



Linnunradan rakenne (FYS2053)

Luento 14: Kertausta

Jorma Harju

12.12.2022, Exactum D123

Tällä luennolla kerrataan

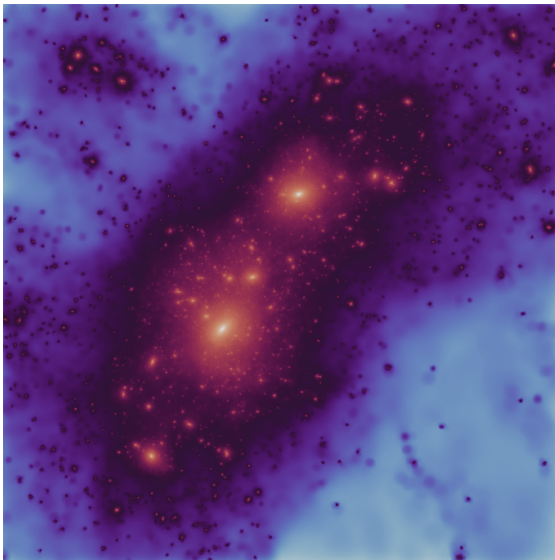
1. Linnunradan suuren skaalan rakenne ja rakenneosat
2. Tähtien kirkkaus- ja massajakaumat. Stellaaristatistiikan perusyhtälö.
3. Etäisyydet ja ekstinktio
4. ESA:n *Gaia*-satelliitti
5. Paikka- ja nopeuskoordinaatitot
6. Tähtien liike Auringon lähellä
7. Linnunradan rotaatio ja Oortin vakiot
8. Tähtien kiertoradat
9. Linnunradan synty ja kehitys

Linnunradan suuren skaalan rakenne ja rakenneosat

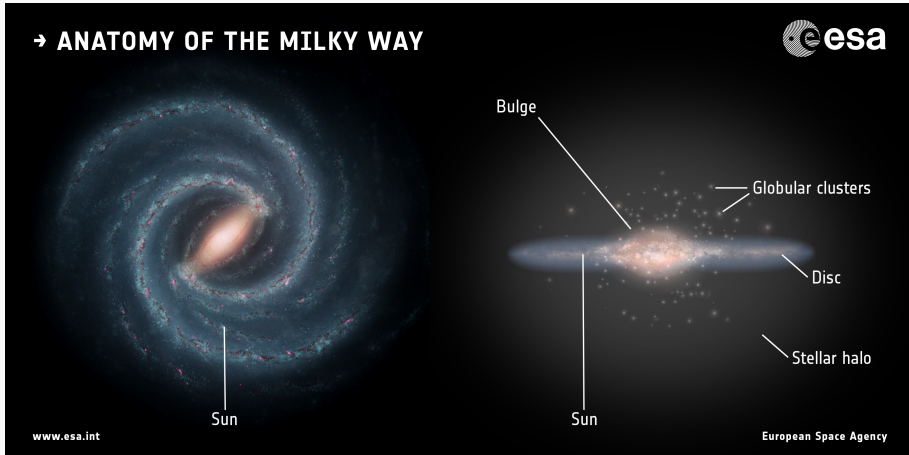
Paikallinen galaksiryhmä

Till Sawala: Simulaatio pimeään aineen jakaumasta galaksiryhmässä, joka vastaa paikallista ryhmää.

Andromedaan 770 kpc
Linnunradan pimeään aineen halon ulkorajana voidaan pitää esim. sädettä jonka sisäänjäävä keskimääräinen massatiheys on $200 \times$ maailmankaikkeuden kriittinen tiheys ($\sim 10^{-26} \text{ kg m}^{-3}$, $140 M_{\odot} \text{ kpc}^{-3}$) eli $\sim 200 \text{ kpc}$.



Linnunradan näkyvä halo, kiekko ja sauva



Näkyvä osa: 2-5% Linnunradan koko massasta ($\approx 2 \times 10^{12} M_{\odot}$)

Ydin, keskuspullistuma, sauva, ohut ja paksu kiekko, tähtihalo

Ydin

- molekyyllisen kaasun rengas (halkaisija 10 pc) jonka sisällä ionisoituneen kaasun minispiraali
- aivan ytimessä ($R < 1$ pc) suuri tähtitiheys
- supermassiivinen musta aukko, $4 \times 10^6 M_{\odot}$
- tällä hetkellä passiivinen, Fermi-kuplat mahdollisesti jäänteitä aikaisemmista suihkuista

Keskuspulistuma

- halkaisija 3 – 4 kpc, $M \sim 1 - 2 \times 10^{10} M_{\odot}$
- enimmäkseen vanhoja tähtiä, myös niitä joilla korkea [Fe/H]

Kiekk

- halkaisija ~ 30 kpc, $M \sim 1 \times 10^{11} M_{\odot}$
- ohut ja paksu, skaalakorkeudet ~ 300 pc ja ~ 1 kpc
- paksussa kiekossa matala rautapitoisuus, $[\alpha/\text{Fe}]$ korkea, suurempi nopeusdispersio ja pienempi kiertonopeus kuin ohuessa kiekossa
- ohuessa kiekossa kaasua ja nuoria tähtiä, korkeampi rautapitoisuus $[\text{Fe}/\text{H}]$
- spiraalihaarat: tiheysaaltoja, joiden kohdalla tähdet jarruttavat

Sauva

- tähdistä ja kaasusta koostuva rakenne, joka ohjaa kaasua Linnunradan keskustaan ja josta nuoriä tähtiä siirtyy keskuspulistumaan
- pituus $\sim 8 - 10$ kpc
- syntyy ehkä kaikilla pitkälle kehittyneillä spiraaleilla

Näkyvä halo

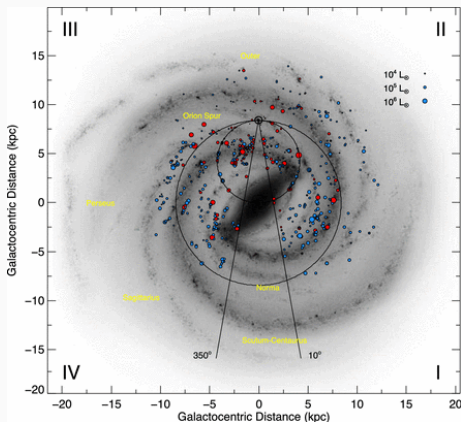
- metalliköyhiä pienimassaisia vanhoja tähtiä
- pallomaisia tähtijoukkoja
- Linnunrataan putoavia vetypilviä

Linnunradan kiekon spiraalirakenne I

Linnunradalla oletetaan olevan sauva ja 4 kaasumaisista spiraalihaaraa (SBc-luokan avonainen spiraaligalaksi).

