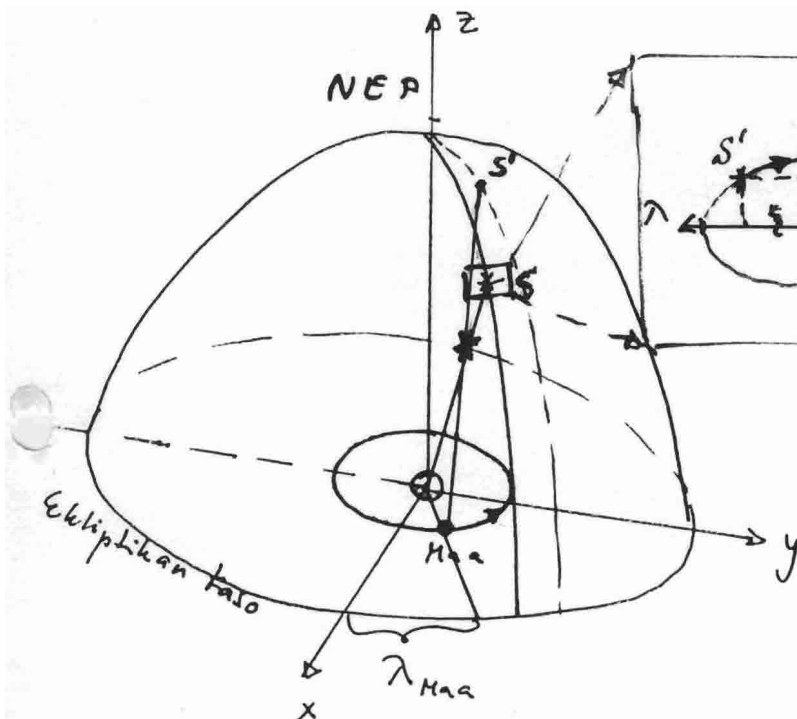
- 1) Tunnetaan jokin riittävän pitkä kanta absoluuttisissa yksiköissä (AU tai km)
- 2) Mitataan se kulma, jossa tämä kanta näkyy tähden etäisyydeltä katsottuna

Kaksi tilannetta:

- 1) Kanta havaitsijan puoleisessa päässä (maan radan halkaisija, auringon liikkuma matka [km])
- 2) Kanta tähden puoleisessa päässä (tähden liikkuma matka [km])

a) Trigonometriset parallaksit

Kanta: Maan radan halkaisija = 2 AU



$$\tan \pi'' \approx \sin \pi'' = \frac{\pi''}{206265} = \frac{a}{r}$$

$$\pi'' = \frac{206265 a}{r}$$

$$\pi'' = 1'' \Rightarrow r = 1 \text{ pc} = 206265 \text{ AU}$$

$r [\text{pc}]$

Tähden äärellisen suuruisen etäisyyden (parallaksi = π) ansiosta sen koordinaatit muuttuvat periodisesti 1 vuoden jaksolla siten, että tähti piirtää taivaanpallolle ellipsin, jonka puoliakselit ovat λ - ja β -koordinaattien suuntaiset ja suuruudeltaan π'' ja $\pi'' \sin \beta$.

Todistus:

$$\begin{cases} x = r \cos \lambda \cos \beta \\ y = r \sin \lambda \cos \beta \\ z = r \sin \beta \end{cases} \quad \begin{cases} dx = dr \cos \lambda \cos \beta - d\lambda r \sin \lambda \cos \beta - d\beta r \cos \lambda \sin \beta \\ dy = dr \sin \lambda \cos \beta + d\lambda r \cos \lambda \cos \beta - d\beta r \sin \lambda \sin \beta \\ dz = dr \sin \beta + d\beta r \cos \beta \end{cases}$$

$$\begin{cases} dr = dx \cos \lambda \cos \beta + dy \sin \lambda \cos \beta + dz \sin \beta \\ d\lambda r = -dx \sin \lambda + dy \cos \lambda \\ d\beta r = -dx \cos \lambda \sin \beta - dy \sin \lambda \sin \beta + dz \cos \beta \end{cases}$$

λ, β ovat tähden koordinaatit auringosta katsottuna

$\lambda + \Delta\lambda, \beta + \Delta\beta$ ovat tähden koordinaatit maasta katsottuna

Siirtyminen auringosta maahan vastaa xyz koordinaatiston yhdensuuntaissiirrosta määrällä

$$\begin{cases} \Delta x = a \cos \lambda_{\oplus} = -a \cos \lambda_{\odot} & (\lambda_{\odot} = \lambda_{\oplus} + 180^\circ) \\ \Delta y = a \sin \lambda_{\oplus} = -a \sin \lambda_{\odot} \\ \Delta z = 0 \end{cases}$$

Sama koord. muutos $\Delta\lambda, \Delta\beta$ saadaan jos koordinaatisto pidetään kiinteänä ja siirretään tähteä $-\Delta x, -\Delta y$ verran:

$$\begin{aligned} \cos \beta \Delta\lambda r &= -a \cos \lambda_{\odot} \sin \lambda + a \sin \lambda_{\odot} \cos \lambda = a \sin(\lambda_{\odot} - \lambda) \\ \frac{1}{\sin \beta} \Delta\beta r &= -a \cos \lambda_{\odot} \cos \lambda - a \sin \lambda_{\odot} \sin \lambda = -a \cos(\lambda_{\odot} - \lambda) \\ \xi &= \cos \beta \Delta\lambda = \pi'' \sin(\lambda_{\odot} - \lambda) \\ \eta &= \Delta\beta = -\pi'' \cos(\lambda_{\odot} - \lambda) \sin \beta \end{aligned}$$

$$\left(\frac{\xi}{\pi''} \right)^2 + \left(\frac{\eta}{\pi'' \sin \beta} \right)^2 = 1$$

Trigonometrinen parallaksien mittaaminen:

Koska lähinkin tähti (α Cen C = Proxima Cen) on $r = 1.32$ pc etäisyydellä, ts. $\pi = 0''.76$ ei ole ollut mahdollista mitata parallakseja absoluuttisten α, δ mittausten avulla. Mittaus tehdään suhteellisena mittauksena samassa suunnassa näkyvien ja paljon kauempana olevien tähtien suhteen, joiden parallaksi on häviävän pieni.

Ensimmäiset parallaksimittaukset visuaalisesti heliometrilla *tai* lankamikrometrilla:

Bessel	1828	ϵ Cygni	$\pi = 0''.31$	(nyk. $0''.32$)
W. Struve	1838	α Lyrae	$\pi = 0''.25$	(nyk. $0''.12$)
Henderson, Maclear		α Centauri	$\pi = 1''$	(nyk. $0''.76$)

Nykyisin mittaukset valokuvauslevyiltä (pitkä polttoväli !).

Sopivia kandidaatteja parallaksin mittausta varten ovat

- 1) Kirkkaat tähdet ($m < 5^m$)
- 2) Suuren ominaisliikkeen tähdet $m > 0''.2/\text{vuosi}$

Luettelo: L.F. Jenkins, General Catalogue of Stellar Trigonometric Prallaxes, Yale Univ. Obs. 1952, sisältää 5822 parallaksia (1963 Supplement),

Nyt: n. 7000 tähteä

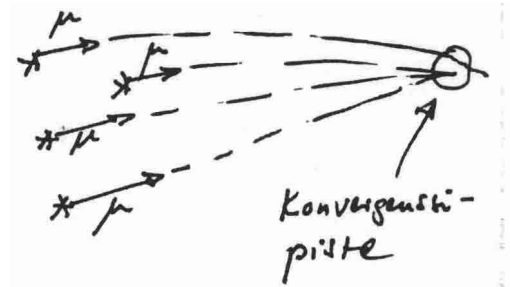
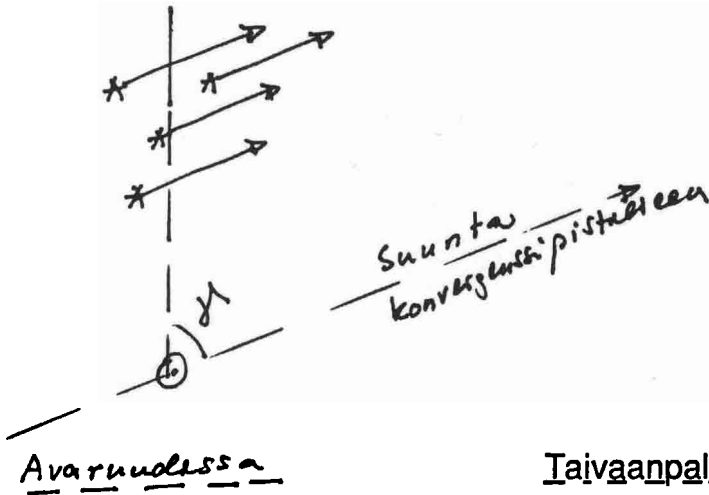
Suhteellisten koordinaattien mittaustarkkuus $\pm 0''.01$

Siis $\pi = 0''.05$ on raja jota pienemmillä trigonometrisilla parallakseilla mittausrvirhe jo liian suuri, ts. trigon. parallaksit käyttökelpoisia etäisyyteen $r \leq 20$ pc asti

Hipparcos: $\pm 0''.002 \rightarrow$ trig. parallakseja $r \leq 100$ pc asti

b) Liikkuvien tähtiryhmien (moving groups) parallaksit

Fysikaalisesti yhteenkuuluvien tähtien ryhmä liikkuu avaruudessa likimain yhdensuuntaisesti ja samalla nopeudella. Esim. avoimet joukot

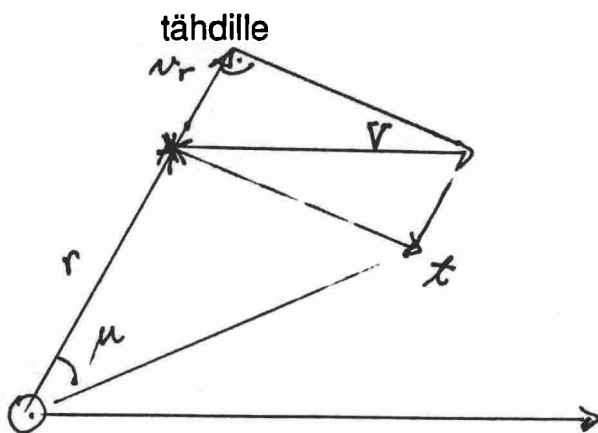


Taivaanpallolla:

isoympyrän kaaret ominaisliikevektorien kautta leikkaavat konvergenssipisteessä

Etäisyyden määrittämiseksi on tunnettava:

- (1) v_r = säteisnopeus vähintään yhdelle ryhmän tähdelle
- (2) $\vec{\mu}$ = ominaisliike (ja sen suunta) mahdollisimman monille ryhmän



$$V = v_r / \cos \gamma$$

V sama kaikille ryhmän tähdille

$$t = \kappa r \mu'' = V \cdot \sin \gamma$$

$$r = \frac{V \sin \gamma}{\kappa \cdot \mu''}$$

γ, μ'' ja r erisuuret ryhmän eri tähdille

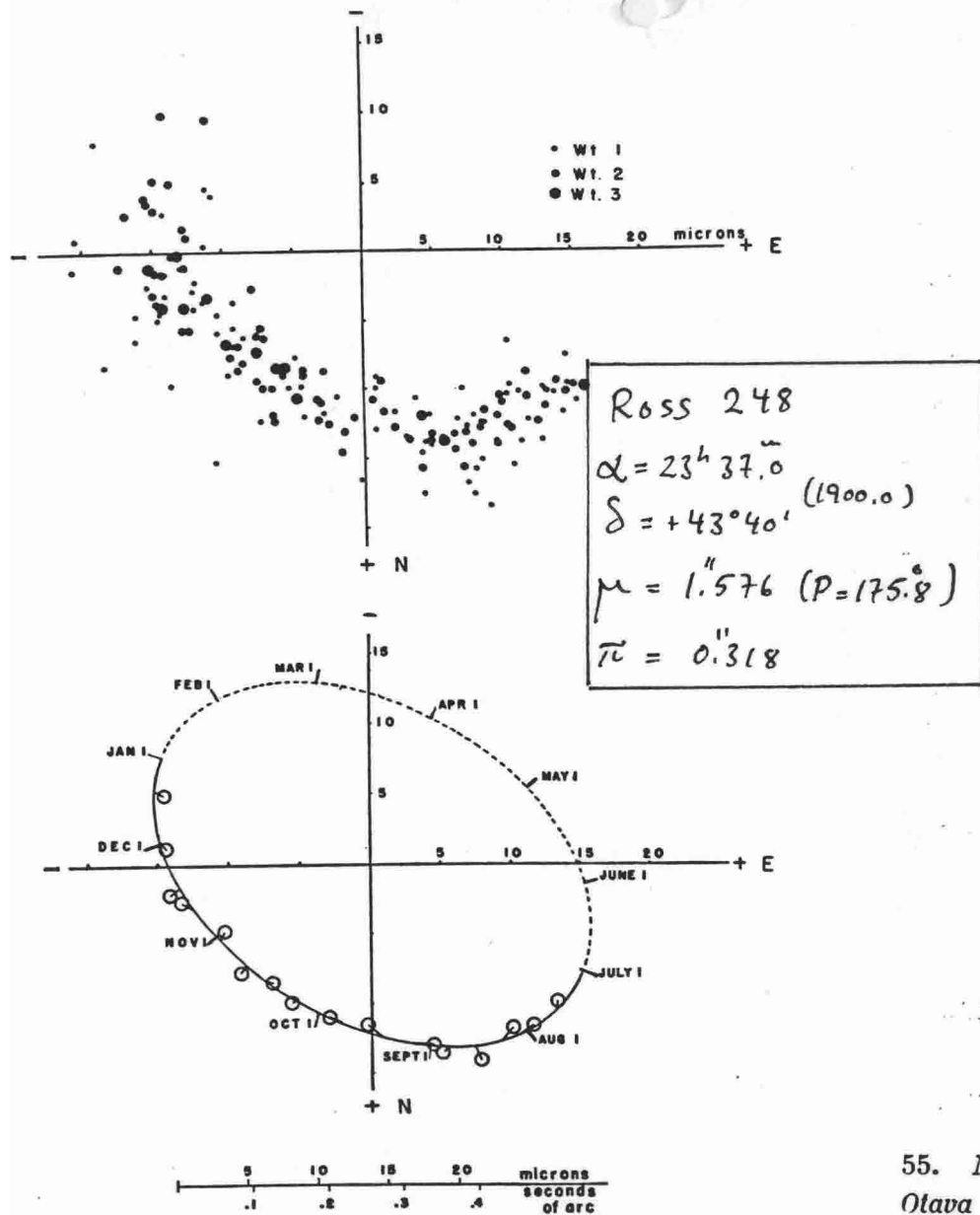
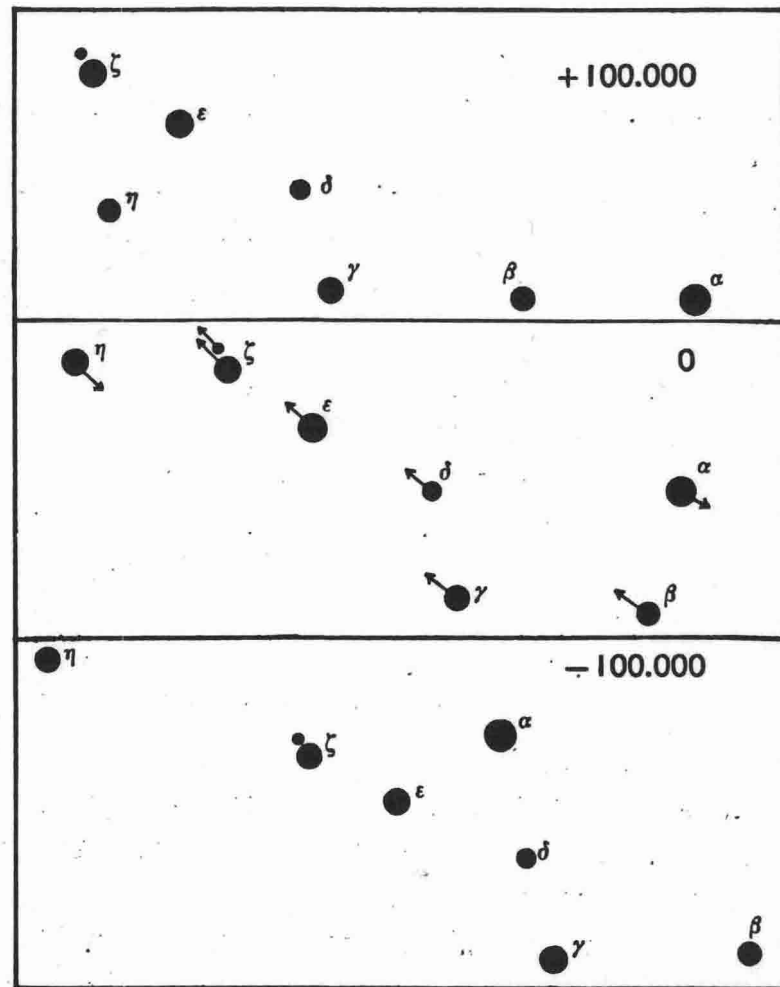


