



Linnunradan rakenne

FYS2053, 5 op, syksy 2022

D123 Exactum

Luento 4: Stellaaristatistiikka, 26/09/2022



Tällä luennolla käsitellään

1. Tähtien jakauma Linnunradassa, yleisiä tuloksia ja Linnunradan pintakirkkaus.
2. Stellaaristatistiikan perusyhtälön johtaminen, soveltaminen ja ratkaiseminen.
3. Tähtien kirkkausfunktion ('luminosity function') määritelmä ja määrittely. Kirkkausfunktio eri spektriluokkien tähdille.
4. Alkuperäiset tähtien kirkkaus- ja massafunktiot ja niiden kehitys ajan funktiona.
5. Vastaa soveltuvin osin: **M:** sivut 3-7, 25-34, 47-49
S&E: sivut 61-89
B&M: sivut 102-130



4.1 Tähtien yleinen jakauma

- Tähtilaskennoissa havaittava suure: $A(m|l, b)\Delta m$
= tähtien lukumäärä suuruusluokkavälissä $m-1/2\Delta m \dots m+1/2\Delta m$ neliöastetta kohti suunnassa jonka keskipiste vastaa koordinaatteja (l, b) .
- Vaihtoehtoisesti voidaan myös käyttää kumulatiivista lukumäärää:

$$N(m|l, b) = \int_{-\infty}^m A(m|l, b) dm$$

= suuruusluokkaa m kirkkaampien tähtien lukumäärä neliöastetta kohti. Taivaan kirkkaimman tähden Siriuksen magnitudi $m=-1.46$, eli miinus ääretön voidaan korvata sillä. Tästä seuraa A :n ja N :n välille yhteys:

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



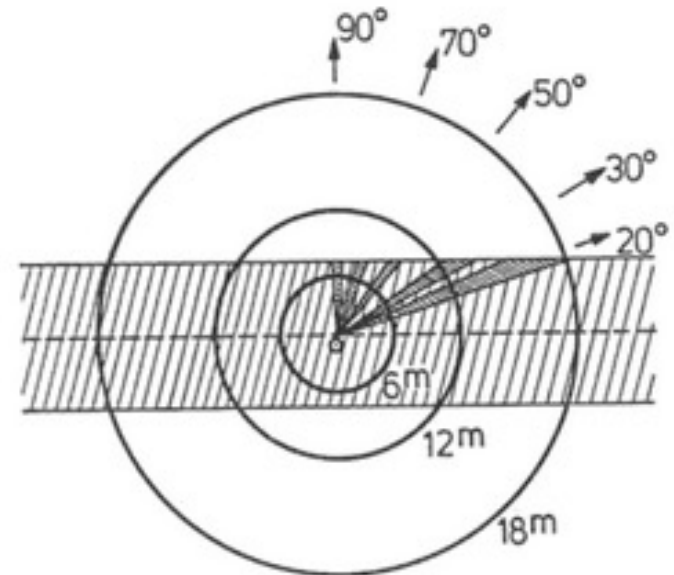
Tähtijakauma leveyspiirin funktiona

Tähtien lukumäärä kasvaa voimakkaasti kohden Linnunradan tasoa:

b	m=6	N(m/b)		(m_{pg})
		12	18	
90°	0.04	10.2	617	(luvut \square° kohden)
70°	0.04	11.5	692	
50°	0.05	14.8	1000	
30°	0.06	23.5	2512	
20°	0.07	31.6	4678	
10°	0.09	43.6	9332	
0°	0.17	89.1	20900	
$N(m/0^\circ)$	4	9	34	
$N(m/90^\circ)$				

(luvut \square° kohden)

Tähtien lukumäärä koko taivaalla $m \leq 18^m$
n. $200 \cdot 10^6$



- Selitykset havainnoille:

1. Eri rajasuuruusluokkia vastaa erilainen keskimääräinen etäisyys.
 2. Tähdet muodostavat voimakkaasti litistyneen järjestelmän.
- Koko Linnunradassa on noin 100-400 miljardia tähteä. Tarkka lukumäärä riippuu himmeiden tähtien lukumäärästä, GAIA:n avulla saamme entistä tarkemman arvion tähtien lukumäärälle.



Erityyppisten tähtien jakaumat I

- 1. Nuoret tähdet:** OB I-IV luokan tähdet , ylijättiläiset (kaikkien spektriluokkien) ja avoimet tähtijoukot esiintyvät galaktisen ekvaattorin lähellä, koska ne sijaitsevat lähellä Linnunradan tasoa, missä ne ovat syntyneet.
- 2. Vanhat tähdet:** Suurin osa F-M V luokan tähdistä, alikääpiöt VI (subdwarfs) ja pallomaiset tähtijoukot ovat jakautuneet tasaisemmin eri galaktisille leveyksille, mutta ne keskittyvät kohti Linnunradan keskuksen suuntaa.
- 3. Gouldin vyö:** Kirkkaat OB tähdet ($m \leq 5^m$) ja myös pimeät sumut eivät keskity galaktisen ekvaattorin ympärille vaan pitkin noin 1 kpc mittaista isoympyrän osaa, joka poikkeaa tästä noin 20° . Selitys Auringon lähiympäristössä paikallinen poikkeama tähtivälisen aineen jakautumisessa. Sama poikkeama lähiympäristön nuorten tähtien jakautumassa.