Haarat laahaavat perässä (trailing arms).

Aurinko sijaitsee Carina- ja Perseushaarojen välissä ns. Orionin sivuhaarassa (Orion spur).

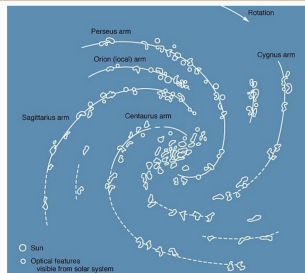


Linnunradan kiekon spiraalirakenne II

Täyttä yksimielisyyttä Linnunradan rakenteesta ei ole, haarojen nimet vaihtelevat lähteestä riippuen

Spiraalihaaraindikaattoreita:

- O- ja B-tähdet (B1-B2 asti), avoimet tähtijoukot, assosiaatiot
- HII-alueet
- kirkkaat kefeidit ($P > 13d$, $M_V \leq -4.5$) ja M-ylijättiläiset
- nuoret kuumat Wolf-Rayet tähdet
- vedyn 21 cm emissioviivaprofiilit
- molekyylipilvet, erityisesti CO 2.6 mm rotaatioviiva



Linnunradan tähtipopulaatiot

- Populaation I tähdet:** Pääsääntöisesti nuoria tähtiä, joilla korkea metallipitoisuus ($Z \sim Z_{\odot} = 0.02$). Nämä tähdet ovat keskittyneet lähelle Linnunradan tasoa ja liikkuvat lähes ympyräradoilla lähellä tätä tasoa.
- Populaation II tähdet:** Vanhempia tähtiä, joiden metallipitoisuus Aurinkoa pienempi. Tähdet sijaitsevat kauempana galaksin tasosta ja liikkuvat keskimäärin suuremmilla z-nopeuksilla suuremmille z-etäisyyksille.
- Populaation III tähdet:** Maailmankaikkeuden ensimmäiset tähdet, äärimmäisen metalliköyhiä ja todennäköisesti hyvin massiivisia. Näitä tähtiä ei ole enää Linnunradassa ja niiden ominaisuudet eivät olet täysin tiedossa, koska suoria havaintoja niistä ei toistaiseksi ole.

Linnunradan tähtijoukot

Pallomaiset tähtijoukot

-vanhoista (> 10 Gyr) metalliköyhistä tähdistä koostuvia gravitaation sitomia tähtijoukkoja

$-10^5 - 10^6$ tähteä, koko ~ 25 pc, tähtitiheys $\sim 100 \text{ pc}^{-3}$

- n. 170 tunnetua Linnunradan joukkoa ovat jakautuneet melko symmetrisesti haloon, etäisyyksille $R_{GC} \sim 1 - 150$ kpc

Avoimet tähtijoukot

-Muutamia tuhansia tähtiä, suunnilleen samanikäisiä

-Linnunradan tasossa, hajoamisaika ~ 100 Myr

OB-assosiaatiot

-10-100 OB-tähden löyhä assosiaatio, tähtien iät korkeintaan muutama 10 Myr, tuottavat tyypin II supernovia

Tähti laajenee ja supistuu ionisoituneen He kerroksen takia
Kefeidit, W Virginis ja RR Lyrae -tähdet ovat tärkeitä
etäisyysindikaattoreita niiden periodi-luminositeetti-relaation
takia

Klassiset kefeidit - nuoria keskiraskaita tähtiä $M > 3M_{\odot}$, jakso
muutamia päiviä

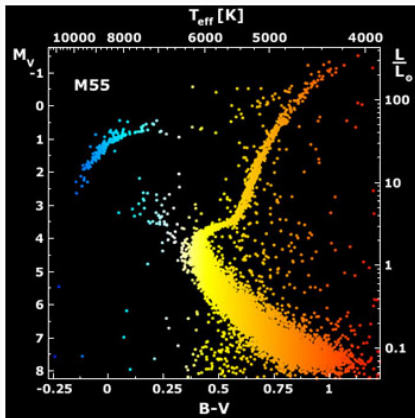
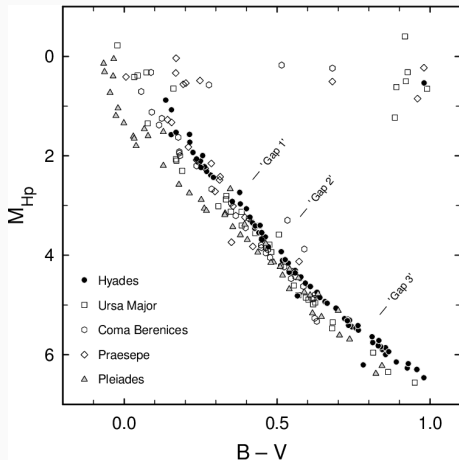
W Virginis -tähdet -pienimassaisia, metalliköyhiä populaation
II tähtiä, esiintyvät halossa, pallomaisissa tähtijoukossa,
 $P \sim 0.8 - 30d$

RR Lyrae -tähdet -pienimassaisia Pop II tähtiä halossa ja
pallomaisissa tähtijoukoissa, $P \sim 0.5d$

Hertzsprung-Russel-diagrammi

vasemmalla: avoimia tähtijoukkoja

oikealla: pallomainen tähtijoukko (huom. jättiläishaara, AGB ja horisontaalihaara, pääsarja alempana)

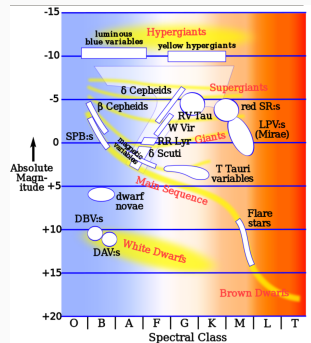


Mitkä tähdet dominoivat Linnunradan massaa ja valoa?