Figure. Upper curve: observed parallactic displacements of Ross 248, 1937-1946. Lower curve: normal places and apparent orbit.



55. Miten Otavan ulkonäkö muuttuu 200 000 vuoden aikana. Alakuvassa Otava 100 000 vuotta sitten, keskikuvassa nykyään ja yläkuvassa 100 000 vuoden kuluttua

Ursa Major liikkuva joukko. Yhteensä useita kymmeniä tähtiä

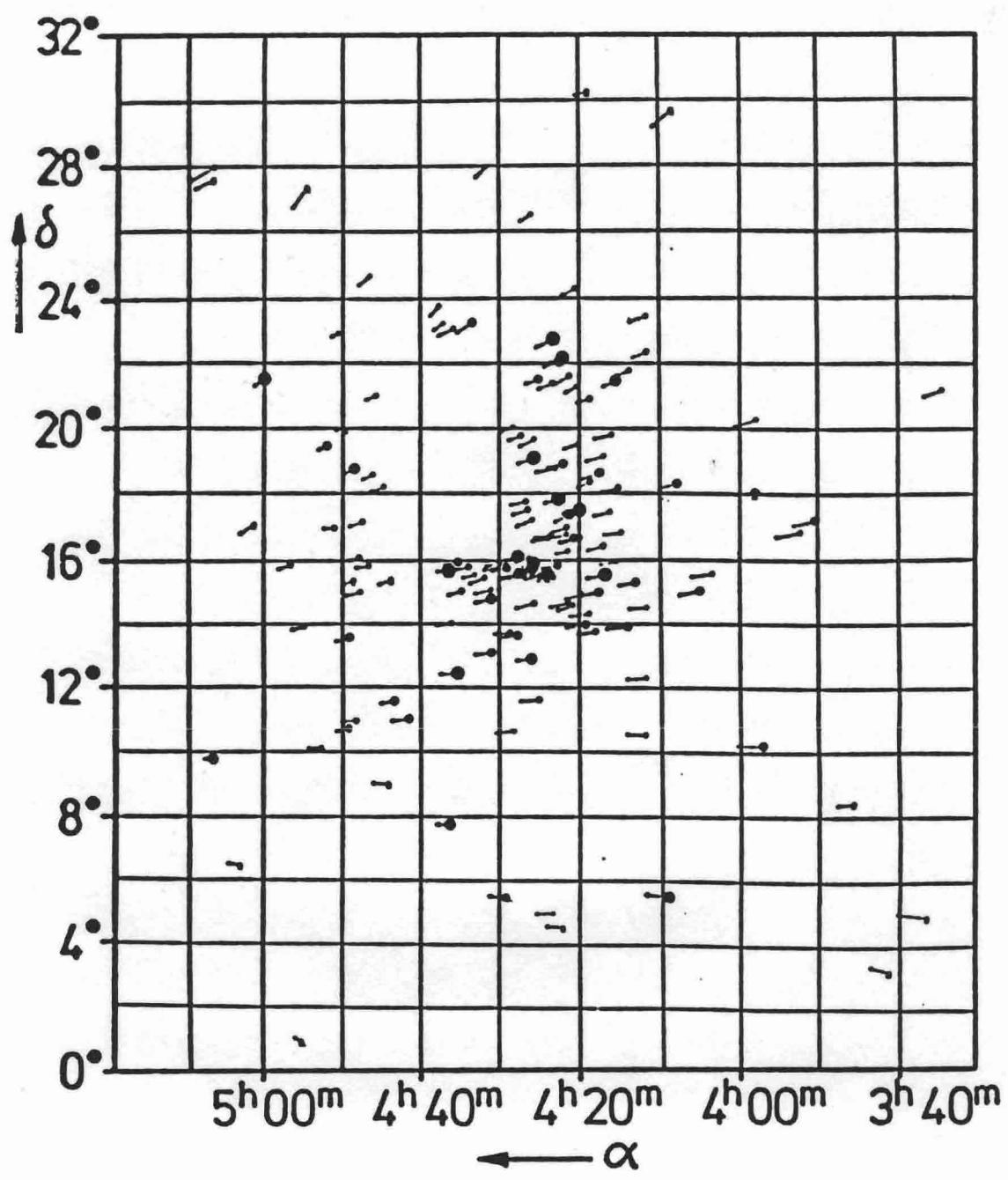


Fig. 2.16. The Taurus moving group with the Hyades. The individual motions of the stars are indicated by darts. [After Van Bueren (1952)]

Tässä menetelmässä on kantana tangentiaalinen nopeus t [kms^{-1}] ja mitattavana kulmana t :tä vastaava ominaisliike μ'' . Oleellista on se, että radiaalinen nopeus antaa t :n absoluuttisissa yksiköissä [kms^{-1}]

Tärkein esimerkki: **Hyadit**

Radiaalinen nopeus: $V = 43.0 \text{ kms}^{-1} \pm 0.4$

Ominaisliikkeet $\sim 0''.1/\text{vuosi}$

Tähtien etäisyydet 36-52 pc, joukon keskus $r = 46.34 \pm 0.27$ (HIPPARLOS 1997)
 48 ± 1 pc (Schwan 1990)

Joukon läpimitta ~ 20 pc

Hyadien parallaksi on keskeisen tärkeä tähtien luminositeettien

kalibroinnissa \rightarrow spektroskooppiset parallaksit

Muita esimerkkejä: Ursa Major-ryhmä $r = 100$ pc

Scorpio-Centaurus -ryhmä $r = 170$ pc

Menetelmän käyttöalue: $r \leq$ muutama 100 pc, siis oleellisesti laajempi kuin trigonometrisilla parallakseilla.

c) Statistiset parallaksit

Näissä menetelmissä käytetään kantana joko

a) Auringon liikettä [kms^{-1}] tai

Mitattava kulma:

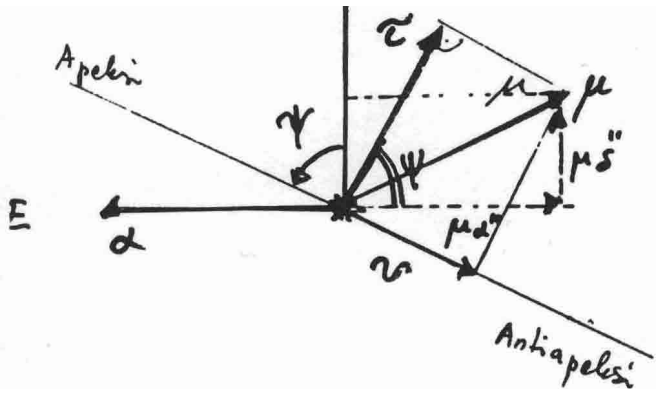
b) Tähtien liikettä [kms^{-1}]

tähden ominaisliike μ

Etäisyyksiä yksittäisiin tähtiin ei saada määrätyksi, vaan ainoastaan keskimääräinen etäisyys sopivasti valitulle tähtiryhmälle.

Perusajatuksena on ominaisliikkeen jakaminen kahteen komponenttiin

seuraavasti:
N



Piirretään tähden kautta isoympyrä, joka kulkee (aurion liikkeen) apeksista antiapeksiin.

Ominaisliike μ jaetaan komponentteihin siten, että:

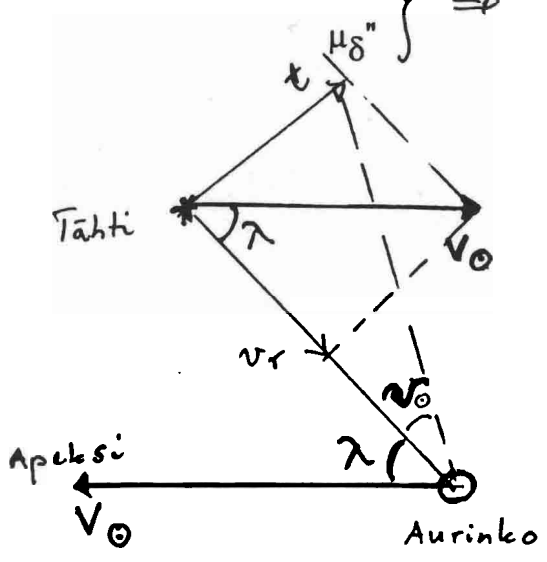
- ν : yhdensuuntainen
 - τ : kohtisuorassa
- } Apeksi-
Antiapeksi
suunnan
suhteen

Apeksin suunnan positiokulma merkitään Ψ
(riippuu tähden koordinaateista α, δ)

(Positiokulma: $N \rightarrow E$)

Havaituista μ_{α}''

$$\left\{ \begin{aligned} \nu &= +\mu_{\alpha}'' \sin \Psi - \mu_{\delta}'' \cos \Psi \\ \tau &= -\mu_{\alpha}'' \cos \Psi + \mu_{\delta}'' \sin \Psi \end{aligned} \right. \quad (\nu = \text{ypsilon})$$



Tähden radiaalinopeus

$$\nu_r = -V_{\odot} \cos \lambda$$

Aurion liike nopeudella V_{\odot} (=19.5 km/s)

kohden apeksia aiheuttaa, että koordinaatistossa jossa aurinko kiinteä, tähti liikkuu

nopeudella V_{\odot} antiapeksin suuntaan. Tähden

tangentiaalinopeus $t = V_{\odot} \sin \lambda$

Toisaalta $t = 4.74 \cdot r \cdot \nu_{\odot}''$ jossa ν_{\odot} = aurion

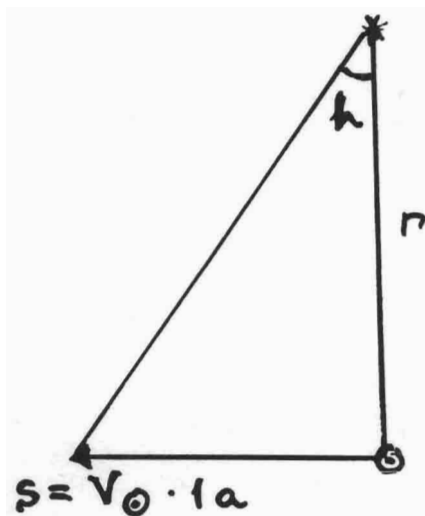
liikkeen aiheuttama tähden ominaisliike.

Saadaan

$$\nu_{\odot} = \frac{V_{\odot} \sin \lambda}{4.74 \cdot r} = \frac{V_{\odot} \sin \lambda}{4.74} \pi''$$

Huomautus:

Analogisesti tähden vuotuisen parallaksin π kanssa voidaan määrittää ns. tähden sekulaarinen parallaksi h , jolla tarkoitetaan sitä kulmaa, jossa auringon vuodessa kulkema matka näkyy tähdestä (kohtisuorasti) katsottuna.



$$v_{\odot} = 4.74 \cdot r \cdot h$$

[km s^{-1}] [pc] [$''/\text{a}$]

$$h = \pi'' \cdot \frac{v_{\odot}}{4.74} \leftarrow \sim 19.5 \text{ km s}^{-1}$$

$$\boxed{h = 4.11 \cdot \pi''}$$

[$''/\text{a}$]

d) v_{\odot} -komponentti:

$$v = v_{\odot} + v_{*}$$

v_{*} = tähden pekuliaariliike:

v_{*} satunnaisesti jakautunut ja $\langle v_{*} \rangle = 0$

Tarkastellaan samassa pienessä alueessa taivaalla N tähteä:

$$\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_i = \langle v \rangle = \frac{v_{\odot} \sin \lambda}{4.74} \underbrace{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \pi_i}_{=\bar{\pi}} + \underbrace{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_{*i}}_{\langle v_{*} \rangle = 0}$$

$\bar{\pi}$ = k.o. tähtien keskimääräinen eli statistinen parallaksi

$$\bar{\pi} = \frac{4.74}{v_{\odot} \sin \lambda} \langle v \rangle$$

$\langle v \rangle$ = havaittujen v -komponenttien keskiarvo

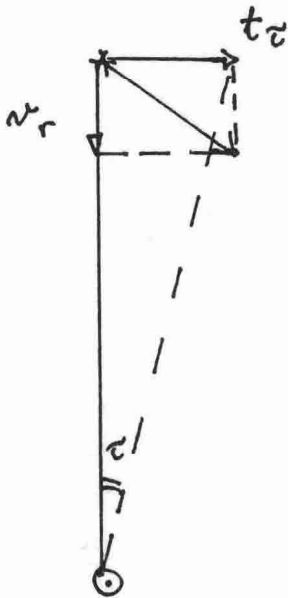
Tässä menetelmässä kantana auringon liikkuma matka $v_{\odot} \cdot (t_2 - t_1)$ tähtien

ominaisliikkeiden mittaukseen käytettävissä olevana aikavälinä

$t_2 - t_1$ = kymmeniä vuosia.