Erityyppisten tähtien jakaumat II

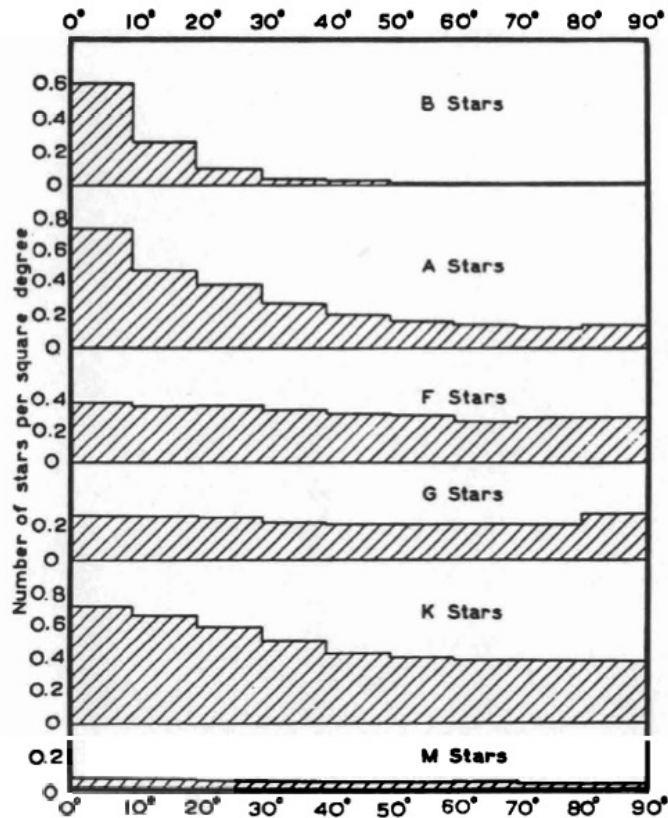


Figure 5.2 Variation of areal star density with galactic latitude for different spectral types (stars brighter than 8.5).

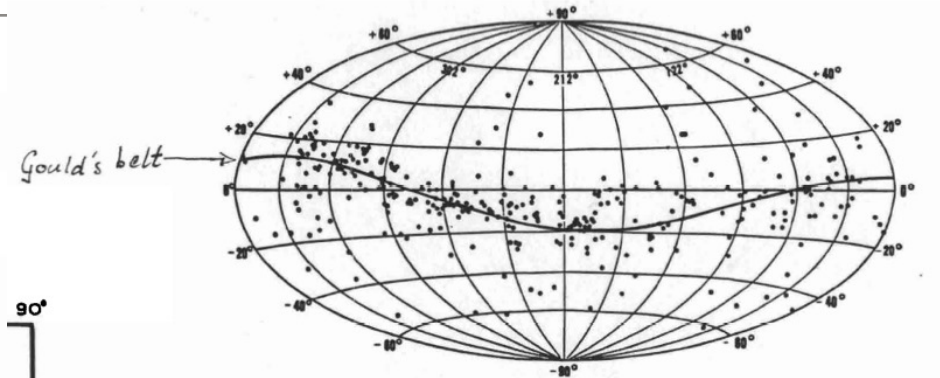


FIG. 1.—Galactic distribution of B stars brighter than visual magnitude 5.25 according to Shapley and Miss Cannon. The curve represents approximately the circle of concentration of these stars and illustrates the so-called "local system."

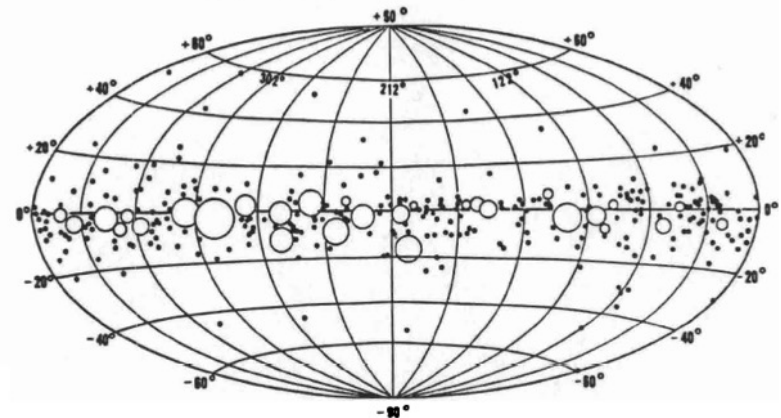


FIG. 2.—Galactic distribution of B stars fainter than visual magnitude 6.25 according to Shapley and Miss Cannon. These fainter stars are clearly concentrated along the galactic plane. Circles represent groups or clusters of B stars. Dots represent individual stars.

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



Linnunradan pintakirkkaus

- Tähtien yhteenlaskettu valo aiheuttaa pintakirkkauden:

$$m - m_{10} = -2.5 \log \left(\frac{s_m}{s_{10}} \right)$$

$$I = \sum_{-1.4}^{\infty} I(m), \quad I(m) = 10^{-0.4(m-10)} \cdot A(m)$$

- Perinteisesti intensiteetin yksikkönä on käytetty 10^m tähtien lukumäärää neliöastetta kohti. Intensiteetin fysikaalinen SI-yksikkö on kuitenkin $\text{Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}\text{sr}^{-1}$.
- Linnunradan pintakirkkaudesta noin 70% tulee tähtien yhteenlasketusta valosta ja loput 30% diffuusista Linnunradan valosta (lähinnä pölystä sironnutta valoa).