Suurin osa Linnunradan valosta tulee kirkkaista A- ja F-tyypin tähdistä, sekä K-jättiläisistä. Melkein kaikki näkyvä massa on K- ja M-kääpiöissä, jotka ovat erittäin heikkovaloisia

Suurin osa massasta on kuitenkin pimeää ainetta, jonka olemassaolo voidaan päätellä Linnunradan rotaatiokäyrästä. Pimeän aineen osuus kasvaa ulospäin mentäessä.

Paikallisesti pimeän aineen tiheyden tiheyden voi arvioida tarkastelemalla tähtien Z-suuntaisia nopeuksia.



Tähtien kirkkaus- ja massajakaumat.
Stellaaristatistiikan perusyhtälö.

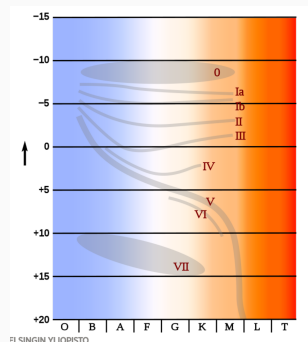
Kirkkausfunktio

Kirkkausfunktio antaa tähden absoluuttisen magnitudin spektriluokan (B,A,F,G,K,M) ja luminositeettiluokan (I,II,...) funktiona.

Kirkkausfunktio kehittyy ajan mukana.

Kirkkaita tähtiä syntyy paljon enemmän kuin niiden havaittu suhteellinen runsaus näyttäisi osoittavan.

Hyvin nuorissa tähtijoukoissa suuri osa tähdistä ovat vielä pääsarjassa



Massafunktio

Tähtien massajakauma niiden saapuessa pääsarjaan: IMF (initial mass function)

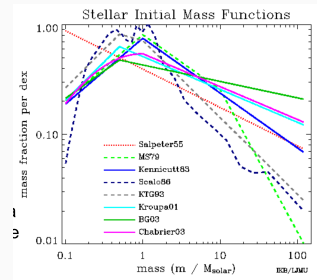
Tunnetuin IMF:

Salpeter (1955) $\Phi(M) \propto M^{-2.35}$

Kaikissa IMF-funktiossa pienimassaisia tähtiä syntyy eniten.

IMF:n maksimi yleensä $0.6 - 0.8M_{\odot}$.

Pienimpien massojen jakauma epävarma



Tähtien yleinen jakauma

Spektriluokan S tähtien tiheys etäisyyden funktiona: $D_S(r)$

Tähtilaskennoista: $A(m|l, b)\Delta m$ = tähtien lukumäärä suuruusluokkavälissä $[m - 1/2\Delta m, m + 1/2\Delta m]$ suunnassa (l, b)

Voidaan myös käyttää kumulatiivista lukumäärää:

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

=suuruusluokkaa m kirkkaampien tähtien lukumäärä neliöastetta kohti. ($-\infty$ voidaan korvata taivaan kirkkaimman tähden magnitudilla $m = -1.46$)

A:n ja N:n yhteys

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

Stellaristatistiikan perusyhtälö I

Tarkastellaan tietyn spektriluokan, S , tähtiä, joiden näennäinen suurusluokka on m

Niitä on eri etäisyyksillä r riippuen absoluuttisesta magnitudista M

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

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

Tämä on stellaristatistiikan perusyhtälö (suureiden määritelmät seuraavalla sivulla).

Huom! $A(m, S)$ on tähtien lukumäärä, $A(r)$ kuvaa ekstinktiota

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

$-A(m, S)$ = tähtien lukumäärä $[m - 1/2, m + 1/2]$
magnitudivälissä tietylle spektrityypille.

$-A(r)$ = interstellaarinen ekstinktio samojen tai joidenkin muiden tähtien havaintojen avulla

$-\Phi(M, S)$ = kirkkausfunktio kyseiselle spektriluokalle S

Kaavassa avaruuskulma ω on yleensä 1 neliöaste.

Etäisyydet ja ekstinktio

Etäisyyksien määrittäminen

Primääriset menetelmät:

- trigonometrinen parallaksi
- statistiset parallaksit
- liikkuvien tähtiryhmien menetelmä

Sekundaariset menetelmät:

- fotometrinen menetelmä: standardikynttilät
- muuttuvat tähdet: Kefeidit, RR Lyrae -tähdet
- pääsarjasovitus tähtijoukoille

On myös muita menetelmiä. 'Kosmisten tikapuiden' kalibroimiseksi on tärkeää mitata parallaksit tarkasti. Tässä *Gaia*-satelliitti on merkinnyt valtavaa harppausta.