β) τ-komponentti:

$$\tau = \tau_*$$



τ_* satunnaisesti jakautunut ja $\langle \tau_* \rangle = 0$

Tarkastellaan sen vuoksi $|\tau|$: a :

$$|\tau| = \frac{|t_c|}{4.74 r} = \frac{\overline{\tau}''}{4.74} |t_c|$$

Tarkastellaan sitten N tähteä tietyssä pienessä alueessa taivaalla. Parallaxsin määrittämiseksi johdetaan $|\tau|$:lle arvio tähtien radiaalinopeuksien avulla:

$$v_r = -V_{\odot} \cos \lambda + v_{r*}$$

Jos oletetaan että tähtien nopeudet ovat isotrooppisesti jakautuneet, niin saadaan:

$$\langle |t_c| \rangle = \langle |v_{r*}| \rangle = \langle |v_r + V_{\odot} \cos \lambda| \rangle$$

Oletetaan, että t-nopeusjakautuma riippumaton parallaxista. Silloin:

$$\begin{aligned} \langle |t_c| \rangle &= \frac{\overline{\tau}''}{4.74} \langle |t_c| \rangle = \frac{\overline{\tau}''}{4.74} \langle |v_r + V_{\odot} \cos \lambda| \rangle \\ \overline{\tau}'' &= \frac{4.74 \langle |t_c| \rangle}{\langle |v_r + V_{\odot} \cos \lambda| \rangle} \end{aligned}$$

Kantana tähden liikkuma matka $v_{r*} \cdot (t_2 - t_1)$ ominaisliikkeen τ mittaukseen käytettävissä olevana aikana $(t_2 - t_1)$.

γ) Vastaavasti voidaan käyttää tähtien pekuliaarisia liikkeitä v_* ja radiaalinopeuksia v_{r*} } $\Rightarrow \overline{\tau}''$

- MKK spektriluokittelussa saadaan myös tähden luminositeettiluokka: Ia, Ib, II, III, IV, V (esim. G2 V)
- Kutakin MKK Sp.luokkaa vastaa tietty absol. magnitudi M_V (G2V $\rightarrow M_V = -4.7$). Tätä ei kuitenkaan voida suoraan (teoreettisesti) päätellä tähden spektrin perusteella, vaan M_V -Sp.luokka relaatio on ensin empiirisesti kalibroitava: tätä varten on tunnettava joidenkin ko. Sp.luokan tähtien etäisyydet geometristen et. määr. menetelmien perusteella (esim. trig. parallaksi).
- Vaikeuksia aiheuttavat tietyt harvinaiset tähdet, esim. ylijättiläiset, koska niitä ei (sattumalta) esiinny auringon lähiympäristössä eikä Hyadien liikkuvassa joukoissa.
- Näissä tapauksissa käytetään seuraavaa menetelmää: Avoimien joukkojen pääsarjojen yhteensovittaminen:
 - 1) Hyadien etäisyys määrätty geometrisesti $r = 48 \pm 1$ pc
 - 2) Zero age main sequence (ZAMS) sama kaikille nuorille avoimille joukoille (ikä $\leq 10^9$ a)
 - 3) Eräissä kauempana olevissa avoimissa joukoissa esiintyy myös varhaisimpia Sp.luokkia O ja B (joita Hyadeissa ei ole)

Blaauwin (1963) tekemässä menetelmän sovellutuksessa käytettiin seuraavia joukkoja:

Hyadit, Plejadit, α Persei joukko, NGC 2362, III Cephei (assosiaatio), NGC 6611

A. Blaauw :
The Calibration of Luminosity Criteria
Stars and Stellar Systems III, 383.

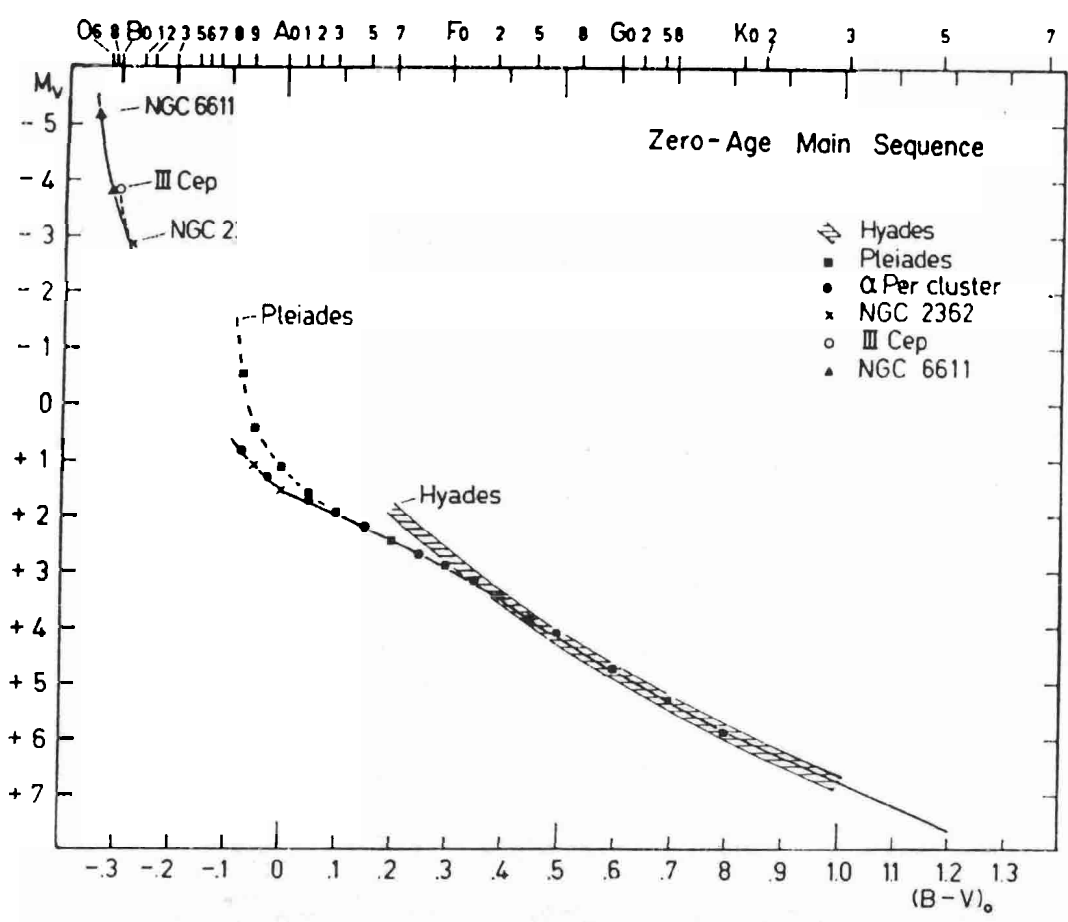


FIG. 9.—The zero-age main sequence (“ZAMS”) for visual absolute magnitudes, as defined by the non-evolved parts of the main sequences of the clusters indicated in the diagram.

TABLE 4
THE ZERO-AGE MAIN SEQUENCE

$B-V$	M_v	$B-V$	M_v	$B-V$	M_v
-0.35.....	-5.50:	+0.05.....	+1.80	+0.50.....	+4.20
- .30.....	-3.30	+ .10.....	+2.00	+0.60.....	+4.80
- .25.....	-2.10	+ .15.....	+2.25	+0.70.....	+5.40
- .20.....	-1.10	+ .20.....	+2.50	+0.80.....	+5.90
- .15.....	-0.20	+ .25.....	+2.70	+0.90.....	+6.30
- .10.....	+0.60	+ .30.....	+2.95	+1.00.....	+6.80
- .05.....	+1.15	+ .35.....	+3.20	+1.10.....	+7.20
0.00.....	+1.55	+0.40.....	+3.55	+1.20.....	+7.65

A. Blaauw : The calibration of luminosity criteria,
Stars and Stellar Systems III, s. 383

3. Tähtien avaruusjakautuma auringon lähiympäristössä

On paikallaan tarkastella erikseen Linnunradan paikallista rakennetta ja kokonaisrakennetta, koska käytetyt menetelmät poikkeavat toisistaan

$r \leq 1$ kpc: havaitaan paljon absol. himmeitä tähtiä
→ käytettävä statistisia menetelmiä

$r \geq 3$ kpc: voidaan havaita vain absol. hyvin kirkkaita tähtiä
→ tarkastellaan yksittäisten kohteiden avaruusjakautumaa

3.1. Stellaaristatistiikan perusyhtälö

Stellaaristatistiikassa on tehtävänä määrätä havaintojen avulla funktio
 $\psi(r, l, b, M, S)$

joka ilmoittaa tähtien lukumäärän tilavuusyksikössä (pc^3) suunnan l, b ja etäisyyden r funktiona erikseen kullekin spektriluokalle S ja absoluuttiselle magnitudille M .

Seuraavassa jätetään l ja b pois mutta tarkastellaan funktiota ψ silti aina määrättyssä suunnassa. Voidaan jakaa ψ kahden funktion tuloksi:

$$\psi(r, M, S) = D_S(r) \cdot \phi(M, S)$$

jossa $D_S(r)$ = tiheysfunktio, s.o. spektriluokkaa S olevien tähtien lukumäärä tilavuusyksikköä (pc^3) kohden
 $D_S(0) = D_0$ auringon lähellä

[Ol. : ϕ ei riipu r :stä]

$\phi(M, S)$ = kirkkausfunktio (luminosity function): tietyssä tilavuusyksikössä olevien tähtien lukumäärä M :n ja S :n funktiona

Aikaisemmin tehtiin tutkimuksia joissa ei erotettu tähtiä spektriluokan mukaan. Tällöin käytettiin vastaavasti funktioita

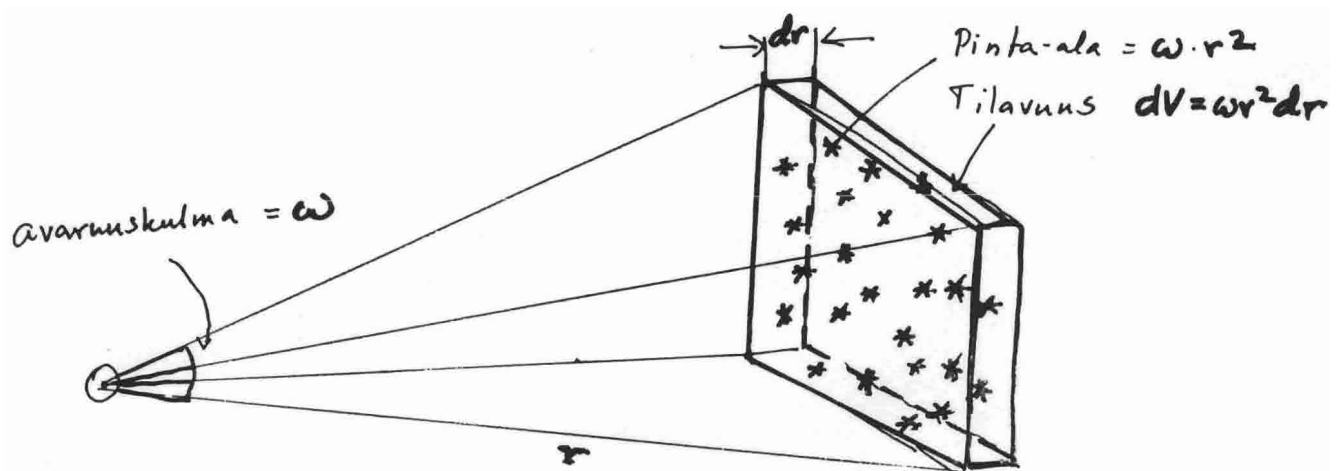
$$D(r) = \text{"yleinen" tiheysfunktio} = \sum_S D_S(r)$$

$$\phi(M) = \text{"yleinen" kirkkausfunktio} = \sum_S \phi(M, S)$$

Tällaiset tutkimukset antoivat tietenkin vain melko karkeaa tietoa tähtien jakautumasta.

Johdetaan seuraavassa yhteys tähtilaskennoista saatavan havaitun suureen $A(m)$ tai $N(m)$ ja em. funktioiden D ja ϕ välillä:

Tarkastellaan pelkästään spektriluokkaa S olevia tähtiä pienessä alueessa ω (avaruuskulmassa) taivaanpallolla



Tarkastellaan niitä dV :ssä olevia tähtiä (Sp.luokka S), joiden absoluuttinen magnitudi on M . Niiden lukumäärä on $= D_S(r) \cdot \phi(M, S) \cdot dV$ ja niiden näennäinen suuruusluokka m saadaan kaavasta

$$m = M + 5 \lg r - 5 + A(r)$$

Siis $dA(m, S) = D_S(r) \cdot \phi(m - 5 \lg r + 5 - A(r), S) \omega r^2 dr$

Mutta sellaisia tähtiä, joiden näennäinen suuruusluokka $= m$, on eri etäisyyksillä r riippuen niiden absoluuttisesta magnitudista M .

Näennäistä suuruusluokkaa m olevien tähtien kokonaislukumäärä saadaan integroimalla yli kaikkien etäisyyksien:

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

$$A(m, S) \quad m - \frac{1}{2}$$

$$m + \frac{1}{2}$$

Tämä on stellaaristatistiikan perusyhtälö.

Tiheysfunktion $D_S(r)$ määrittämiseksi havaitusta funktiosta $A(m,S)$ on siis ratkaistava integraaliyhtälö. Tätä varten tarvitaan:

1. $A(m,S)$ havainnoista
2. $A(r)$ interstellaarinen ekstinktio samojen tai joidenkin muiden tähtien havaintojen avulla
3. $\phi(M,S)$ kyseiselle spektriluokalle S .

Kaavassa avaruuskulma ω on yleensä $1^\circ \times 1^\circ = 1 \square^\circ$.

Kohdassa 1.2. on jo selostettu $A(m,S)$:n määrittämistä havainnoista.

Seuraavassa tarkastellaan ensin luminositeettifunktion $\phi(M,S)$ ja sitten interstellaarisen ekstinktion $A(r)$ määrittämistä ennenkuin esitellään tähtilaskentojen avulla saatuja tuloksia $D_S(r)$:lle.

3.2. Kirkkausfunktio (Luminosity function = LF)

Kirkkausfunktio $\phi(M,S)$ on mielenkiintoinen paitsi tähtitiheyden $D_S(r)$ määrittämistä varten myös tähtien syntyprosessia tutkittaessa. Tällä hetkellä havaitusta kirkkausfunktioista voidaan johtaa alkuperäinen kirkkausfunktio, so. kirkkausfunktio syntyville tähdille.

Kirkkausfunktion määrittäminen havainnoista on periaatteessa hyvin yksinkertainen tehtävä:

Jos oletetaan, että kaikki tähdet auringon lähiympäristössä (esim. $r < 20$ pc) on keksitty, ja niiden parallaksit ja siis myös absoluuttiset magnitudit M tunnetaan, niin tarvitsee vain laskea tässä otoksessa olevien tähtien lukumäärä kutakin intervallia $M-1/2 \dots M+1/2$ kohden $\rightarrow \phi(M)$ tai $\phi_S(M)$.