Pintakirkkauden komponentit

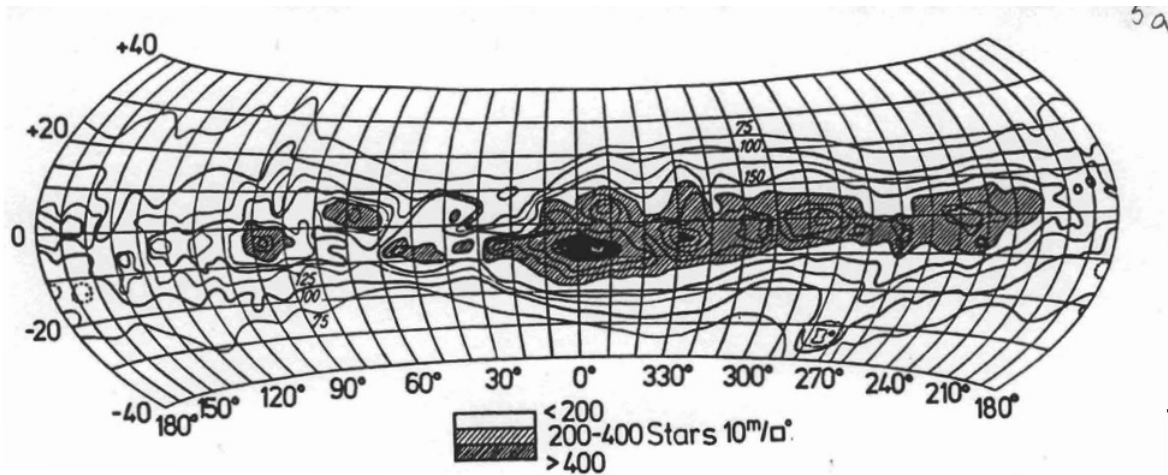


Fig. 3.3. Isophotes of the brightness distribution in the Milky Way for the visual spectral region. Unit of surface brightness: 1 star magnitude 10. per square degree. (From Elsässer and Haug, 1960)

Häiriötekijät:
~65%: Airglow
~25% Zodiakaalivalo
~10% Sironnut
tähtien-valo

1. Linnunradan tähtien valo + diffuusi galaktinen valo.
2. Zodiakaalivalo (Eläinratavallo, asteroidien ja komeettojen aiheuttamaa pölyä aurinkokunnassa, esiintyy ekliptikan tasossa).
3. Airglow (Ilmahehku, rekombinaatiota ilmakehässä) ja ilmakehässä sironnut tähtienvalo.
4. Galaksien valo ja muu ekstragalaktinen valo.



4.2 Stellaaristatistiikan perusyhtälö I

- Stellaaristatistiikan tehtävänä on määrätä havaintojen avulla funktio:

$$\Psi(r, l, b, M, S)$$

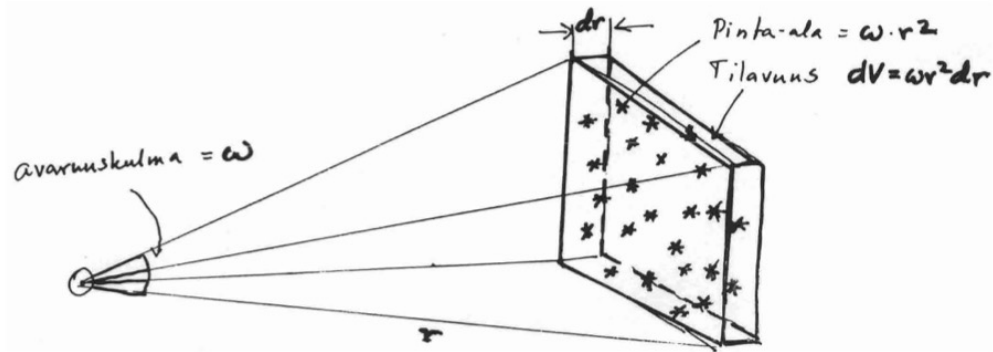
- Tämä funktio ilmoittaa tähtien lukumäärän tilavuusyksikössä (pc^3) suunnan (l, b) ja etäisyyden r :n funktiona erikseen kullekin spektriluokalle S ja absoluuttiselle magnitudille M . Seuraavassa jätetään l ja b pois mutta tarkastellaan funktiota Ψ silti aina määrättyssä suunnassa. Funktio Ψ voidaan jakaa kahden funktion tuloksi:

$$\Psi(r, M, S) = D_S(r) \Phi(M, S)$$

- $D_S(r)$ =tiheysfunktio, spektriluokkaa S olevien tähtien lukumäärä tilavuusyksikköä kohden ($D_S(0)=D_0$ auringon lähellä).
- $\Phi(M, S)$ =kirkkausfunktio, tietyssä tilavuusyksikössä olevien tähtien lukumäärä M :n ja S :n funktiona. Oletus: $\Phi(M, S)$ ei riipu etäisyydestä r .



Stellaaristatistiikan perusyhtälö II



- Johdetaan yhteys tähtilaskennoista saatavan suureen $A(m):n$ tai $N(m):n$ ja funktioiden D ja Φ välillä. Tarkastellaan pelkästään spektriluokkaa S olevia tähtiä pienellä alueella ω (avaruuskulma) taivaalla. Tilavuudessa dV olevien tähtien lukumäärä ja näennäinen magnitudi ovat:

$$dA(m, S) = D_S(r) \cdot \Phi(M, S) dV, \quad m = M + 5 \log r - 5 + A(r)$$

$$\Rightarrow dA(m, S) = D_S(r) \cdot \Phi(m - 5 \log r + 5 - A(r), S) \omega r^2 dr$$



Stellaaristatistiikan perusyhtälö III

- Huom! $dA(m, S)$ on tähtien differentiaalinen lukumäärä ja $A(r)$ kuvaa ekstinktion määrää. Näitä kahta tekijää ei pidä sekoittaa keskenään!
- Sellaisia tähtiä joiden näennäinen suurusluokka on m on eri etäisyyksillä r johtuen niiden erilaisista absoluuttisista magnitudeista M . Näennäistä suurusluokkaa m olevien tähtien kokonaislukumäärä saadaan integroimalla yli kaikkien etäisyyksien:

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

- Tämä on **stellaaristatistiikan perusyhtälö**.