Tähtienvälinen ekstinktio

Tähtienväliset hiukkaset sirottavat ja absorboivat säteilyä

Optinen paksuus τ_λ : $\mathcal{I}_\lambda = \mathcal{I}_{\lambda,0} e^{-\tau_\lambda}$

Magnitudeissa:

$$A_\lambda = \Delta m_\lambda = -2.5 \log \frac{\mathcal{I}_\lambda}{\mathcal{I}_{\lambda,0}} = 2.5 \tau_\lambda \log e = 1.086 \tau_\lambda$$

Ekstinktion vaikutusala: $Q_{\text{ext}} \pi a^2$, a hiukkasen säde

Säteilyn heikkeneminen matkalla dl : $d\mathcal{I} = -\mathcal{I} N Q_{\text{ext}} \pi a^2 dl$,

N hiukkasten lukumäärätiheys,

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

$$A_\lambda(r) = 1.086 \tau_\lambda(r) = 1.086 Q_{\text{ext}} \pi a^2 \int_0^r N(l) dl = 1.086 Q_{\text{ext}} \pi a^2 \bar{N} r$$

\bar{N} keskimääräinen hiukkastiheys

Tähtienvälinen punertuminen

Tähtienvälinen ekstinktio riippuu aallonpituudesta λ ,

-visuaalisesta UV-alueeseen $A_\lambda \propto \lambda^{-1}$

Näennäinen suuruusluokka $m_V = M_V + 5 \log \frac{r}{10\text{pc}} + A_V$

Väri-indeksi

$m_B - m_V \equiv B - V = (B - V)_0 + A_B - A_V = (B - V)_0 + E_{B-V}$,

$(B - V)_0$ tähden ominaisväri - riippuu spektriluokasta

E_{B-V} värieksessi - johtuu tähtienvälisestä ekstinktiosta

$R \equiv \frac{A_V}{E_{B-V}}$ vaihtelee melko vähän, yleisesti käytetty arvo $R = 3.1$

Tähden ominaisväri voidaan määrätä kaksiväridiagrammista käyttämällä punertumislakia $\frac{E_{U-B}}{E_{B-V}} = 0.72$ (reddening line)

Värieksessiä käytetään usein etualan pilven pylvästiheyden määrittämiseen

ESA:n *Gaia*-satelliitti

Data Release 3: Tarkat astrometriset ja fotometriset parametrit 1.5×10^9 tähdelle. Mukana ~ 15000 kefeidiä ja ~ 270000 RR Lyrae -tähteä.

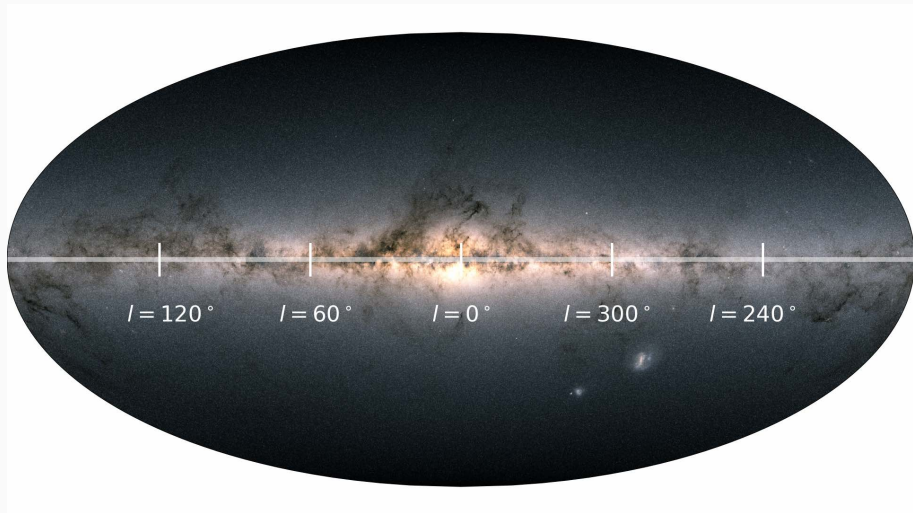
Paikkamittausten tarkkuus on vähintään 0.026 mas $G = 15^{\text{mag}}$ kirkaammille tähdille.

Säteisnopeus tarkkuudella 15 km s^{-1} mitattu 33 milj. tähdelle

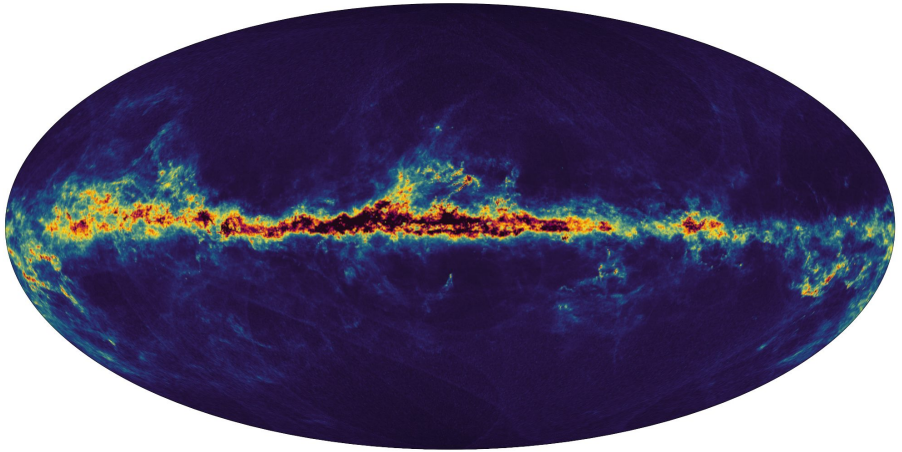
Seuraavilla sivuilla *Gaian* mittauksista tuotettuja kuvia:

- 1) 1.7 miljardin tähden paikat
- 2) pölyn ekstinktio
- 3) nopeuskartta
- 4) metallisuuskartta

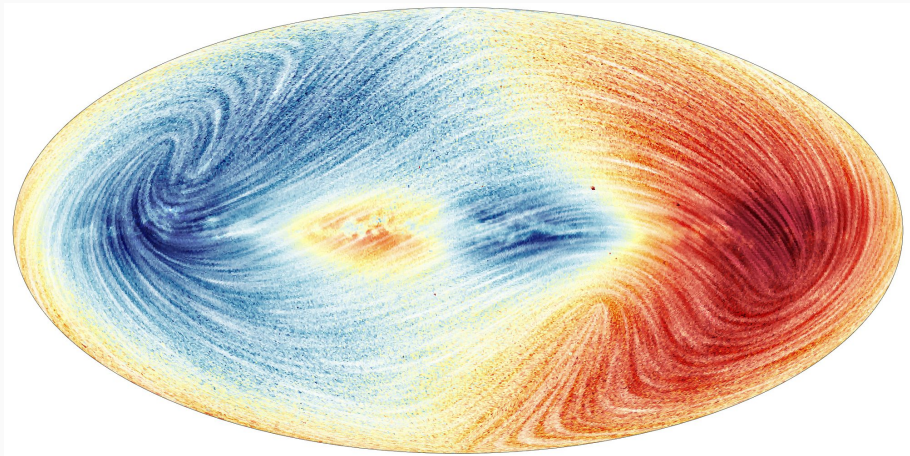
Gaia mittaamien tähtien paikat galaktisessa koordinaatistossa. Väri vastaa kirkkautta R- ja B-suodattimissa.