Käytettävissä oleva havaintomateriaali poikkeaa kuitenkin monella tavalla em. ideaalitapauksesta:

(a) Havaintomateriaalin epätäydellisyys

esim. $r = 10$ pc $\rightarrow m = M$, jos pyritään $M_{\text{lim}} = 15^m$ saakka olisi tunnettava kaikkien $m_{\text{lim}} = 15^m$ kirkkaampien tähtien parallaksit ($\sim 10^7$ tähteä \rightarrow mahdoton tehtävä!)

(b) Valintaefektit

- Parallakseja mitataan tähdille, joilla suuri μ . Tällöin jäävät pois tähdet joilla pieni avaruusnopeus tai joiden liikesuunta on havaitсияa kohti

- Auringon lähellä ($r < 20$ pc) ei ensinkään kirkkaimpia tähtiä, ts. $M \leq -2$

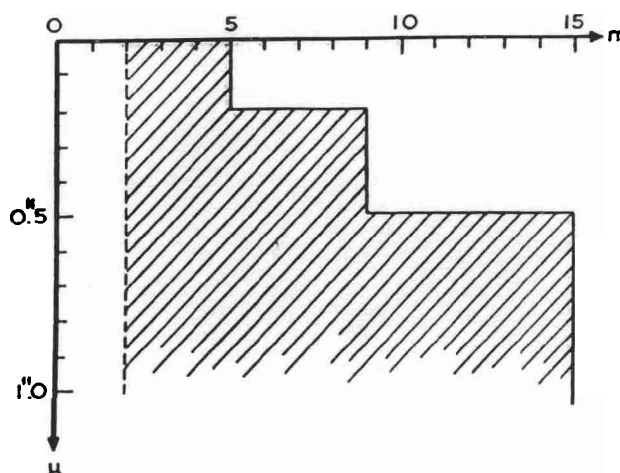
(c) Havaintovirheet parallaksissa $\Delta\pi \approx \pm 0''.01$

a) Havaintomateriaalin epätäydellisyys

Parallakseja mitataan tähdille, joilla on suuri ominaisliike μ , koska ne ovat todennäköisemmin lähellä aurinkoa.

Rajat:

m	$\mu >$
5	0
5-9	0".2/a
9-15	0".5/a



Nämä ehdot täyttävälle tähdillekin on parallaksimateriaali epätäydellinen:

tähtien lukumäärä joilla (m, μ)

Määritellään: $K_1(m, \mu) =$

 (m, μ) tähtien lukumäärä jolle π mitattu

Jos oletetaan, että nimittäjässä olevat tähdet satunnaisesti valittu osoittajassa mainittujen tähtien joukosta pitää jokainen tähti laskea $K_1(m, \mu)$ kertaisesti, jotta saataisiin jakautumafunktio.

$G_0(m, \pi'/\mu > \mu_0) =$ niiden tähtien lukumäärä, joilla näennäinen magnitudi m ja havaittu parallaksi π' sekä ominaisliike $> \mu_0$.

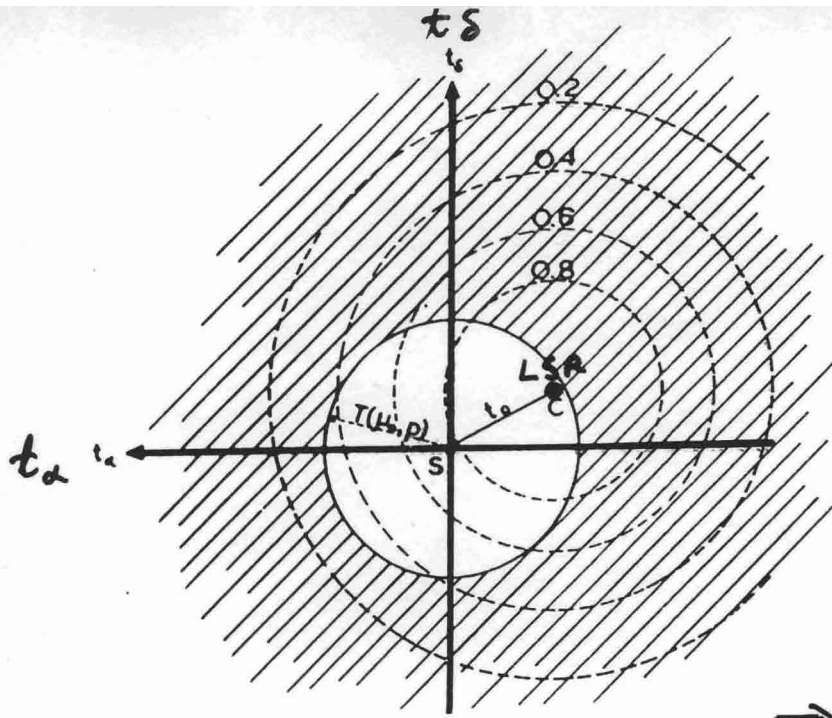
$\left(\begin{array}{l} \pi' \text{ havaittu } \pi. \\ \pi \text{ todell.} \end{array} \right.$

b) Valintaefektin eliminoiminen

Pyritään johtamaan jakautumafunktio $G_0(m, \pi')$ jossa ei ole rajoitusta $\mu > \mu_0$.

Merkitään:

$$K_2(m, \pi'/\mu_0) = \frac{G_0(m, \pi')}{G_0(m, \pi'/\mu > \mu_0)}$$



Tarkastellaan kaikkien tähtien, joilla parallaksi = π' , tangentialinopeuksien t_α, t_δ jakautumaa. Tähtien joille $t < t_0 = \frac{4.74 \mu_0}{\pi'}$

parallakseja ei ole määrätty (ympyrän sisäpuoli)

$$\Rightarrow K_2 = \frac{\text{koko taso}}{\text{ympyrän ulkopuoli}}$$

Circle: limiting circle of tangential velocities for $\mu > \mu_0$. Dashed circles: isofrequency contours of equal frequency of the t_α, t_δ distribution.

Ol. Tangentialinopeudet normaalisti jakautuneet LSR:n suhteen ($\bar{t}_\alpha, \bar{t}_\delta$):

$$\varphi(t_\alpha, t_\delta) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{1}{2\sigma^2}[(t_\alpha - \bar{t}_\alpha)^2 + (t_\delta - \bar{t}_\delta)^2]}$$

$$\iint \varphi(t_\alpha, t_\delta) dt_\alpha dt_\delta = 1$$

koko taso

Tällöin $\frac{1}{K_2(m, \pi')} = \iint_{t_\alpha^2 + t_\delta^2 > t_0^2} \varphi(t_\alpha, t_\delta) dt_\alpha dt_\delta$

r	π	$K_2(m, \pi')$	
		$\mu_0 = 0''.5$	$\mu_0 = 0''.2$
50pc	0''.02	830	2.7
20	0.05	2.7	1.18
10	0.10	1.28	1.08
5	0.20	1.06	1.01

$K_2(m, \pi')$ keskiarvo yli koko taivaan
 Ol. $V_\odot = 25 \text{ kms}^{-1}$
 $\sigma = 30 \text{ kms}^{-1}$

T.s. etäisyydellä 50 pc olevista tähdistä $1/2.7 = 37\%$:lla on ominaisliike $\mu > 0''.2$, mutta vain $1/830 = 1.2\%$:lla $\mu > 0''.5$.

c) Parallaksin mittausvirhe

Koska mittausvirhe $\pm 0''.01$ on huomattava osa itse parallaksista ($r = 20 \text{ pc} \rightarrow \pi = 0''.05$) useimmissa tapauksissa, on sen vaikutus huolellisesti eliminoitava

$$G_0(m, \pi') \rightarrow G(m, \pi)$$

π' havaittu parallaksi, π todellinen parallaksi.
Ei käsitellä tässä.

Funktiosta $G(m, \pi)$ saadaan nyt $\phi(M)$ seuraavasti:

Kaavasta

$$m = M - 5 - 5 \lg \pi \rightarrow M = m + 5 + 5 \lg \pi$$

lasketaan kutakin arvoparia m, π vastaava M .

Tällöin saadaan $H(M, \pi) = G(M - 5 - 5 \lg \pi, \pi)$

= niiden tähtien lukumäärä, joilla on parallaksi π
ja absoluuttinen magnitudi M

Ja vihdoin:

$$\psi_0(M) = D_0 \cdot \phi(M) = \frac{1}{V_0} \int_{\pi_0}^{\infty} H(M, \pi) d\pi$$

Tässä π_0 on pienin mukaan otettu parallaksi ja V_0 sitä vastaavan pallon (esim. $r < 20 \text{ pc}$) tilavuus

(van Rhijn)

Luminositeettifunktio $D_0 \phi(M)$ auringon lähellä on esitetty seuraavalla sivulla taulukossa. Heikoille tähdille $M > 18^m$ ilmoitetut arvot ovat hyvin epävarmoja, koska näille tehty vain vähän ominaisliikkeen määräyksiä.

- Kysymys kirkkausfunktion maksimin olemassaolosta:

→ on olemassa maksimi $M_{pg} \approx 15^m.5$

TABLE 4-4. General Luminosity Function

M	log $\phi(M) + 10$		$\phi(M) \times 10^4$ per pc ³		$(L/L_{\odot}) \times 10^4$ per pc ³		$(\pi/\pi_{\odot}) \times 10^4$ per pc ³
	M _{photo}	M _{vis}	M _{photo}	M _{vis}	Photographic	Visual	
-7	1.0	0.7			1		0.0003
-6	1.9	1.6			2	1	0.002
-5	2.8	2.6	0.0006	0.0004	6	4	0.011
-4	3.6	3.4	0.004	0.0025	16	10	0.045
-3	4.1	4.0	0.01	0.01	20	16	0.10
-2	4.6	4.6	0.04	0.04	25	25	0.25
-1	5.2	5.28	0.15	0.2	40	48	1.0
0	5.84	5.98	0.7	1	69	96	4
1	6.38	6.54	2	3	96	138	10
2	6.64	6.74	4	6	69	91	13
3	6.89	7.05	8	11	49	71	20
4	7.15	7.32	14	21	35	52	25
5	7.32	7.47	21	30	21	30	30
6	7.42	7.56	26	36	10	14	30
7	7.48	7.59	30	40	5	6	30
8	7.53	7.65	34	45	2	3	26
9	7.62	7.74	42	55	1	1	30
10	7.82	7.89	46	78	1	1	40
11	7.90	7.97	80	93			35
12	7.95	8.06	90	115			32
13	8.04	8.11	110	130			28
14	8.11	8.15	130	140			25
15	8.15	8.10	140	130			25
16	8.1	8.0	130	100			20
17	8.0	8.0	100	90			18
18	8.0:	7.9:	100:	80:			16
19	8.0:	7.9:	100:	70:			14
20	8.0:	7.8:	100:	60:			12
Total			1328	1334	468	607	485

Source: C. W. Allen, *Astrophysical Quantities*, 2d ed., London: Athlone Press, 1963, p. 238, by permission.

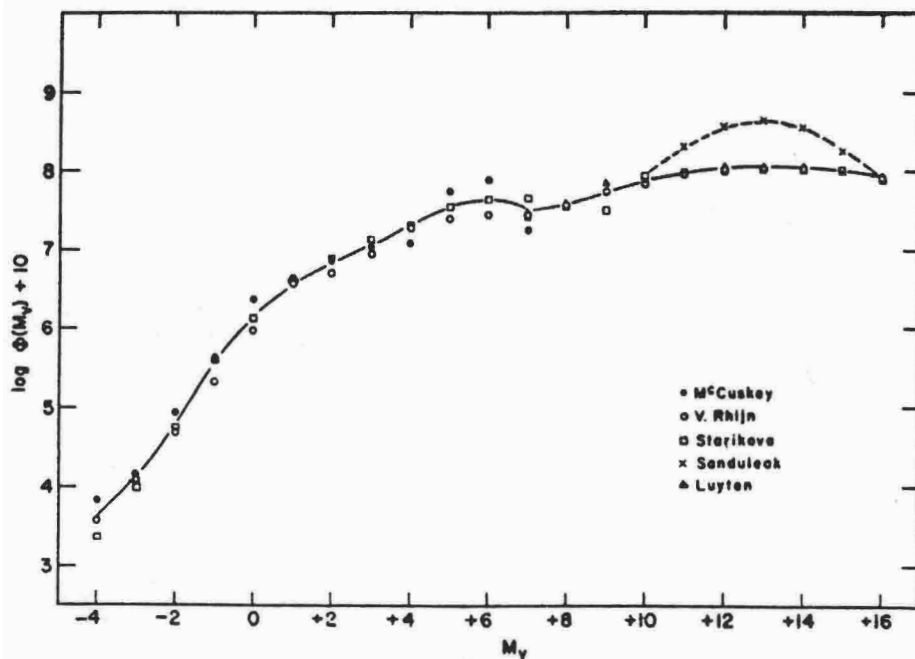


FIG. 3. Recent determinations of the luminosity function $\log \phi(M_v)$ for visual absolute magnitudes. The solid curve represents the function adopted for further discussion. The dashed curve represents the function derived by Sanduleak for the region of the North Galactic Pole.

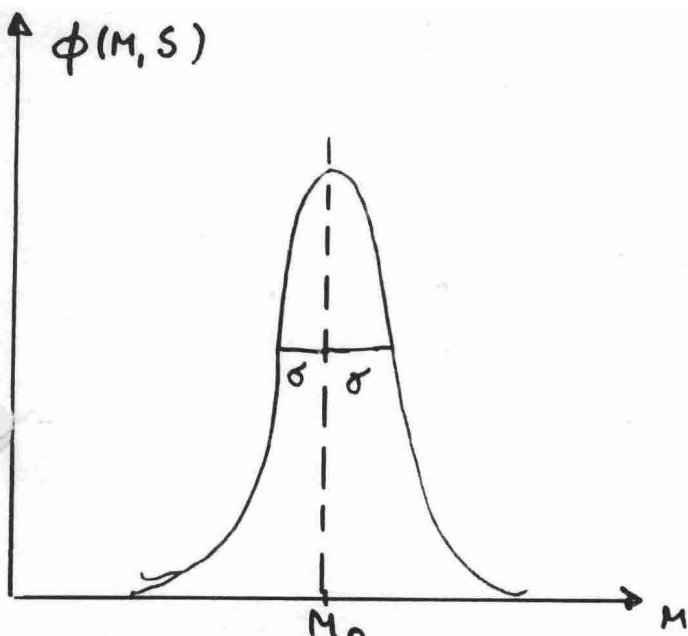
Kirkkausfunktio eri spektriluokille $\phi(M,S)$

Tutkittaessa eri spektriluokkien luminositeettifunktioita on menetelmä sama kuin $\phi(M)$:n määräyksessä edellä esitetty. Tietyn MKK spektriluokan tähdille hajonta absoluuttisessa magnitudissa yleensä $\leq 0^m.5$ ja kirkkausfunktio voidaan esittää muodossa

$$\phi(M,S) = \frac{\phi_0}{\sigma} e^{-\frac{1}{2\sigma^2}(M-M_0)^2}$$

Havaittu hajonta σ johtuu

- 1) havaintovirheistä ja
- 2) todellisesta kosmisesta hajonnasta (esim. ikä ja kemiallisen koostumuksen vaikutus!)