Stellaaristatistiikan perusyhtälö IV

- Tiheysfunktion $D_S(r)$ määrittämiseksi havaitusta funktiosta $A(m,S)$ on ratkaistava integraaliyhtälö. Tätä varten tarvitaan:
 1. $A(m,S)$, eli tähtien havaittu lukumäärä $m-1/2, m+1/2$ magnitudivälissä tietylle spektrityypille.
 2. $A(r)$ interstellaarinen ekstinktio samojen tai joidenkin muiden tähtien havaintojen avulla.
 3. $\Phi(M,S)$, eli kirkkausfunktio kyseiselle spektriluokalle S .
- Kaavassa avaruuskulma ω on yleensä 1 neliöaste, eli $1^\circ \times 1^\circ$.
- Stellaaristatistiikan perusyhtälön suora soveltaminen on yleensä hankalaa, koska yhtälölle ei käytännössä löydy yksiselitteistä ratkaisua.



Stellaaristatistiikka ja ekstinktio I

- Ekstinktio voidaan muodollisesti eliminoida stellaaristatistiikan perusyhtälöstä ottamalla käyttöön fiktiivinen etäisyys (tehdään muuttujan vaihto):

$$\rho = r \cdot 10^{0.2A(r)}$$
$$\Rightarrow A(m, S) = \omega \int_0^\infty \Delta_S(\rho) \cdot \Phi(m + 5 - 5 \log \rho(r), S) \rho^2 d\rho$$

- Nyt, $\Delta_S(\rho)$ on niin sanottu fiktiivinen tiheysfunktio. Voidaan osoittaa että $\Delta_S(\rho)$ ja $D_S(r)$ välillä on seuraava yhteys (Todistus harj. teht. Lask. 3.):

$$D_S(r) = \Delta_S(\rho) \frac{\rho^2}{r^2} \frac{d\rho}{dr}$$
$$= \Delta_S(\rho) (1 + 0.2 \ln 10 \cdot r dA(r)/dr) 10^{0.6A(r)}$$



Stellaaristatistiikka ja ekstinktio II

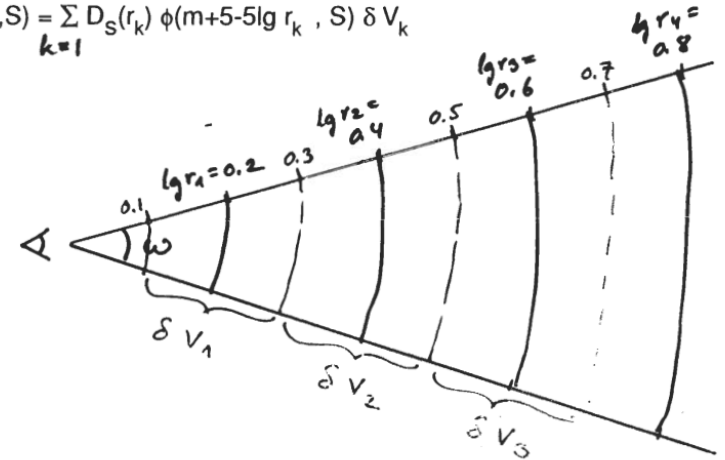
- Stellaaristatistiikan perusyhtälön ratkaisemiseksi ratkaistaan ensin fiktiivinen tiheysfunktio $\Delta_S(\rho)$ yhtälöstä josta ekstinktion vaikutus $A(r)$ on muodollisesti eliminoitu.
- Kun interstellaarinen ekstinktio $A(r)$ on saatu selville, jollain toisella menetelmällä, voidaan tähtitiheys $D_S(r)$ sitten ratkaista edellisen sivun alimmalla kaavalla.
- Käytännössä menetelmä on hankala koska tähtitiheyden $D_S(r)$ muutokset painotetaan varsin leveällä luminositeettifunktiolla. Siksi suuretkin muutokset $D_S(r)$:ssä aiheuttavat vain pieniä muutoksia havaitussa tähtitiheydessä $A(m,S)$.



Yhtälön 'numeerinen' ratkaiseminen

- Korvataan yhtälön integraali summalla (ekstinktio=0 tai eliminoitu kuten edellä).
- Lasketaan tähtien lukumäärät pallonkuorissa
- Oletetaan että kirkkausfunktio tunnetaan ja on riippumaton etäisyydestä. Lisäksi tehdään oletus tähtitiheyden funktiolle $D_S(r)$.
- Lasketaan mallin ennustamat tähtien lukumäärät $A(m,S)$ ja verrataan havaintoihin, muutetaan mallia ja lasketaan tähdet uudestaan -> iterointia jatketaan kunnes malli ja havainnot ovat sopusoinnussa.

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



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

Lisää yksityiskohtia vanhassa luentomonisteessa: sivut M48-49.