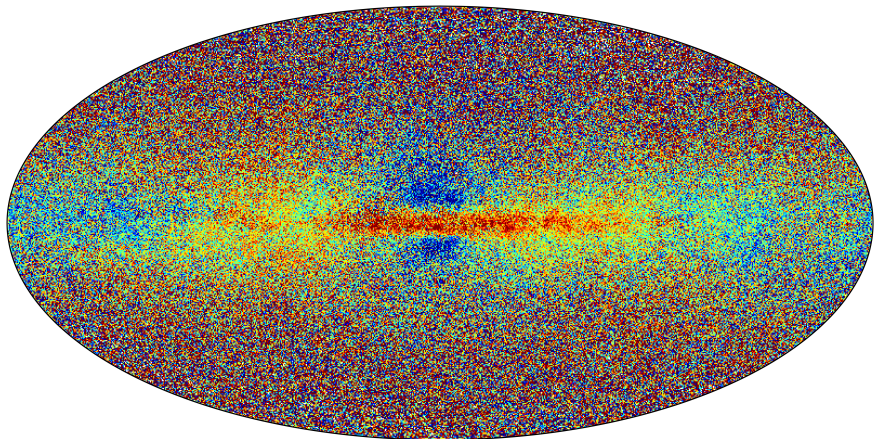
Gaia fotometrisista mittauksista johdettu pölyn ekstinktio.
Tummissa alueissa $A_V > 4^{\text{mag}}$. Tähtien syntyalueet erottuvat.



Säteisnopeuksista (värit) ja ominaisliikeistä (viivat) johdettu
3D-nopeuskartta, mukana n. 26 milj. tähteä



Gaia spektreistä johdettu tähtien metallipitoisuus. Punainen osoittaa korkeaa metallipitoisuutta [M/H].



Sovellutuksia:

- Linnunradan rotaatiokäyrä etäisyydelle $R = 15$ kpc saakka
- Kiekon, spiraalihaarojen ja keskuspullistuman dynamiikka
- Nuorten tähtien luminositetti- ja massafunktiot
- Pallomaisten tähtijoukkojen ja satelliittigalaksien radat
- Pimeän massan osuus kiekossa K-jättiläisten liikkeen avulla
- Suhteellisuusteorian testaus
- Eksoplaneetat, aurinkokunnan astroidit

Paikka- ja nopeuskoordinaatit

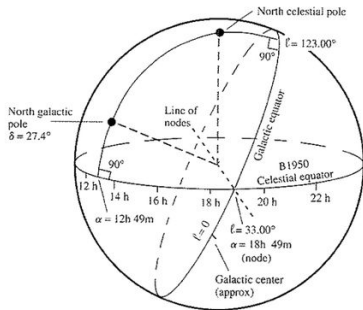
Ekvatoriaalinen (α, δ)

-International Celestial Reference System (ICRS) perustuu extragalaktisten lähteiden VLBI-mittauksiin, joihin *Gaia* Celestial Reference Frame (Gaia-CRF3) on sovitettu. Origgo sijaitsee Aurinkokunnan massakeskipisteessä (barycentre).

Galaktinen (l, b)

-muunnoskaavat $(\alpha, \delta) \leftrightarrow (l, b)$
kaavakokoelmassa

(Laskennallisesti on ehkä helpompi käyttää suorakulmaisten koordinaatistojen vektoreita $[x, y, z]^T$ ja $[X, Y, Z]^T$ sekä kiertomatriiseja, ks. alla).



Suorakulmaiset (x, y, z) - ja (X, Y, Z) -koordinaatistot

(x, y, z) aurinkokeskeinen koordinaatisto, jossa x -akseli osoittaa suuntaan $\alpha = 0, \delta = 0$

(X, Y, Z) aurinkokeskeinen koordinaatisto, jossa X -akseli osoittaa suuntaan $l = 0, b = 0$

$$\begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix} = R_z(-\alpha) R_y(\delta) \begin{bmatrix} d \\ 0 \\ 0 \end{bmatrix} \quad \begin{bmatrix} X \\ Y \\ Z \end{bmatrix} = R_z(-l) R_y(b) \begin{bmatrix} d \\ 0 \\ 0 \end{bmatrix}$$

d on etäisyys, R_z ja R_y ovat kiertomatriiseja z - ja y -akselien suhteen.

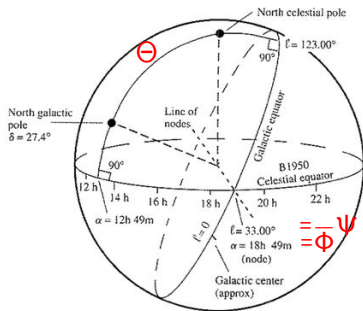
$$\alpha = \arctan \frac{y}{x} \quad \delta = \arctan \frac{z}{\sqrt{x^2 + y^2}} \quad l = \arctan \frac{Y}{X} \quad b = \arctan \frac{Z}{\sqrt{X^2 + Y^2}}$$