Seuraavalla sivulla

$\phi(M,S)$ taulukon ja kuvan avulla esitettynä (eri lähteiden mukaan!)

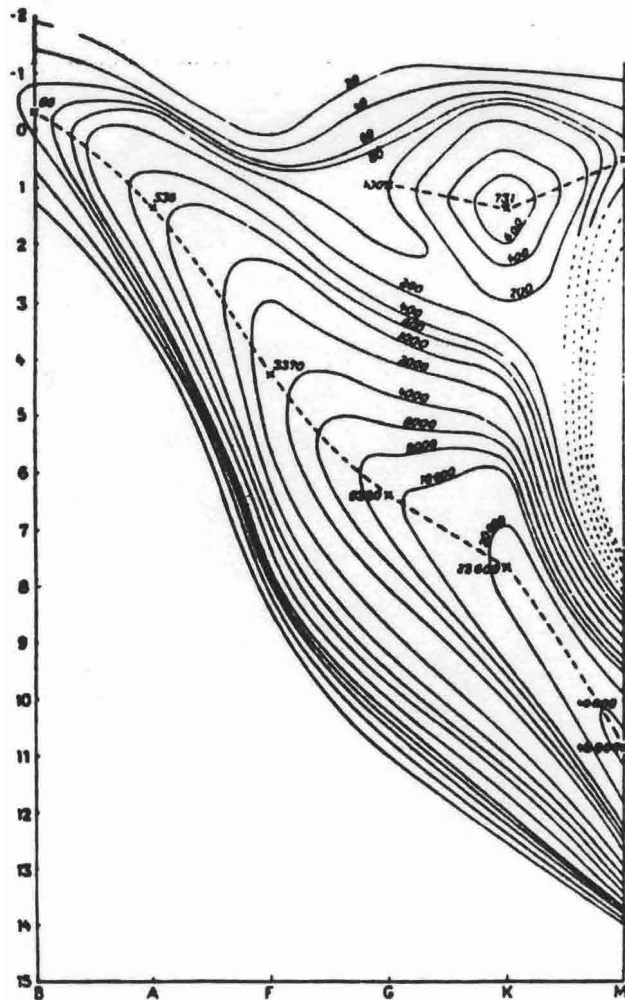
Sp.	M_V	σ
B ₀ -B ₁	-4.0	0.5
B ₂ -B ₃	-2.0	0.5
B ₅	-1.0	0.5
B ₈ -A ₀	+0.2	0.5
A ₂ -A ₅	+1.6	0.4
F ₀ -F ₅	+2.8	0.5
F ₈ -G ₂ V	+4.5	0.3
G ₅ V	+5.0	0.3
G ₈ -K ₃ V	+6.0	0.5
F ₈ -G ₂ III	+1.3	0.6
G ₅ III	+1.0	0.6
G ₈ -K ₃ III	+0.8	0.6
K ₅ -M ₃ III	0.0	0.6
M ₅ -M ₈ III	-0.8	0.5

(McCuskey 1965)

TABLE 4-7. Luminosity Function by Spectral Type (10^{-4} stars/ pc^3)

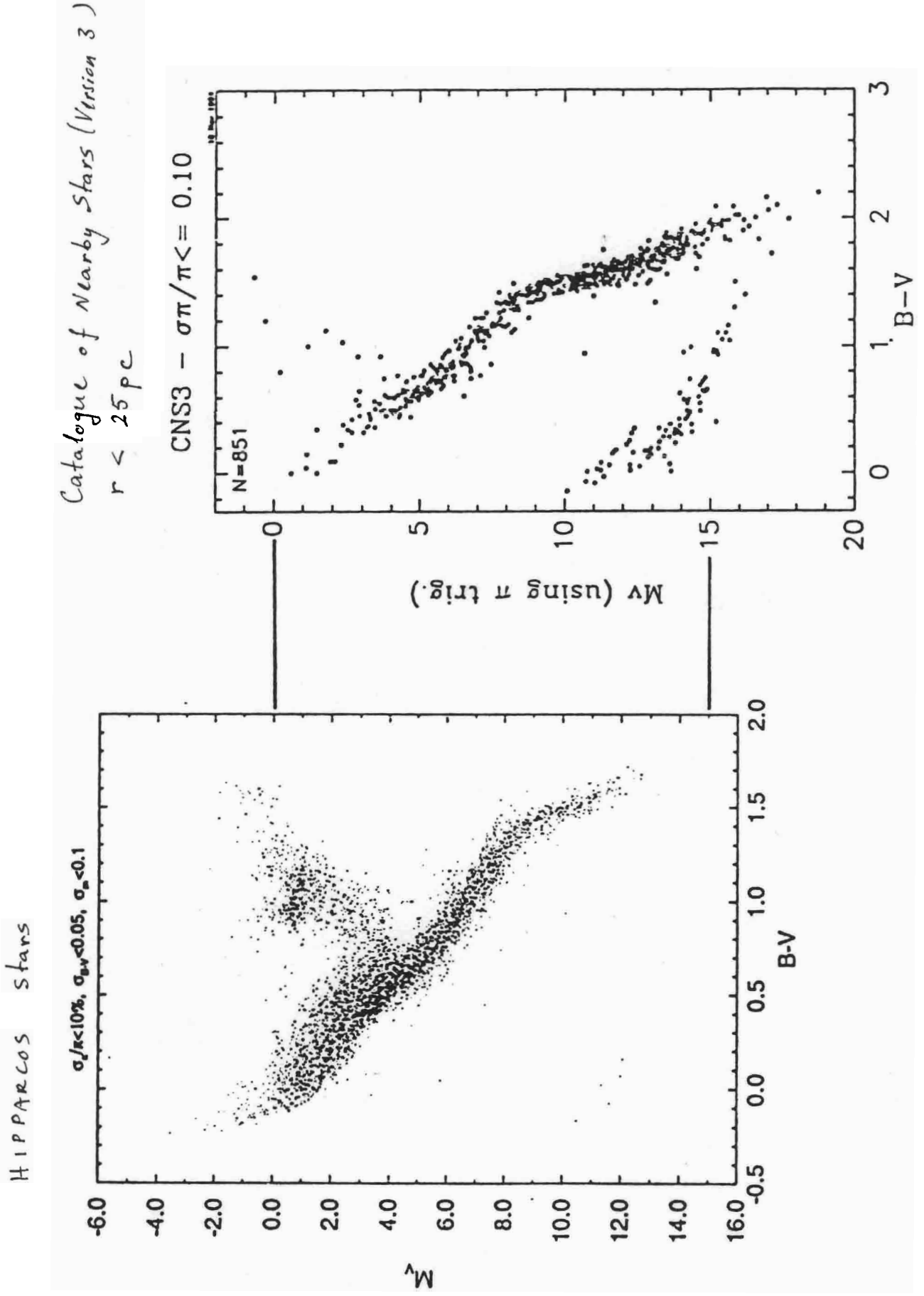
M_{vis}	O	B	A	F	G	K	M
-7	2×10^{-4}	5×10^{-4}	3×10^{-4}	3×10^{-4}	3×10^{-4}		
-6	5×10^{-4}	2.5×10^{-2}	10^{-1}	10^{-1}	10^{-1}	4×10^{-1}	4×10^{-1}
-5	0.001	0.025	0.01	0.006	0.008	0.004	0.010
-4	0.003	0.16	0.01	0.016	0.025	0.012	0.012
-3	0.01	0.50	0.05	0.08	0.08	0.1	0.06
-2	0.01	2.5	0.08	0.2	0.3	0.6	0.4
-1	0.01	12.5	1	1.6	1	2.5	3
0	0.001	20	20	2	8	25	10
1	0	30	100	30	30	120	10
2	0	20	200	160	50	110	0
3	0	10	80	700	150	100	0
4	0	0	30	1200	700	100	0
5	0	0	0	600	2000	300	0
6	0	0	0	200	1500	1500	10
7	0	0	0	100	800	3000	100
8	0	0	0	10	400	2500	1000
9	0	0	0	0	200	1500	3000
10	0	10	0	0	0	400	8000
11	0	100	30	10	0	200	9000
12	0	200	400	100	0	100	10^4
13	0	400	600	300	100	400	10^4
14	0	800	1000	1000	600	800	10^4
15	0	1500	2000	1000	1500	1200	8000
16	0	3000	5000	3000	3000		6000

Source: C. W. Allen, *Astrophysical Quantities*, 2d ed., London: Athlone Press, 1963, p. 239, by permission.



Hess diagram according to Lönnquist (*Meddel. Astron. Obs. Upsala*, No. 25, 1927.).

Figure 1: HR diagrams drawn for stars with $\sigma_{\pi} / \pi < 10\%$ in the Hipparcos H30 solution, obtained with 30 months of data (left) and for the CNS3 (right).



Alkuperäinen kirkkausfunktio

(Initial luminosity function)

Edellä esitetty kirkkausfunktio pätee auringon lähiympäristön tähtisekoitukselle: eri ikäisiä tähtiä. Nyt kysymme: Millainen on syntyvien tähtien kirkkausfunktio?

Ähtökohta: Pienimassaiset, absol. kirkkaudeltaan heikot tähdet ($M \geq 5^m$) viipyvät pääsarjassa kauemmin kuin Linnunradan ikä T ($\approx 10^{10}$ vuotta).
Suurimassaiset, absol. kirkkaat tähdet ($M \leq 5^m$) kehittyvät pois pääsarjasta murto-osassa tästä ajasta.

Sp	M	$t_E(M)$
O5	-5 ^m .6	$4.9 \cdot 10^6$ vuotta
B0	-4.2	10 ·
B2	-2.5	22 ·
B5	-1.0	68 ·
A0	+1.0	240 ·
F2	+3.1	1700 ·
G2	+4.8	$9700 \cdot 10^6$
<hr/>		
M0	+ 8.9	$\sim 1 \cdot 10^{11}$
M7	+14.0	$\sim 1 \cdot 10^{13}$

$t_E < t_{\text{Galaxy}}$

$t_E > t_{\text{Galaxy}}$

Okoon $\phi_{MS}(M)$ = pääsarjan tähtien kirkkausfunktio

$\phi_{\text{initial}}(M)$ = syntyvien (= pääsarjaan saapuvien tähtien kirkkausfunktio

$R(t)$ = syntyvien tähtien lukumäärä aikayksikössä

$t_E(M)$ = tähden elinikä pääsarjassa (riippuu absol. magnitudista M)

Linnunradan olemassaolon aikana, hetkestä $t=0$ nykyhetkeen $t=T$,
pääsarjaan saapuneiden (= syntyneiden) tähtien lukumäärä

$$J_1 = \int_0^T \phi_{\text{initial}}(M) R(t) dt = \phi_{\text{initial}}(M) \int_0^T R(t) dt$$

(Tässä oletetaan, että $\phi_{\text{initial}}(M)$ ei riipu ajasta)

Toisaalta pääsarjasta ovat tähän hetkeen $t=T$ mennessä poistuneet kaikki
 ne tähdet jotka syntyivät ennen hetkeä $t=T-t_E(M)$,

missä $t_E(M)$ on ko. tähtityypin elinikä pääsarjassa. Siis poistuneet tähdet:

$$J_2 = \phi_{\text{initial}}(M) \int_0^{T-t_E(M)} R(t) dt$$

Mikäli $M \geq 5^m$ on $t_E(M) \geq T$ joten yhtään tähteä ei ole poistunut, ja $J_2 = 0$.

Pääsarjassa tällä hetkellä olevien tähtien lukumäärä on siis

$$\phi_{MS}(M) = J_1 - J_2 = \phi_{\text{initial}}(M) \int_{T-t_E(M)}^T R(t) dt$$

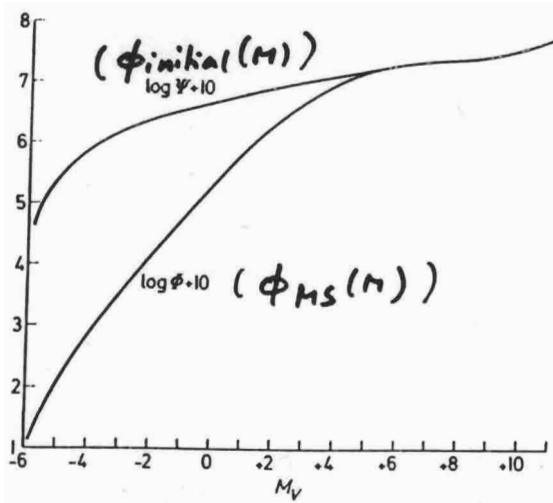
Jos $R(t) = \text{vakio} = \frac{1}{T}$ (normeeraus)

$$\phi_{MS}(M) = \phi_{\text{initial}}(M) \frac{t_E(M)}{T}, \quad t_E < T$$

$$\phi_{MS}(M) = \phi_{\text{initial}}(M), \quad t_E \geq T$$

Tämän kaavan avulla voidaan nyt laskea $\phi_{MS}(M)$:n avulla $\phi_{initial}(M)$.

Tulos:

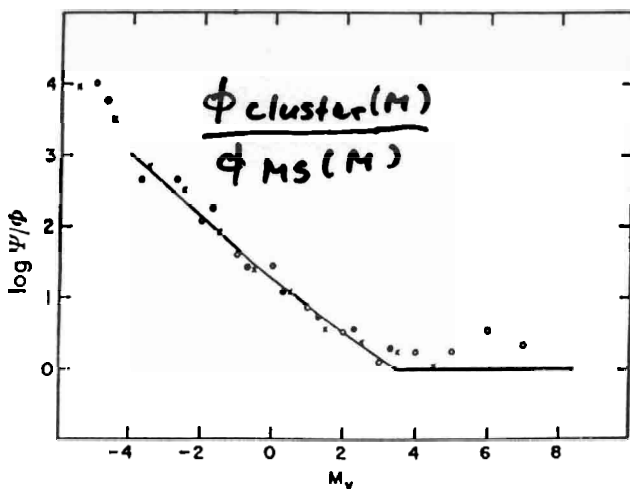


Normeeraus siten että käyrät yhtyvät alueessa $M \geq 5^m$, jossa niiden muoto on sama.

Fig. 26.8. Luminosity function $\Phi(M_V)$ and zero age luminosity function $\Psi(M_V)$ of main sequence stars in the solar neighbourhood. The functions Φ and Ψ give respectively the present number of stars per cubic parsec in the magnitude range $M_V - \frac{1}{2}$ to $M_V + \frac{1}{2}$, and the number of stars born in this range since the formation of the Galaxy

Nähdään että kirkkaita tähtiä syntyy paljon enemmän kuin niiden tällä hetkellä havaittu suhteellinen runsaus ensi silmäyksellä osoittaisi.

$\phi_{initial}(M)$ voidaan verrata myös hyvin nuorissa tähtijoukoissa tällä hetkellä havaittavaan kirkkausfunktioon:



Viivalla esitetty ———

$\phi_{initial}(M)$
————— yllä olevan
 $\phi_{MS}(M)$

teorian mukaisesti.