4.3 Kirkkausfunktio

- Tähtien kirkkausfunktio (luminosity function) on mielenkiintoinen paitsi tähtitiheyden $D_S(r)$ määrittämistä varten myös tähtien syntyprosessia tutkittaessa.
- Kirkkausfunktion määrittäminen havainnoista on periaatteessa hyvin yksinkertainen tehtävä. Jos oletetaan että kaikki tähdet auringon lähellä tunnetaan (esim. $r < 20$ pc) ja niiden parallaksit ja absoluuttiset magnitudit ovat tiedossa. Lasketaan yksinkertaisesti tähtien lukumäärä kutakin $M - 1/2 \dots M + 1/2$ intervallia kohden $\rightarrow \Phi(M)$.
- Käytännössä tehtävä ei ole ihan näin yksinkertainen:
 1. Havaintomateriaalin epätäydellisyys ($M = 15^m$, kun $r = 10$ pc $\rightarrow m = M$, eli $m_{\text{lim}} = 15 \rightarrow 10^7$ tähteä taivaalla, mahdotonta ennen GAIA:a).
 2. Valintaefektit (parallakseja ei mitata kaikille tähdille). Auringon lähellä ei ole ollenkaan kirkkaita ($M < -2$) tähtiä.
 3. Havaintovirheet parallaksissa.

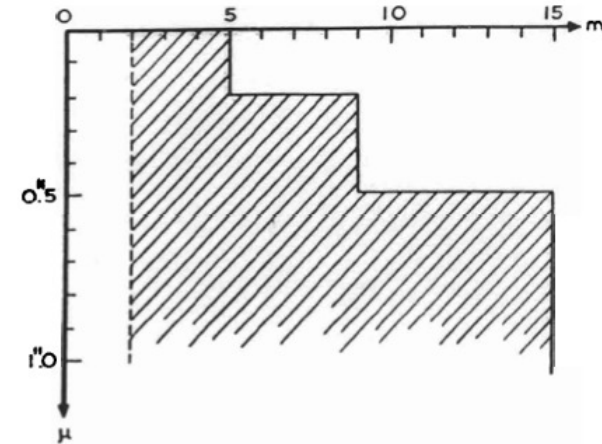


Havaintomateriaalin epätäydellisyys

- Parallakseja mitataan tähdille, joilla on suuri ominaisliike μ , koska ne ovat todennäköisemmin lähellä aurinkoa.
- Määritellään funktio:
 $K_1(m, \mu) = (\text{tähtien lukumäärä joilla } (m, \mu)) / (\text{niiden tähtien lukumäärä joille parallaksi } \pi \text{ on mitattu}).$
- Jakautumafunktion laskuissa täytyy ottaa huomioon, että havaintomateriaali on epätäydellinen kuvaus todellisesta tilanteesta.

πmin intervalia aurinkoa.

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



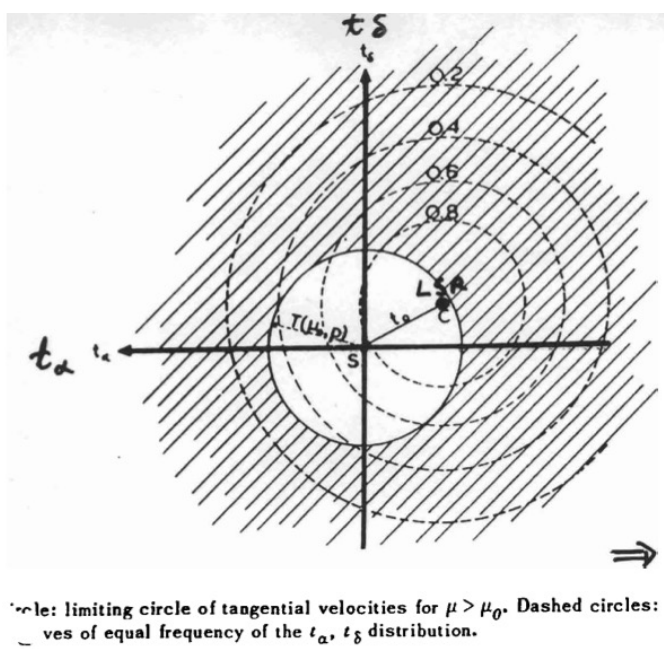


Valintaefektin eliminoiminen

29

- Otetaan huomioon että vain tähdet joiden ominaisliikkeet ovat riittävän suuria ovat mukana parallaksi-mittauksissa.
- Korjaus voidaan tehdä kun oletetaan että tangentialnopeudet noudattavat normaalijakaumaa LSR:n suhteen, eli:

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



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

parallakseja ei ole määrätty (ympyrän sisäpuoli)

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

	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. $V_\odot = 25 \text{ kms}^{-1}$
 $\sigma = 30 \text{ kms}^{-1}$



Parallaksin mittausvirhe: GAIA

- Parallaksin mittausvirhe on perinteisesti luokkaa $0.''01$ ja koska etäisyys $r=20$ pc vastaa $0.''05$. Tämä virhe täytyy ottaa huomioon laskuissa.
- Uusissa mittauksissa, esim. GAIA, parallaksin virhe on mikrokaarisekunteja kirkkaille tähdille ($m_v=10-18$) ja millikaarisekunteja sitä himmeämmille tähdille.
- GAIA:n tarkkuus ominaisliikkeille on myös luokkaa mikrokaarisekunteja/vuodessa ($m_v=10-18$) ja millikaarisekunteja/vuodessa tätä himmeämmille tähdille.
- Radiaalinopeus tarkkuus on noin 3 km/s $m_v \leq 15$ ja noin 10 km/s tätä himmeämmille tähdille.
- GAIA:n mittaukset ovat täysin mullistaneet kaikki etäisyys- ja nopeusmittaukset Linnunradassa.



Luminositeettifunktio Auringon lähellä

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.