Muunnos $[x, y, z] \rightarrow [X, Y, Z]$

$$\begin{bmatrix} X \\ Y \\ Z \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix}$$

$$T = R_z(\Psi) R_x(\Theta) R_z(\Phi)$$

$$\Psi = -32^\circ.93, \Theta = 62^\circ.87, \Phi = 282^\circ.86$$



$$R_x(\gamma) = \begin{bmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \cos \gamma & \sin \gamma \\ 0 & -\sin \gamma & \cos \gamma \end{bmatrix}$$

$$R_z(\gamma) = \begin{bmatrix} \cos \gamma & \sin \gamma & 0 \\ -\sin \gamma & \cos \gamma & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix}$$

$$R_y(\gamma) = \begin{bmatrix} \cos \gamma & 0 & -\sin \gamma \\ 0 & 1 & 0 \\ \sin \gamma & 0 & \cos \gamma \end{bmatrix}$$

Säteisnopeudet ja ominaisliikkeet

Säteisnopeudet v_r

-mittaus perustuu Dopplerin ilmiöön: $\frac{v_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}$ ($v_r \ll c$)

-heliosentrisen nopeuden selvittämiseksi maan rataliikkeen ja pyörimisen vaikutus otettava huomioon

Ominaisliikkeet

-komponentit μ_α, μ_δ , yksikkö $''/v$ tai mas/v
(millikaarisekunti/v),

Tangentiaalinopeuden komponentit t_α, t_δ

$$t_\alpha = Kr\mu_\alpha = K\mu_\alpha/\varpi, \quad t_\delta = Kr\mu_\delta = K\mu_\delta/\varpi$$

etäisyyden yksikkö $[r]=\text{pc/kpc}$, parallaksin yksikkö $[\varpi]=''/\text{mas}$,
 $K = 4.74 \text{ km s}^{-1}$

$(t_\alpha, t_\delta, v_r)$ projisoidut nopeudet (km/s) taivaanpallolla,

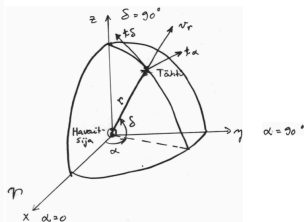
$(\dot{x}, \dot{y}, \dot{z})$ aurinkokeskeiset nopeudet, x-akseli osoittaa suuntaan $\alpha = 0, \delta = 0$

(U, V, W) , tai myös $(\dot{x}', \dot{y}', \dot{z}')$, nopeudet galaktisessa koordinaatistossa, X-akseli osoittaa suuntaan $l = 0^\circ, b = 0^\circ$

(Θ, Π, Z) fundamentaalinen lepokoordinaatisto (Fundamental standard of Rest = FSR), Θ osoittaa suuntaan ($l = 90^\circ, b = 0^\circ$), Π suuntaan ($l = 180^\circ, b = 0^\circ$)

Muunnokset $[v_r, t_\alpha, t_\delta] \rightarrow [\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}] \rightarrow [U, V, W]$

$$\begin{bmatrix} \dot{x} \\ \dot{y} \\ \dot{z} \end{bmatrix} = R_z(-\alpha) R_y(\delta) \begin{bmatrix} v_r \\ t_\alpha \\ t_\delta \end{bmatrix}$$



$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} \dot{x} \\ \dot{y} \\ \dot{z} \end{bmatrix}$$

Muunnosmatriisi T on annettu yllä.

Käänteiset muunnokset: transpoosit $R_y^T(\delta)R_z^T(-\alpha)$ ja T^T .

(Kaikki muunnoskaavat on annettu kaavakokoelmassa.)

Tähtien liike Auringon lähellä

Paikallinen lepostandardi, LSR

Dynaaminen määritelmä: Paikallinen lepostandardi (Local Standard of Rest) on piste, joka liikkuu ympyräradalla Linnunradan keskuksen ympäri auringon etäisyydellä

Kinemaattinen määritelmä: Liikkuva piste, jonka suhteen auringon lähellä olevien tähtien nopeuksien keskiarvo on nolla

Auringon nopeus LSR:n suhteen (α, δ -systeemissä)

$$u_{\odot} = -\frac{1}{N} \sum_i \dot{x}_i \quad v_{\odot} = -\frac{1}{N} \sum_i \dot{y}_i \quad w_{\odot} = -\frac{1}{N} \sum_i \dot{z}_i$$

Auringon apeksiliikkeen vauhti ja suunta, vas. (α, δ), oik. (l, b)

$$\left\{ \begin{array}{l} v_{\odot} = \sqrt{u_{\odot}^2 + v_{\odot}^2 + w_{\odot}^2} \\ \alpha_{\odot} = \arctan v_{\odot}/u_{\odot} \\ \delta_{\odot} = \arctan w_{\odot}/\sqrt{u_{\odot}^2 + v_{\odot}^2} \end{array} \right. \quad \left\{ \begin{array}{l} v_{\odot} = \sqrt{U_{\odot}^2 + V_{\odot}^2 + W_{\odot}^2} \\ l_{\odot} = \arctan V_{\odot}/U_{\odot} \\ b_{\odot} = \arctan W_{\odot}/\sqrt{U_{\odot}^2 + V_{\odot}^2} \end{array} \right. \quad 34$$

Tähtien nopeusjakaumat auringon lähiympäristössä

Tähtien avaruusnopeudet auringon suhteen saadaan mittaamalla säteisnopeudet, ominaisliikkeet ja parallaksit.

Lähitähtien keskimääräinen liike määrittelee paikallisen lepostandardin. Auringon nopeus tämän suhteen on $[U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot}] \approx [11, 12, 7] \text{ km s}^{-1}$ (l, b -systeemissä).

Nopeusjakaumat riippuvat spektriluokasta. Nuorimmilla (lyhytikäisimmillä) tähdillä on pienin nopeushajonta keskimääräisen liikkeen suhteen.