• } esitetty:
x }
o }

Fig. 26.9 Comparison of observed luminosity functions of young galactic clusters NGC 6530 (dots), NGC 2264 (circles), and the Orion Nebula cluster (crosses) with E. E. Salpeter's zero age luminosity function. The ordinate is the logarithm of the ratio of the observed luminosity function of the cluster (points) and of the zero age luminosity function $\Psi(M_V)$ (line), to the observed luminosity function $\Phi(M_V)$ for main sequence stars in the vicinity of the Sun. The luminosity functions of the clusters have been adjusted for the star density in each cluster relative to that of the solar neighbourhood. (After M. Walker, 1957)

Havaittuja arvoja hyvin nuorista joukoista:

$\phi_{cluster}(M)$
—————

3.3 TÄHTIENVÄLINEN EKSTINKTIO

A. Teoria

1. Ekstinktiokaava

Tähtienvälisessä avaruudessa on kaasun lisäksi kiinteitä hiukkasia (engl. "interstellar grains"), joiden kokonaismassa on vain n. 1 % tähtienvälisen kaasun kokonaismassasta, mutta jotka siitä huolimatta heikentävät hyvin tehokkaasti tähtien valoa. Kuten kaasu myös kiinteät hiukkaset ovat keskittyneet Linnunradan tasoon noin 100 pc:n paksuiseen kerrokseen. Linnunradan tason suunnassa on näiden hiukkasten aiheuttama tähden valon heikkeneminen (tähtienvälinen ekstinktio) noin 1 suuruusluokka/kpc; Linnunradan napojen lähellä ekstinktio on enintään noin 0^m2 . Linnunradan rakennetta koskevissa tutkimuksissa on tähtienvälisen ekstinktion vaikutus hyvin haitallinen. Se estää meitä näkemästä esim. Linnunradan keskusta ja aiheuttaa suuria virheitä fotometrisesti määrättyihin etäisyyksiin, ellei sen vaikutusta oteta tarkoin huomioon. Tähtienvälisen ekstinktion tutkiminen antaa myös tietoja tähtienvälisen hiukkasten ominaisuuksista. On voitu päätellä muun muassa, että hiukkaset ovat kooltaan suunnilleen valon aallonpituutta vastaavia. Hiukkasten muodostamasta väliaineesta käytetään usein nimitystä "tähtienvälinen pöly". Hiukkaskoon perusteella olisi ehkä oikeampaa puhua "tähtienvälisestä savusta".

Tähtienväliset hiukkaset voivat aiheuttaa ekstinktiota kahdella eri tavalla:

a) Absorptiossa valoa imeytyy hiukkaseen, jossa se muuttuu lämpöenergiaksi. Hiukkanen säteilee tämän energian takaisin infrapuna-alueessa, lämpötilaansa vastaavalla aallonpituudella.

b) Sirottumisessa valoa sirottuu alkuperäisestä suunnastaan kaikkiin eri suuntiin, jolloin valon intensiteetti alkuperäisessä suunnassa pienenee.

Mainittakoon tässä yhteydessä, että tähtienvälinen kaasu aiheuttaa myös absorptiota, mutta vain joissakin kapeissa spektri-viivoissa. Tämän viiva-absorption vaikutus on vähäinen tähden kokonaissäteilyä tarkasteltaessa.

Johdetaan nyt kaava tähtienvälisen ekstinktion suuruudelle, kun hiukkasten koko, taitekerroin ja lukumäärä cm^3 :ssä tunnetaan. Yksinkertaisuuden vuoksi oletetaan, että kaikki hiukkaset ovat samansuuruisia palloja, säde = a cm, geometrinen vaikutusala = $\pi a^2 \text{cm}^2$. Hiukkasen todellinen ekstinktio-vaikutusala C_{ext} poikkeaa yleensä geometrisesta vaikutusalasta:

$$C_{\text{ext}} = Q_{\text{ext}} \cdot \pi a^2 .$$

Kertoimen Q_{ext} laskemista käsitellään kohdassa 2. Jos edelleen hiukkasten lukumäärä on N hiukkasta cm^3 :ssä, niin saadaan intensiteetin I pienenemiselle matkalla dl lauseke:

$$dI = -I \cdot N \cdot Q_{\text{ext}} \cdot \pi a^2 \cdot dl \quad (1)$$

Optinen paksuus τ määritellään seuraavasti:

$$d\tau = N Q_{\text{ext}} \pi a^2 dl .$$

Integroimalla etäisyydelle r asti saadaan:

$$\tau(r) = Q_{\text{ext}} \pi a^2 \int_0^r N(l) dl = Q_{\text{ext}} \pi a^2 \bar{N} \cdot r$$

jossa \bar{N} on keskimääräinen hiukkastiheys ko. välillä. Kaavasta (1) saadaan nyt integroimalla

$$I = I_0 e^{-\tau(r)} = I_0 \cdot 10^{-0.4 A(r)}$$

jossa A on ekstinktio suuruusluokissa. $\tau(r)$:n lauseketta käyttäen saadaan tästä nyt tähtienväliselle ekstinktiolle kaava:

$$A(r) = 1.086 \cdot \tau(r) = 1.086 Q_{\text{ext}} \pi a^2 \int_0^r N(l) dl = 1.086 Q_{\text{ext}} \pi a^2 \bar{N} r. \quad (2)$$

Tämän kaavan avulla voidaan myös käänteisesti laskea esim. \bar{N} , jos A on tunnettu.

B. Sirottuminen ja absorptio pienissä hiukkasissa

Edellä esitetyissä kaavoissa käytetty ekstinktion vaikutuskerroin (engl. "efficiency factor") Q_{ext} voidaan laskea pallomaisille hiukkasille, joiden säde a ja taitekerroin $m = n - ik$ on annettu. Yleisesti on

$$Q_{\text{ext}} = Q_{\text{abs}} + Q_{\text{sca}}, \quad C_{\text{ext}} = C_{\text{abs}} + C_{\text{sca}}$$

jossa Q_{abs} = absorptio vaikutuskerroin,

Q_{sca} = sironnan vaikutuskerroin .

Hyvin pienille hiukkasille ($x \ll 1$) saadaan rajatapauksena kaavat:

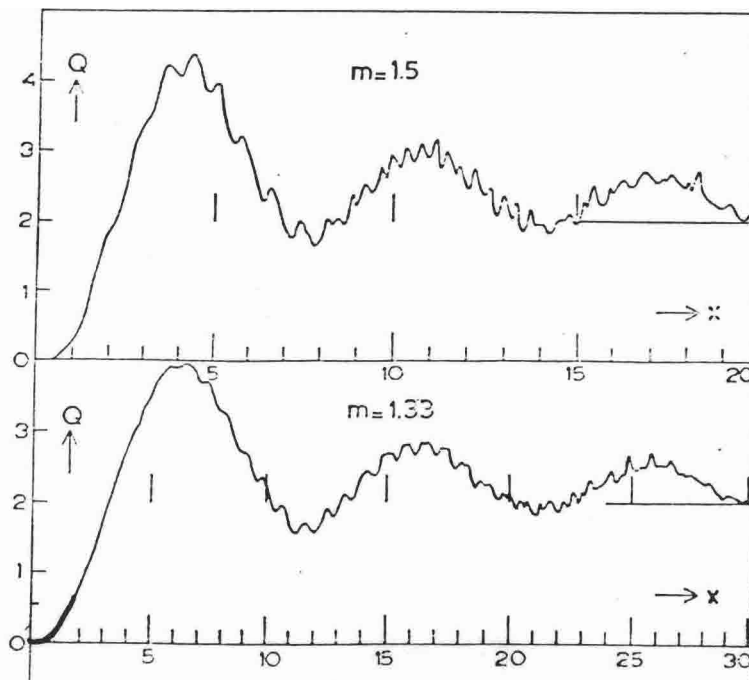
$$Q_{\text{abs}} = -4x \cdot \text{Im} \left(\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right)^2, \quad m = n - ik \quad (3)$$

$$Q_{\text{sca}} = \frac{8}{3}x^4 \cdot \text{Re} \left(\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right)^2, \quad (4)$$

jossa on käytetty merkintää:

$$x = \frac{2\pi a}{\lambda}, \quad \lambda = \text{valon aallonpituus} .$$

Tässä tapauksessa puhutaan Rayleighin sironnasta. Mielivaltaisen kokoisille hiukkasille saadaan sarjakehitelmä, joka suppenee sitä hitaammin, mitä suurempi x on. Kuvassa 1 on esitetty Q_{ext} x :n funktiona, kun $m = 1.5$ ja $m = 1.33$. Tässä tapauksessa puhutaan Mien



$$x = \frac{2\pi a}{\lambda}$$

Kuva 1

sironnasta. Hyvin suurille hiukkasille ($x \gg 1$) saadaan $Q_{\text{ext}} = 2$, kuten kuva 1 myös näyttää osoittavan. Puhtaasti geometrisesti asiaa tarkastellen olisi odotettavissa $Q_{\text{ext}} = 1$; valon difraktio hiukkasen reunoilla aiheuttaa Q_{ext} :n kaksinkertaistumisen.

C. Tähtienvälinen punertuminen ("interstellar reddening")

Tähtienvälinen ekstinktio riippuu valon aallonpituudesta: se kasvaa punaisesta ultraviolettiiin päin mentäessä likimain $\frac{1}{\lambda}$:n lineaarisena funktiona. Tämä aiheuttaa sen, että suuren tähtienvälisen ekstinktion omaavien tähtien valo on punaisempaa kuin tähden spektrin perusteella olisi pääteltävissä. (Spektriluokkahan määräytyy viivojen paikan ja lähekkäisten viivojen voimakkuuden vertailun perusteella, joten tähtienvälinen ekstinktio ei vaikuta siihen mitään.) Kuvassa 2 on tähtienvälistä punertumista havainnollistettu kahden tähden spektritracingien avulla, joista toinen on voimakkaasti punertunut (HD 18326) ja toinen vain vähän (HD 14633).

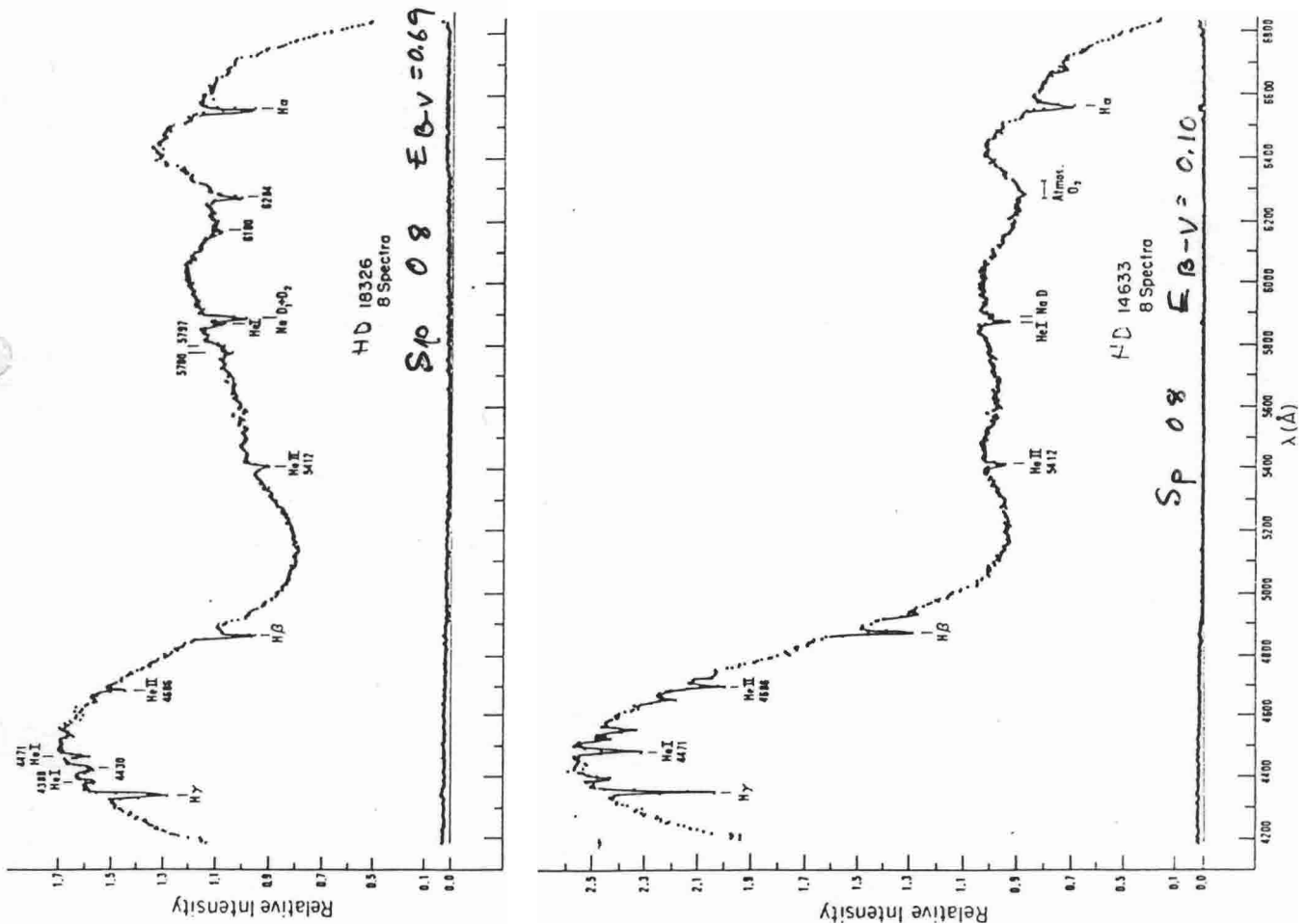


Fig. 2—Sample spectra of a reddened and an unreddened star. Each spectrum is the individual spectra taken on 103a-F plates at an original dispersion of 200 Å mm⁻¹.

Kuva 2

Tähden näennäinen suuruusluokka visuaalialueessa saadaan kaavasta:

$$V = M_V + 5 \lg r - 5 + A_V, \quad (5)$$

jossa M_V = absoluuttinen suuruusluokka visuaalisessa
 r = etäisyys parsekeissa
 A_V = tähtienvälinen ekstinktio visuaalisessa.

Tähden havaittu väri-indeksi $(B-V)_{\text{obs}}$ ($= B_{\text{obs}} - V_{\text{obs}}$) saadaan vastaavasti kaavasta:

$$\begin{aligned} (B-V)_{\text{obs}} &= M_B - M_V + A_B - A_V \\ &= (B-V)_0 + E_{B-V}, \end{aligned}$$

jossa $(B-V)_0$ on tähden ominaisväri ja E_{B-V} värieksessi. Erittäin tärkeä tähtienvälistä punertumista kuvaava luku on absorption A_V suhde värieksessiin E_{B-V} :

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}} = \frac{A_V}{A_B - A_V}. \quad (6)$$

R ei riipu havaitun tähden ominaisuuksista eikä myöskään ekstinktion suuruudesta. Sen arvoksi on määrätty $R = 3.6$. Esiintyy tosin sellaisiakin käsityksiä, että R vaihtelee välillä 3 - 6 eri suunnissa Linnunrataa.