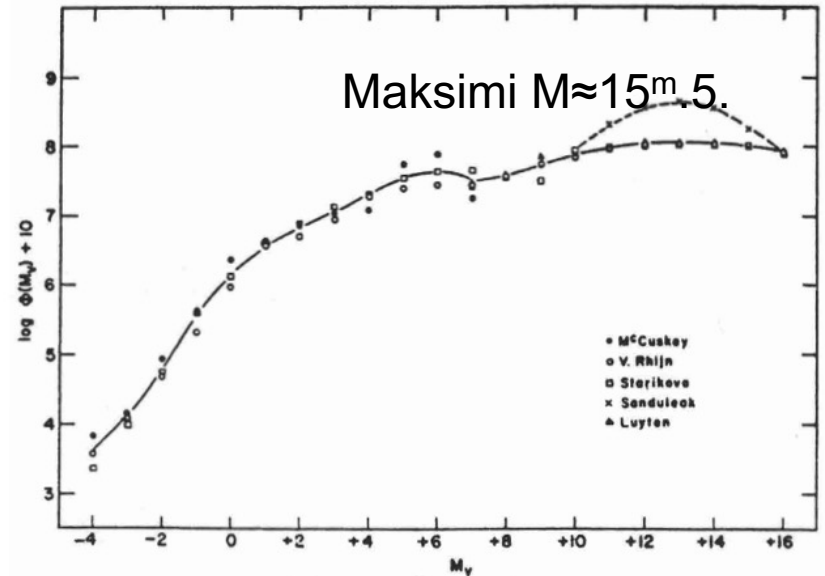


Fig. 3. Recent determinations of the luminosity function $\log \phi(M_v)$ for visual absolute magnitudes. The solid curve represents the function adopted for further discussion. The dashed curve represents the function derived by Sanduleak for the region of the North Galactic Pole.

- Himmeille tähdille $M > 18^m$ ilmoitetut arvot ovat varsin epätarkkoja.
- Auringon lähellä maksimi $M = 15^m.5$. Auringon lähellä ei ole siis juurikaan kirkkaita tähtiä.

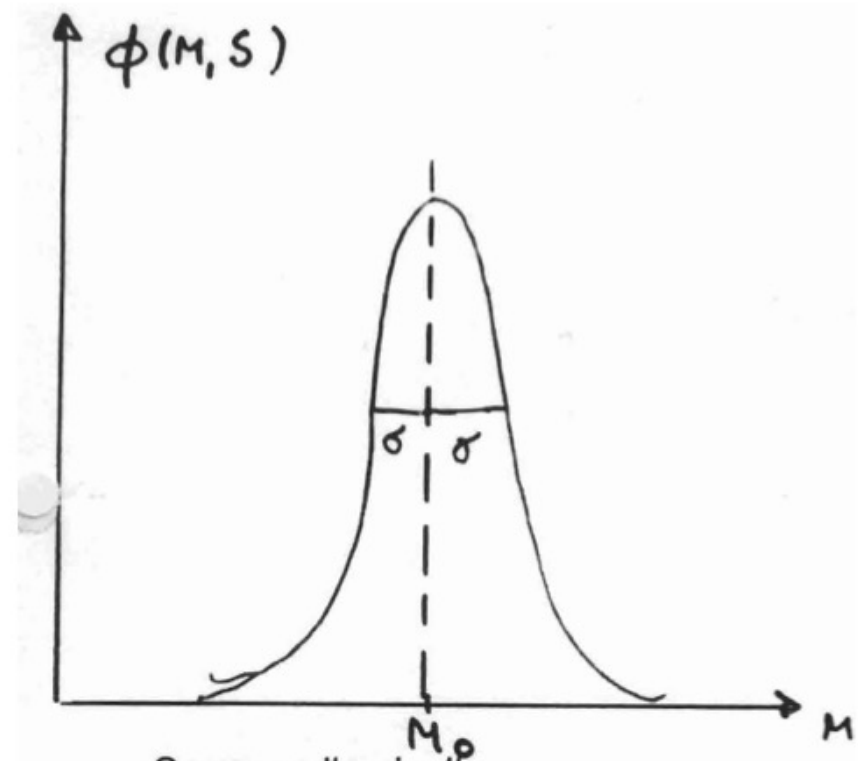


Kirkkausfunktio eri spektriluokille I

- Tietyn spektriluokan ja luminositeettiluokan tähdille hajonta absoluuttisissa magnitudeissa yleensä $\leq 0^m.5$. Kirkkausfunktio noudattaa normaalijakaumaa ja voidaan esittää muodossa:

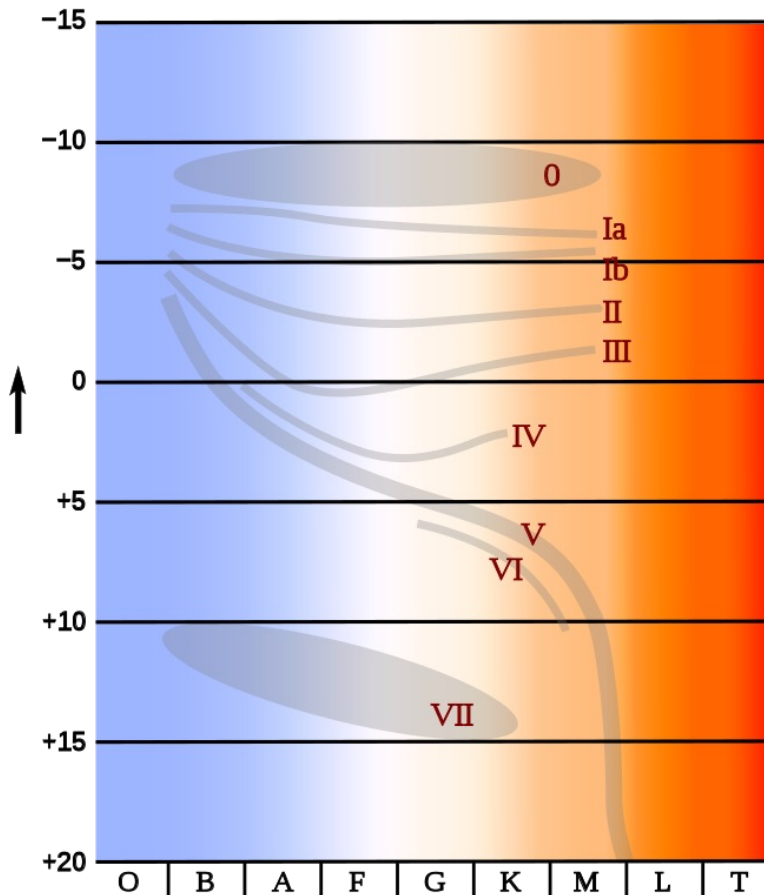
$$\phi(M, S) = \frac{\phi_0}{\sigma} e^{-\frac{1}{2\sigma^2} (M - M_0)^2}$$