Nopeusjakauma muistuttaa ellipsoidia, jonka pisin akseli poikkeaa hiukan suunnasta $l = 0$, vertex-poikkeama

Poikkeamia: V -asymmetria, tähtivirrat, kinemaattiset ryhmät

Linnunradan rotaatio ja Oortin vakiot

Linnunradan differentiaalirotaatio

Nopeuskoordinaatisto

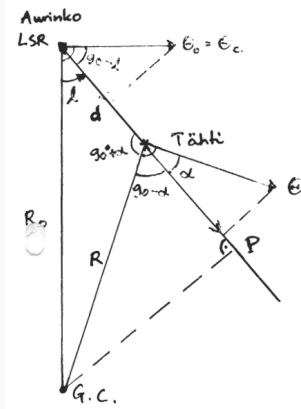
$$\begin{cases} \Theta & (l = 90^\circ, b = 0^\circ) & (\text{ratanopeus}) \\ \Pi & (l = 180^\circ, b = 0^\circ) & (\text{ulospäin}) \\ Z & (b = 90^\circ) & (\text{ylös tasosta}) \end{cases}$$

Säteisnopeus

$$v_r = \Theta \frac{R_0 \sin l}{R} - \Theta_0 \sin l = R_0(\omega - \omega_0) \sin l$$

Tangentiaalinopeus

$$t = \frac{\Theta}{R} (R_0 \cos l - d) - \Theta_0 \cos l = R_0(\omega - \omega_0) \cos l - \omega d$$



Oortin vakiot I

Oortin vakiot A ja B kuvaavat Linnunradan rotaatiota auringon lähiympäristössä

$$A \equiv \frac{1}{2} \left[\frac{\Theta_0}{R_0} - \left(\frac{d\Theta}{dR} \right)_{R_0} \right] \quad B \equiv -\frac{1}{2} \left[\frac{\Theta_0}{R_0} + \left(\frac{d\Theta}{dR} \right)_{R_0} \right]$$

$$\begin{cases} \frac{\Theta_0}{R_0} & = A - B \\ \left(\frac{d\Theta}{dR} \right)_{R_0} & = -(A + B) \end{cases}$$

Säteis ja tangentialinopeudet

$$v_r = A d \sin 2l \quad v_t = A d \cos 2l + B d$$

Ominaisliike

$$\mu = \frac{A}{4.74} \cos 2l + \frac{B}{4.74}$$

Oortin vakiot voidaan myös kirjoittaa muotoon

$$A = -\frac{R_0}{2} \left(\frac{d\omega}{dR} \right)_{R_0} \quad B = -\frac{1}{2R_0} \left(\frac{d(R^2\omega)}{dR} \right)_{R_0}$$

jolloin

$$A - B = \omega_0 \quad A + B = - \left(\frac{d(R\omega)}{dR} \right)_{R_0}$$

A kuvaa kulmanopeuden gradienttia, B impulssimomentin gradienttia

Suureet A ja B voidaan yleistää myös muualle kuin Auringon lähiympäristöön, mutta silloin ne eivät enää ole vakioita.

Rotaatiovakoiden arvot

$$A \approx 15 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}, B \approx -12 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$$

$R_0 \approx 8.2$ kpc auringon keskimääräinen etäisyys Linnunradan keskuksesta

$\Theta_0 \approx 230 \text{ km s}^{-1}$ ympyräliikkeen nopeus etäisyydellä R_0

Joitakin menetelmiä vakioiden määrittämiseksi:

-ominaisliike- ja säteisnopeusmittaukset (A ja B)

-Linnunradan rotaatiokäyrä (A)

-H₂O-masereiden parallaksit lähellä Linnunradan ydintä (R_0)

-Sgr A* ominaisliike (Ω_0)

-keskustan mustaa aukkoa kiertävien tähtien rataparametrien määrittäminen (R_0)

Linnunradan rotaatiokäyrä

Menetelmiä Linnunradan rotaatiokäyrän $\Theta(R)$ tutkimiseksi:

-klassisten **kefeidien** ominaisliikkeet ja säteisnopeudet, etäisyydet parallakseista tai periodi-luminositeetti-relaatiosta

-säteisnopeudet **vedyn 21-cm viivan** tai CO:n 2.6-mm viivan avulla

-**masereiden** parallaksit ja säteisnopeudet VLBI- tekniikalla

-**HII-alueiden** säteisnopeudet optisella alueella

Välillä $4 \leq R \leq 15$ kpc $\Theta(R)$ muuttuu varsin vähän!

Linnunradan massajakauma voidaan johtaa rotaatiokäyrästä

$$f_r = - \left(\frac{\partial \Phi}{\partial R} \right)_{z=0} = - \frac{\bar{\Theta}(R)^2}{R}$$

Rotaatiokäyrä osoittaa pimeän aineen olemassaolon

Tähtien kiertoradat

Tähtien radat Linnunradassa

Pienet poikkeamat ympyräradasta johtavat episykliliikkeeseen

Radiaalinen liikeyhtälö (sylinterikoordinaatisto):

$$f_r = \ddot{r} - r\dot{\phi}^2 = -\frac{\partial\Phi(r)}{\partial r}$$

Potentiaalin gradientti: keskimääräinen ympyräliike:

$$\ddot{R}_c = \frac{\Theta_c^2}{R_c} - \left(\frac{\partial\Phi}{\partial R} \right)_{R_c} = 0$$

Liikeyhtälöksi tulee

$$\ddot{r} - \frac{\Theta^2}{r} = -\frac{\Theta_c^2(r)}{r}$$

Radiaalinen häiriö

Sijoitus $r = R_0 + \xi$ ja muutamat approksimaatiot antavat harmonisen värähtelijän yhtälön

$$\ddot{\xi} = 4B(A - B)\xi \equiv -\kappa^2\xi$$

Episyklitaajuus $\kappa^2 = -4B(A - B)$ (A, B Oortin vakioita).