Ekstinktion riippuvuutta aallonpituudesta, $A(\lambda)$, voidaan tutkia siten, että verrataan toisiinsa kahden samaan spektriluokkaan kuuluvan tähden suuruusluokkia eri värialueissa. Oletetaan yksinkertaisuuden vuoksi, että toisen tähden (tähti 2) ekstinktio = 0. Silloin voidaan kirjoittaa:

$$V_1 - V_2 = 5 \lg \left(\frac{r_1}{r_2} \right) + A_V, \quad \text{koska } M_{1V} - M_{2V} = 0.$$

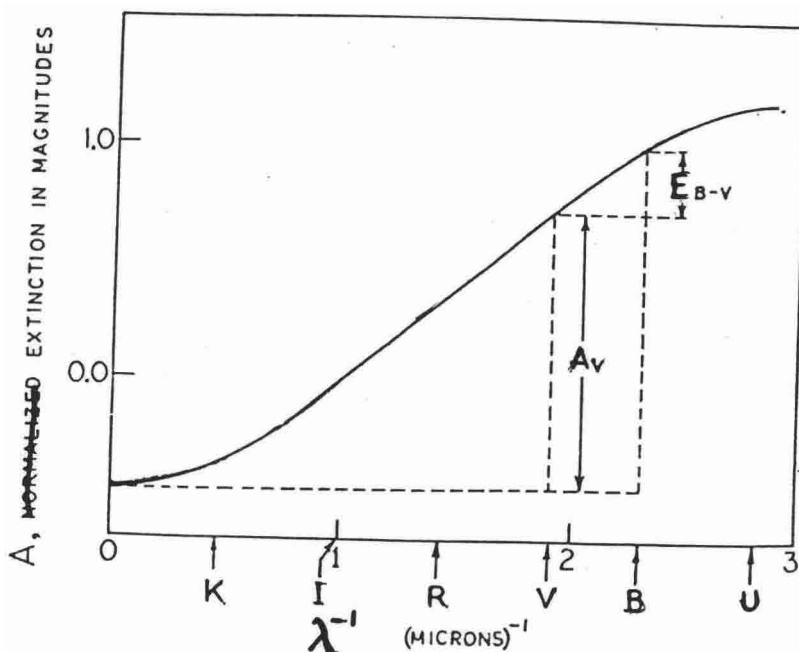
Vastaavasti

$$\begin{aligned} B_1 - B_2 &= 5 \lg \left(\frac{r_1}{r_2} \right) + A_B, \\ U_1 - U_2 &= 5 \lg \left(\frac{r_1}{r_2} \right) + A_U. \end{aligned}$$

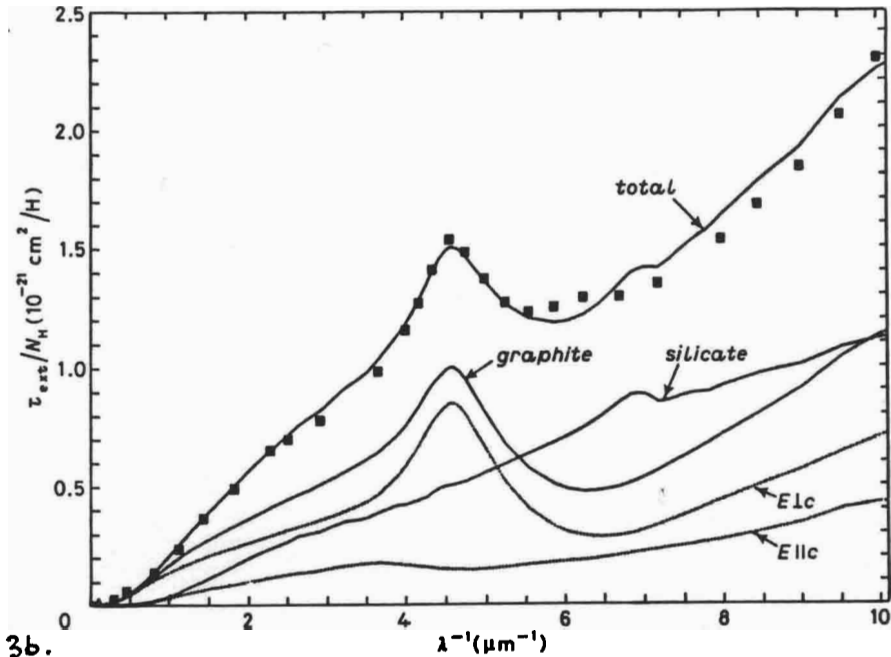
Nämä erotukset antavat siis A:n additiivista vakiota $5 \lg\left(\frac{r_1}{r_2}\right)$ vaille UVB alueiden lisäksi on käytetty paljon R, I, J, K, L -alueita. Seuraavassa taulukossa on annettu näiden alueiden efektiiviset aallonpituudet ja aallonpituuden käänteisarvot:

	U	B	V	R	I	J	K	L
$\lambda_{\text{eff}} [\mu]$	0.36	0.44	0.55	0.70	0.90	1.25	2.2	3.4
$\frac{1}{\lambda_{\text{eff}}} \left[\frac{1}{\mu}\right]$	2.90	2.30	1.83	1.56	1.19	0.86	0.47	0.30

Mittaukset ovat osoittaneet, että $A(\lambda)$ lähenee 0:aa λ :n kasvaessa hyvin suureksi. Tämä voidaan myös teoreettisesti perustella esim. kaavojen (3) ja (4) avulla. Niistä käy ilmi, että $Q_{\text{ext}} \rightarrow 0$, kun $x \rightarrow 0$ eli kun $\lambda \rightarrow \infty$. Käytännössä $A(\lambda)$ voidaan mitata muutaman μ :n aallonpituudelle asti. Ekstrapolointi $\frac{1}{\lambda} \rightarrow 0$ voidaan tällöin melko turvallisesti suorittaa. Termi $5 \lg\left(\frac{r_1}{r_2}\right)$ on aallonpituudesta riippumaton eikä häiritse em. tarkastelussa. Kuvassa 3a on kaavamaisesti esitetty $A(\lambda)$ λ :n funktiona. Siitä käy myös selvästi ilmi, miten R:n laskemiseen tarvittavat suureet A_V ja E_{B-V} saadaan määräytyiksi tästä ekstinktio- eli punertumiskäyrästä. Kuvassa 3b) on esitetty mittausten perusteella saatu ekstinktiokäyrä, jonka ultravioletialueessa olevat pisteet $\lambda^{-1} > 3.5 \mu^{-1}$ on saatu raketeista suoritettujen mittausten avulla.



Kuva 3a. Schematic extinction curve. The inverse wavelengths corresponding to U, B, V (12), R, J (18), and K (27) are as indicated on the abscissa.



kuva 3b.

Fig. 3 - Extinction cross-sections per H nucleus computed for graphite and silicate spheres with the «MRN» power law size distribution. Extinction curves are given for silicate and graphite separately, and for each of the two graphite components ($E_{\perp c}$ and $E_{\parallel c}$). Also shown (square symbols) are «average» observed extinctions from ref. [5]. Taken from ref. [7].

Yllä esitettyä tarkastelutapaa voidaan käyttää siinäkin tapauksessa, että myös tähti 2 on punertunut. Tällöin saadaan A:n asemesta erotus $\Delta A = A_1 - A_2$, ja R määrätään kaavasta:

$$R = \frac{\Delta A_V}{\Delta E_{B-V}} \quad (7)$$

Jotta eri tähtipareista johdetut punertumiskäyrät olisivat keskenään vertailukelpoisia, ne on tapana normalisoida siten, että $E_{B-V} = 1.0$.

Punertumiskäyrä on tällä hetkellä epäilemättä tärkein havaintotulos tähtienvälisen hiukkasten tutkimisen kannalta. Kaavasta (2) saadaan:

$$\frac{A(\lambda)}{E_{B-V}} = \frac{Q_{\text{ext}}(\lambda)}{Q_{\text{ext}}(B) - Q_{\text{ext}}(V)}$$

On siis yritettävä löytää sellainen malli tähtienvälisille hiukkasille, että Mien sirontateorian avulla laskettu $Q_{\text{ext}}(\lambda)$ riippuu aallonpituudesta samalla tavalla kuin $A(\lambda)$. Puuttumatta tarkemmin ehdotettuihin hiukkasmalleihin, joita on ainakin kymmenen, voidaan vain sanoa että tällä hetkellä ei vielä tiedetä mikä niistä on lähinnä oikea vai ovatko kaikki väärin. Punertumiskäyrän lisäksi on esitetty myös muita testejä hiukkasmalleille.

D. Fotometrinen etäisyydenmääritys

Fotometrinen etäisyydenmääritys perustuu kaavaan

$$V = M_V + 5 \lg r - 5 + A_V .$$

Tässä kaavassa V voidaan mitata, M_V saadaan kun tähden ominaisväri $(B-V)_0$ tai spektriluokka tunnetaan (M_V :n kalibroimiseksi täytyy käyttää geometrisia etäisyydenmäärityskeinoja). Ominaisväri $(B-V)_0$ tarvitaan myös A_V :n laskemista varten, joka saadaan kaavasta:

$$A_V = \frac{3.1}{3.0} [(B-V)_{\text{obs}} - (B-V)_0] .$$

$(B-V)_0$ voidaan määrätä 2-väridiagrammaa käyttäen. $(B-V)_0$ saataisiin myös tähden spektriluokan avulla. On kuitenkin huomattavasti helpompaa mitata tähden UBV-suuruusluokat kuin määrätä sen MKK-spektriluokka. UBV-fotometria voidaan ulottaa useita suuruusluokkia himmeämpiin tähtiin kuin MKK-spektriluokitus. Punertumiskäyrästä sanotun perusteella voidaan päätellä, että myös

$$\frac{E_{U-B}}{E_{B-V}} = \frac{A_U - A_B}{A_B - A_V} \quad \text{on tähdestä}$$

ja ekstinktion suuruudesta riippumaton vakio. Sille on saatu arvo $E_{U-B}/E_{B-V} = 0.72$. Tämän vuoksi tähden paikka 2-väridiagrammassa siirtyy kuvaan 4 piirretyn nuolen ("reddening line") suuntaisesti alaviistoon oikealle, kun ekstinktio kasvaa. Käänteisesti voidaan tietyissä tapauksissa "siirtää" tähti takaisin ominaisväriään vastaavaan paikkaan, ts. johtaa $(U-B)_0$ ja $(B-V)_0$ havaituista väreistä $(U-B)_{\text{obs}}$ ja $(B-V)_{\text{obs}}$. Parhaiten tämä menetelmä soveltuu O - B5 -spektriluokkien tähdille. H.L. Johnson on esittänyt edellä kuvatun graafisen siirtämisen kanssa täysin yhtäpitävän laskennollisen keinon, ns. Q-menetelmän.

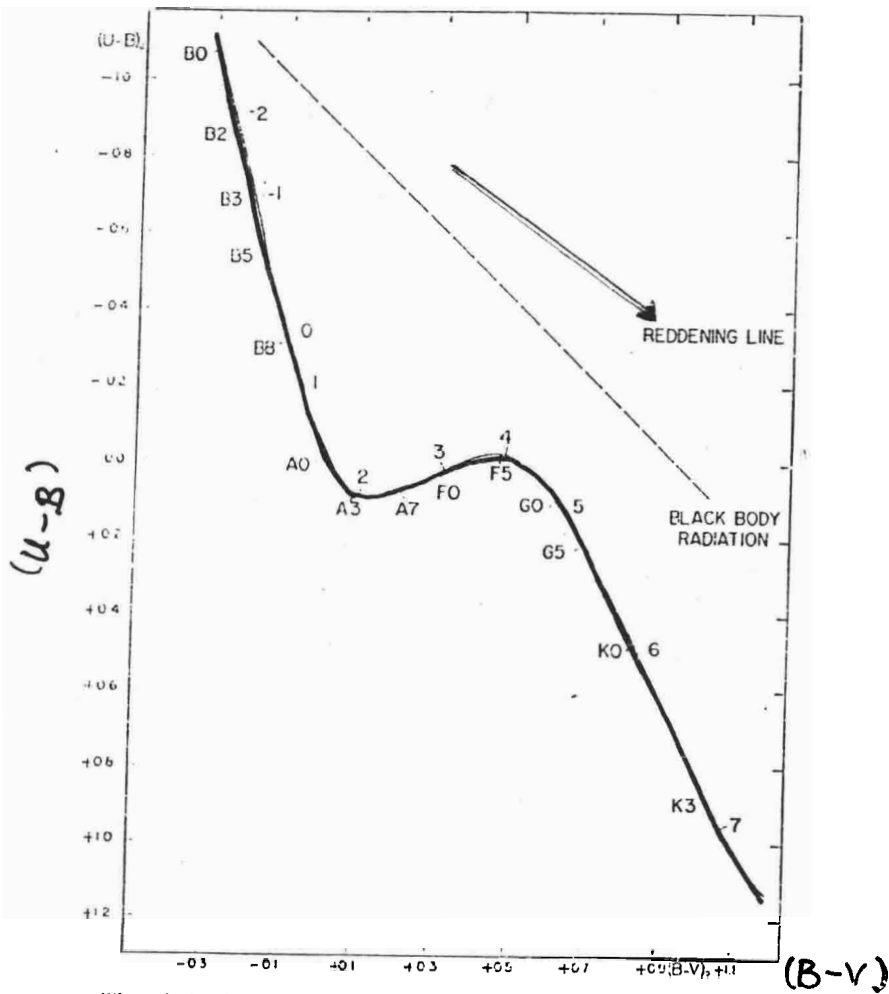
Suure Q määritellään havaittujen väri-indeksien avulla seuraavasti:

$$Q = (U-B)_{\text{obs}} - 0.72 \cdot (B-V)_{\text{obs}}$$

Sijoittamalla tähän

$$(U-B)_{\text{obs}} = (U-B)_0 + E_{U-B}$$

$$(B-V)_{\text{obs}} = (B-V)_0 + E_{B-V}$$



The relation between $(U - B)_0$ and $(B - V)_0$ for the main sequence (Johnson and Morgan 1953; Johnson 1958). The broken line represents black-body radiation. The arrow indicates the reddening path for the O stars.

Kuva 4.

huomataan että

$$Q = (U-B)_0 - 0.72 (B-V)_0$$

ja siis ekstinktiosta riippumaton suure. Se riippuu vain tähden ominaisväristä. Spektriluokkien O - A2 tähdille on saatu havaintojen perusteella seuraava riippuvuus:

$$(B-V)_0 = 0.332 \cdot Q$$

$$E_{B-V} = (B-V)_{obs} - 0.332 \cdot Q$$

$$A_V = 3.1 \cdot E_{B-V}$$

e) Ekstinktion suhde värieksessiin $R=A_V/E_{B-V}$

Fotometrisessa etäisyydenmäärityksessä R on hyvin tärkeä luku, koska sen avulla saadaan kokonaisekstinktio A_V kun tähden värieksessi E_{B-V} tunnetaan. R :n määrittämiseksi on pääasiassa kaksi menetelmää

1) Ekstinktiokäyrän avulla ("color difference method")

Verrataan kahden tähden väri-indeksejä eri aallonpituusalueissa (esim. U-B, B-V, ..., R-I, ...). Tähdillä sama spektriluokka, mutta erilainen interstellaarinen ekstinktio. Saatua ekstinktiokäyrä ekstrapoloidaan $\lambda \rightarrow \infty$ ($1/\lambda \rightarrow 0$) jolloin $A(\lambda) \rightarrow 0$, ja saadaan siis ekstinktion nollapiste. (vrt selostus kohdassa c yllä).