- Havaittu hajonta johtuu:
 1. Havaintovirheistä.
 2. Todellisesta kosmisesta hajonnasta (esim. tähtien erilainen ikä ja kemiallinen koostumus).





Kirkkausfunktio eri spektriluokille II



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



4.4 Alkuperäiset kirkkaus- ja massafunktiot

- Alkuperäinen kirkkausfunktio (initial luminosity function) erilainen kuin nykyhetkellä havaittu kirkkausfunktio.
- Syy: Pienimassaiset, absoluuttiselta kirkkaudeltaan heikkovaloiset tähdet ($M \geq 5^m$) viipyvät pääsarjalla kauemmin kuin Linnunradan nykyinen ikä $T \approx 10$ miljardia vuotta.
- Suurimassaiset, absoluuttiset kirkkaat tähdet ($M \leq 5^m$) kehittyvät pois pääsarjalta 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 style="border-top: 1px dashed black;"/>		
M0	+ 8.9	$\sim 1 \cdot 10^{11}$
M7	+14.0	$\sim 1 \cdot 10^{13}$

↑ $t_E < t_{\text{Galaxy}}$

↓ $t_E > t_{\text{Galaxy}}$



Kirkkausfunktion kehitys I

- Merkitään: $\Phi_{MS}(M)$ = pääsarjan tähtien kirkkausfunktio
 $\Phi_{\text{initial}}(M)$ = syntyvien pääsarjan tähtien kirkkausfunktio
 $R(t)$ = syntyvien tähtien lukumäärä aikayksiköissä
 $t_E(M)$ = tähden elinikä pääsarjassa (riippuu M:stä)

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

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

- Yllä oletettiin, että $\Phi_{\text{initial}}(M)$ ei riipu ajasta. Toisaalta pääsarjasta ovat tähän hetkeen $t=T$ mennessä poistuneet kaikki tähdet jotka syntyivät ennen hetkeä $t=T-t_E(M)$:

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



Kirkkausfunktion kehitys II

- 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:

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

- Mikäli tähtien syntynopeus on vakio, eli $R(t)=\text{vakio}=C$. Normeeraus 1 per aika, eli $1/T$. Täten saadaan seuraavat tulokset:

$$\begin{cases} \Phi_{MS}(M) = \Phi_{\text{initial}}(M) \frac{t_E(M)}{T}, & t_E < T \\ \Phi_{MS}(M) = \Phi_{\text{initial}}(M), & t_E \geq T \end{cases}$$



Kirkkausfunktion kehitys: tulokset

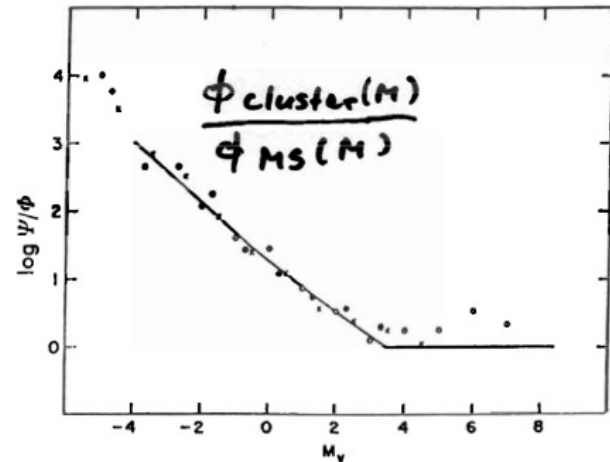
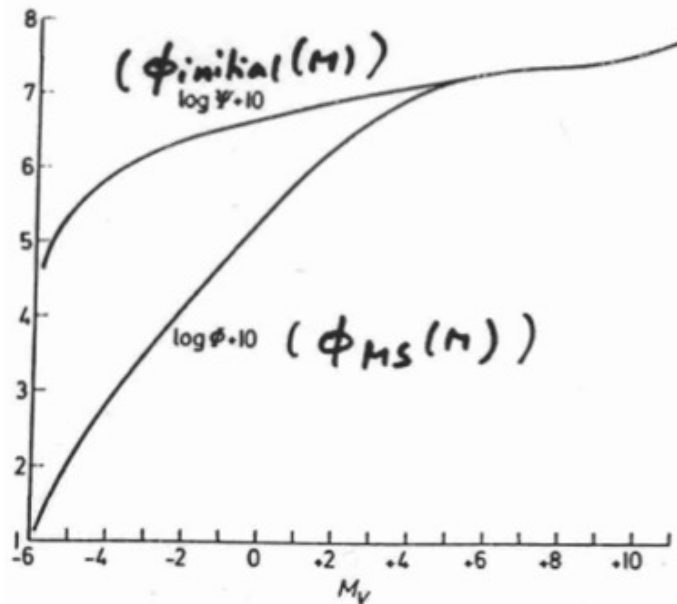


Fig. 26.9 Comparison of observed luminosity functions of young galactic clusters NGC 6530 (dots), NGC 2264 (circles), and the Orion Nebula cluster (crosses) with E. E. Salpeter's zero age luminosity function. The ordinate is the logarithm of the ratio of the observed luminosity function of the cluster (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)

- Nähdään että kirkkaita tähtiä syntyy paljon enemmän kuin niiden tällä hetkellä havaittu suhteellinen runsaus ensi silmäyksellä osoittaisi.
- Hyvin nuorissa tähtijoukoissa, nuoret tähdet ovat vielä pääsarjalla



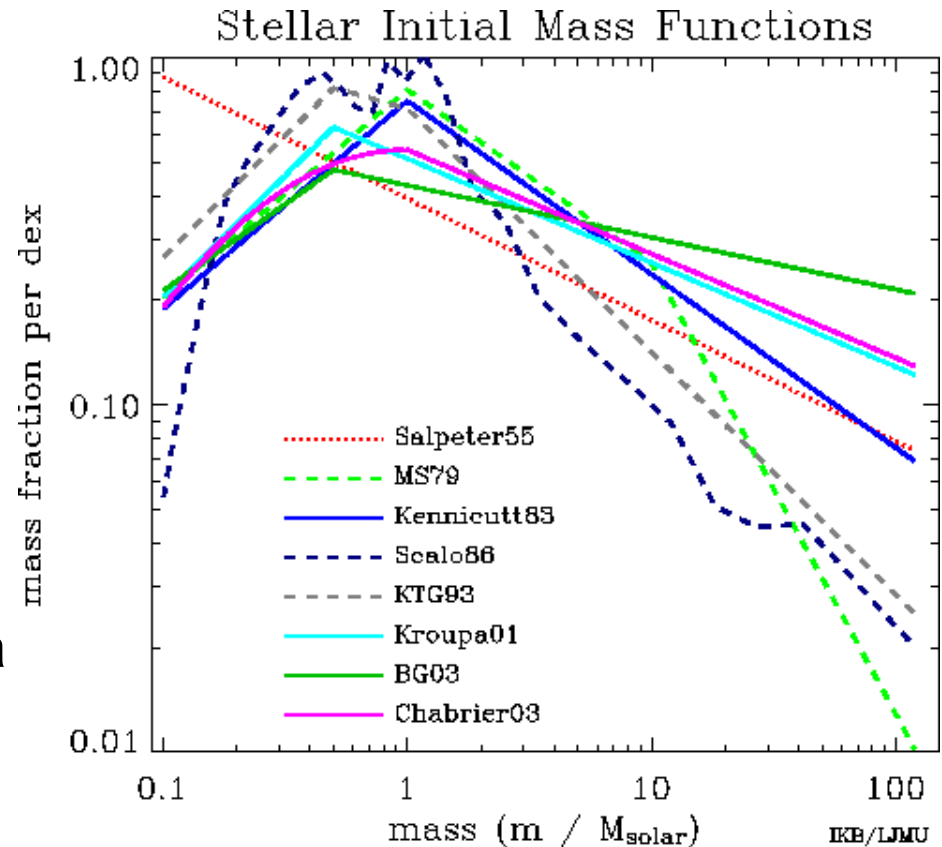
Syntyvien tähtien massafunktio I

- Tähtien synnyn ja kehityksen teorian kannalta hyvin tärkeä funktio on syntyvien tähtien massafunktio (initial mass function=**IMF**), joka kertoo **syntyvien tähtien suhteellisen lukumäärän massan funktiona**.
- Formaalisti IMF voidaan määritellä:
$$dN = N_0 \xi(M) dM$$
- dN on tähtien lukumäärän muutos
- N_0 on normeerausvakio, joka kuvaa tähtiensynnyn voimakkuutta.
- $\xi(M)$ on **IMF. Empiirinen havaittu funktio**, joka kertoo miten syntyvien tähtien lukumäärää painotetaan massan M funktiona.



Syntyvien tähtien massafunktio II

- IMF funktiolle on esitetty monta erilaista muotoa eri havainnoista. Kuuluisin ja tärkein on vuodelta 1955: Salpeter IMF:
 $\xi(M) \propto M^{-2.35}$
- Kaikissa IMF funktiossa pienenmassaisia tähtiä syntyy enemmän kuin suurimassaisia.
- IMF huippuarvo on yleensä arvolla noin $\sim 0.6-0.8 M_{\odot}$, jonka jälkeen IMF pienenee molempiin suuntiin.





Mitä opimme?

1. Erityyppiset tähdet ovat hyvin erilailla jakautuneita Linnunradassa, nuoret tähdet ovat voimakkaasti keskittyneitä Linnunradan tasoon kun taas vanhemmat tähdet ovat tasaisemmin jakautuneita.
2. Stellaaristatistiikan perusyhtälö kertoo yhteyden havaittujen tähtilaskentojen ja tähtien tiheysfunktion ja kirkkausfunktion välillä. Yhtälön soveltaminen on käytännössä hankalaa.
3. Kirkkausfunktio kuvaa tähtien lukumäärää absoluuttisen magnitudin funktiona tietyssä tilavuudessa. Eri spektriluokkien kirkkausfunktiot noudattavat Gaussin jakaumaa, varsin pienellä hajonnalla.
4. Kirkkausfunktio kehittyy ajan funktiona, nuoret tähdet kehittyvät pois pääsarjalta, kaikki $M \geq 5^m$ tähdet ovat vieläkin pääsarjalla.