2) Avoimissa tähtijoukoissa esiintyvien ekstinktion vaihtelujen avulla ("variable extinction method")

Tähtijoukkoon kuuluvilla tähdillä lähes sama etäisyys, joten etäisyysmoduli

$$V - M_V = 5 \lg(r/10) + A_V(r) = \text{const} + R \cdot E_{B-V}$$

on vakio tähtijoukon tähdille, mikäli $A_V(r)$ sama kaikille näille tähdille.

Johtuen interstellaarisen pölyn epätasaisesta jakautumasta (pilvistruktuuri) $A_V(r)$ vaihtelee tähdestä toiseen vaikka $r = \text{const} \Rightarrow V - M_V$ vaihtelee tähdestä toiseen.

Määrätään tähtijoukon kullekin tähdelle

- 1) Spektriluokka $\Rightarrow M_V, (B-V)_0$
- 2) $B-V \Rightarrow E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$
- 3) $V \Rightarrow V - M_V$

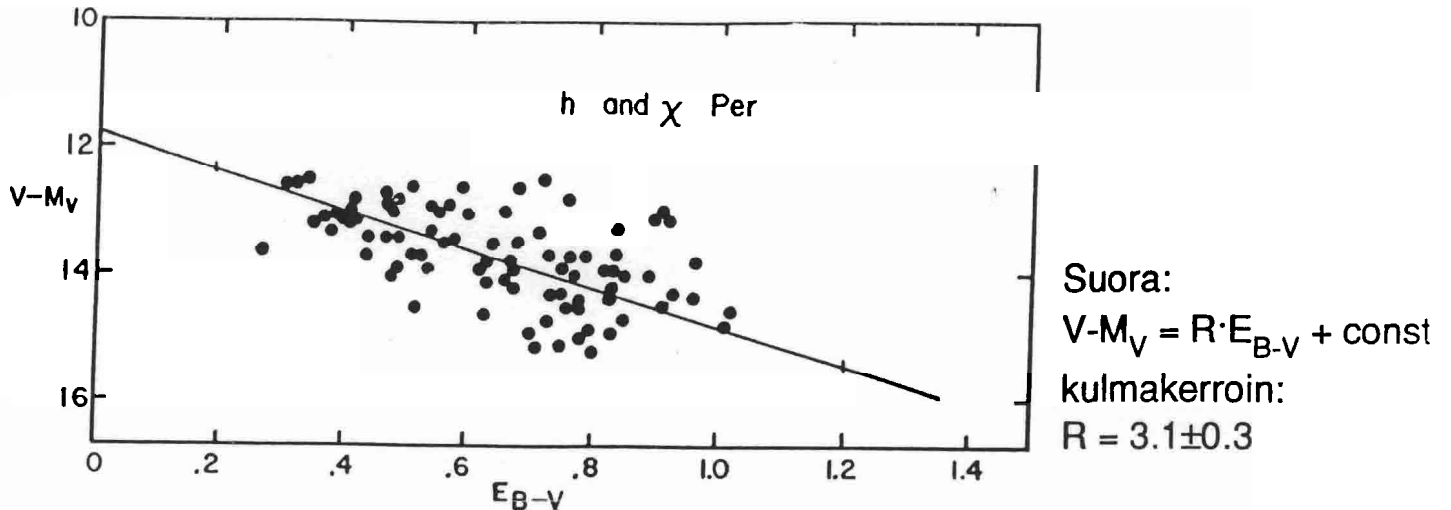


FIG. 7.—The variable-extinction diagram for h and χ Persei

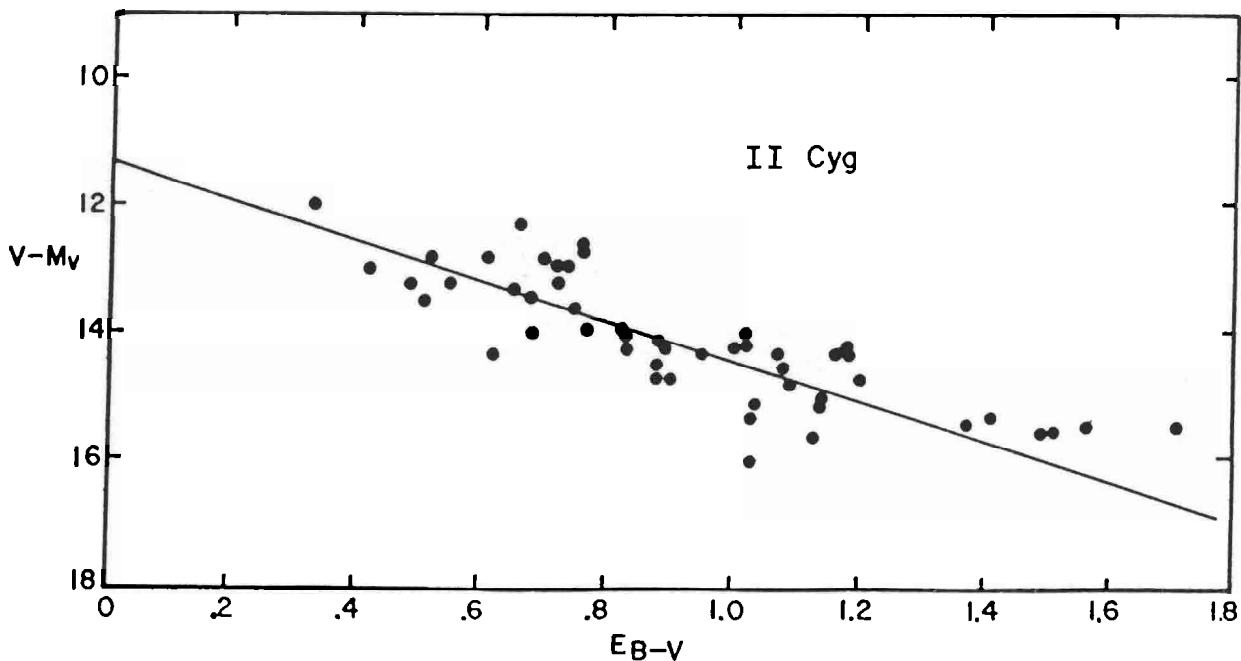


FIG. 8.—The variable-extinction diagram for II Cyg

Eri joukoista saadut tulokset yleensä sopusoinnussa arvon $R = 3.1$ kanssa. Eräissä joukoissa saatu arvoja $3.1 < R \leq 6$, mutta nämä poikkeamat on voitu selittää johtuviksi

- a) tähdistä jotka eivät kuulu k.o. joukkoon tai
- b) poikkeavista tähdistä, joiden ympärillä sirkumstellaarista pölyä tai
- c) HII alueissa esiintyvistä todellisista poikkeamista R :n arvossa.

3) Avoimien tähtijoukkojen läpimitta-menetelmä

Ol. -Avoimen joukon lineaarinen läpimitta ei riipu etäisyydestä

-Havaittu läpimitta ei riipu ekstinktiosta

Havaitaan:

Johdetaan:

① Kulmaläpimitta \Rightarrow etäisyys $\Rightarrow (V-M_V)_0$

② Väri-indeksi B-V }
Magnitudit V } \Rightarrow E_{B-V}
 $(V-M_V)_{obs}$ } *Johdetaan esim. joukkojen pääsarjojen yhteensoitamis-menettelmällä*

$$\textcircled{1}, \textcircled{2} \Rightarrow A_V = (V-M_V)_{obs} - (V-M_V)_0$$

(ks Harris, 1973) $\frac{A_V}{E_{B-V}} \Rightarrow R \approx 3.0$

4) Pimeiden sumujen avulla (tähtilaskennat)

Wolfen diagramma $\Rightarrow A_U, A_B, A_V, A_R, A_I$
 $\Rightarrow R=3.1$

(ks. esim. Schalen, A & A 42, 251)

5) Galaksijoukkojen kirkkaimpien galaksien avulla

① $|b| \geq 50^\circ$ $M_V = \text{const}, \sigma(M_V) = \pm 0^m.3$
kalibrointi } $V = 5 \lg c \cdot z - 6^m.76$
 $M_V: \mu_e \text{ ja}$ }
 $(B-V)_0: \mu_e$ } $(B-V)_0 = 0^m.98 \pm 0^m.04$

② Havaitaan tason lähellä olevia voimakkaasti punertuneita galaksijoukkoja:

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

$$E_{B-V} = (B-V)_{obs} - (B-V)_0 \Rightarrow R = 3.35 \pm 0.29$$

Yläraja neutraalille ekstinktiolle:

$$A_V(\text{neutraali}) \leq (0.10 \pm 0.146) \times A_V(\text{selektiivinen})$$

(ks. Sandage, PASP 87, 853, 1975)

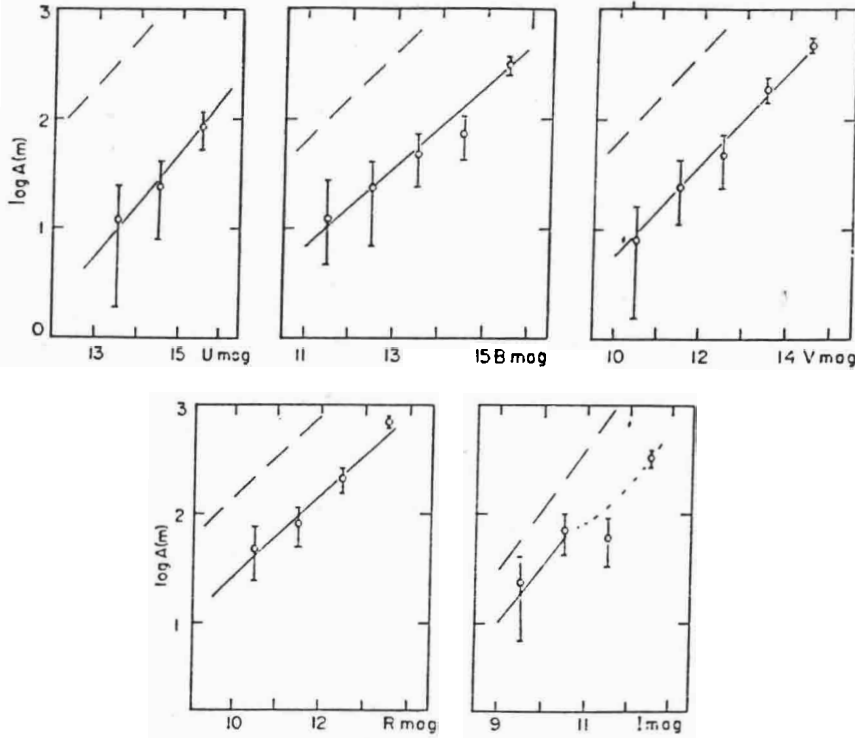


Fig. 3. The Wolf Diagrams for Area III-a. The counts refer to the homogeneous smaller area of the original area III. The apparent size is $300' \times 300'$. In cases for which the continuous line diverges from the dashed one, the extinction for the faintest apparent magnitude is accepted and listed in Table II.

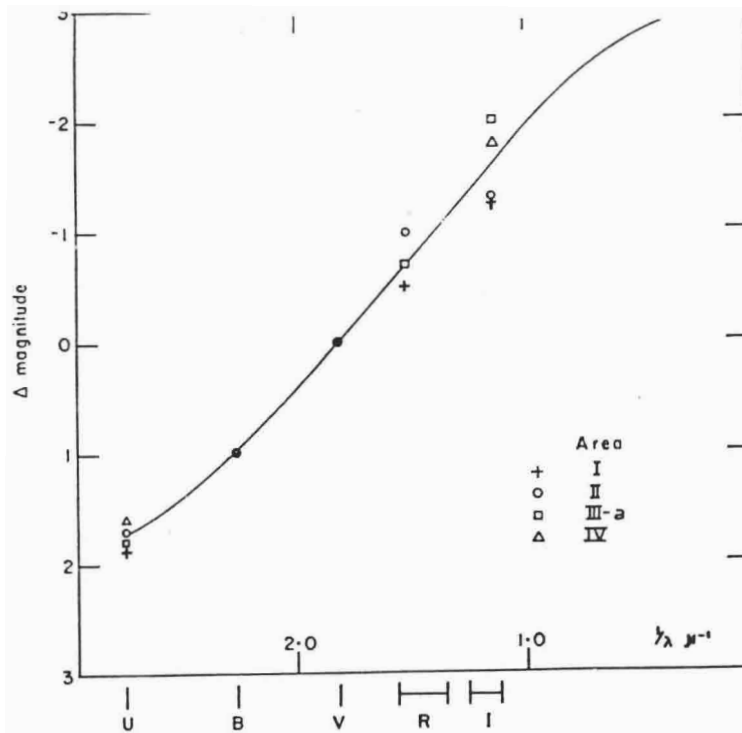


Fig. 5. The Extinction Curve for the Southern Coalsack. The derived extinctions are plotted together with Whitford's (1958) extinction curve. The UBVRI extinction values are normalized to $E(B-V) = 1.0$.

f) Interstellaarisen ekstinktion muodollinen eliminoiminen stellaaristatistiikan perusyhtälöistä

$$A(m,S) = \omega \int D_S(r) \phi(m+5-5 \lg r - A(r), S) r^2 dr \quad (1)$$

Otetaan käyttöön ns. fiktiivinen etäisyys

$$\rho = r \cdot 10^{0.2A(r)}$$

Silloin saadaan

$$A(m,S) = \omega \int \Delta_S(\rho) \phi(m + 5 - 5 \lg \rho(r), S) \rho^2 d\rho \quad (2)$$

jossa $\Delta_S(\rho)$ on ns. fiktiivinen tiheysfunktio.

Voidaan osoittaa, että $\Delta_S(\rho)$ ja $D_S(r)$ välillä on yhteys

$$D_S(r) = \Delta_S(\rho) \frac{\rho^2}{r^2} \frac{d\rho}{dr}$$

$$= \Delta_S(\rho) (1 + 0.2 \ln 10 \cdot r \frac{dA(r)}{dr}) 10^{0.6A(r)} \quad (3)$$

(Todistus harjoitustehtävänä !)

Stellaaristatistiikan perusyhtälön ratkaisemiseksi ratkaistaan ensin yhtälöstä (2) funktio $\Delta_S(\rho)$. Kun interstellaarinen ekstinktio $A(r)$ on saatu muuta kautta selville, saadaan nyt kaavasta (3) tiheysfunktio $D_S(r)$ lasketuksi.