Periodi

$$P_{r,\text{osc}} = \frac{2\pi}{\kappa} = \frac{2\pi}{2\sqrt{-B(A - B)}} \approx 170 \text{ milj. v.}$$

Kiertoaika

$$P_{\text{rot}} = \frac{2\pi R_0}{\Theta_0} = \frac{2\pi}{A - B} \approx 230 \text{ milj. v.}$$

Paikka ja nopeus:

$$\xi = \frac{\Pi_0}{\kappa} \sin \kappa t, \quad \dot{\xi} = \Pi = \Pi_0 \cos \kappa t$$

Tangentiaalinen häiriö

Oletetaan, että pintanopeus säilyy: $r^2 \dot{\phi} = R_0 \Theta_0$

Tehdään rataa pieni radiaalinen häiriö, $r = R_0 + \xi$.

Kulmanopeus

$$\dot{\phi} = \frac{R_0 \Theta_0}{r^2} \approx \frac{\Theta_0}{R_0} \left(1 - 2 \frac{\xi}{R_0} + \dots \right)$$

Ratanopeuden poikkeama $\dot{\eta}$ kun sijoitetaan ξ yltä:

$$\dot{\eta} \equiv \Theta - \Theta_0 = -\Theta_0 \frac{2\Pi_0}{\kappa R_0} \sin \kappa t$$

η ja $\dot{\eta}$ Oortin vakioiden avulla

$$\eta = -\frac{\Pi_0}{2B} \cos \kappa t \quad , \quad \dot{\eta} = \Theta - \Theta_0 = -\sqrt{\frac{A-B}{-B}} \Pi_0 \sin \kappa t$$

Tangentiaalisella värähtelyllä sama taajuus kuin radiaalisella Radan yhtälö (poikkeamat keskipisteestä, joka liikkuu ympyräradalla nopeudella $\Theta_0(R_0)$):

$$\frac{\xi^2}{\Pi_0^2/[-4B(A-B)]} + \frac{\eta^2}{\Pi_0^2/(4B^2)} = 1$$

Amplitudien suhde $\sqrt{\frac{A-B}{-B}} \approx 1.5$

Tähti kulkee episykliä pitkin vastakkaiseen suuntaan kuin keskimääräinen rataliike Θ

Kun $r > R_0$, $\Theta(r) < \Theta_0$, kun $r < R_0$, $\Theta(r) > \Theta_0$

Tähden paikka episykliradalla voidaan laskea alkuarvojen Π_0, Z_0 avulla

Paikallinen massatiheys ρ

Poisson'n yhtälö ($\nabla^2\Phi = 4\pi G\rho$) sylinterikoordinaateissa:

$$-\frac{1}{r} \frac{\partial(rf_r)}{\partial r} - \frac{\partial f_z}{\partial z} = 4\pi G\rho(r, z) \quad (\text{kun ol. } \frac{\partial f_\phi}{\partial \phi} = 0)$$

Radiaalinen termi

$$-\frac{1}{r} \frac{\partial(rf_r)}{\partial r} = \frac{1}{R_0} \left(\frac{\partial\Theta^2}{\partial R} \right)_{R_0} = \frac{2\Theta_0}{R_0} \left(\frac{d\Theta}{dR} \right)_{R_0} = -2(A - B)(A + B),$$

missä A ja B ovat Oortin vakioita

f_z saadaan tähtitiheydestä $D(z)$ ja nopeushajonnasta σ_z

$$f_z(z) = \sigma_z^2 \frac{d \ln[D(z)/D_0]}{dz}$$

Sijoittamalla radiaalinen ja z -termi Poisson'n yhtälöön, saadaan paikallinen massatiheys ($\sim 0.1 M_\odot \text{ pc}^{-3}$) johdettua.

Linnunradan synty ja kehitys

Tähtien metallipitoisuudet I

Keskiraskaat tähdet ($1M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$) tuottavat He ja α -alkuaineista - osa leviää AGB-vaiheen tähtituulen ja planetaaristen sumujen kautta avaruuteen, mutta suurin osa metalleista lukkiutuu valkoiseen kääpiöön

Raskaat tähdet ($M > 8M_{\odot}$) kehittyvät nopeasti ja räjähtävät II-tyypin supernovina -tuottavat runsaasti happea ja α -alkuaineita sekä vähän rautaa tähtienväliseen avaruuteen

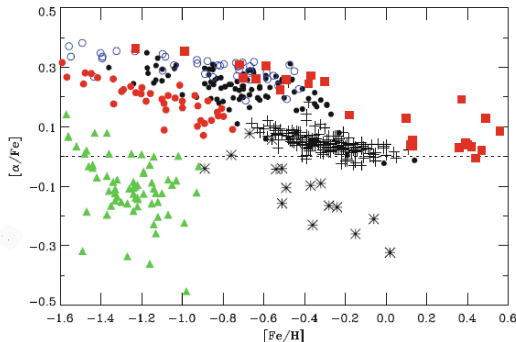
Tyyppin Ia supernovat (valkoisen kääpiön räjähdys kaksoistähtijärjestelmässä) tuottavat suurimman osan ns. rautapiikin alkuaineista - pitkä aikaskaala

Tähtien syntyhistoriaa Linnunradassa voi tutkia mittaamalla niiden metallipitoisuuksia ja korrelaatiota tähtien ikien ja nopeuksien kanssa

$[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ eri tähtipopulaatioille

- + ohut kiekko
- paksu kiekko
- keskuspullistuma
- halo - korkea $[\alpha/\text{Fe}]$
- halo - matala $[\alpha/\text{Fe}]$
- * Sagittariuksen kääpiögalaksi
- ▲ Sculptorin kääpiögalaksi

Kuva: P.E. Nissen



Vanhoilla tähdillä on korkea $[\alpha/\text{Fe}]$ -suhde, pieni rautapitoisuus $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Vanhat tähdet liikkuvat pitkulaisemmilla radoilla ja niillä on suuremmat nopeusdispersiot.

Linnunradan synty ja kehitys

Monoliittisessa romahdusteoria: Linnunrata syntyi suuresta kaasupilvestä romahtamalla -selittää pallomaisten tähtijoukkojen iät ja jakauman

Hierarkkinen malli: Linnunrata syntyi monen pienemmän galaksin yhteensulautumisessa.

-sopii pimeään kylmän aineen mallin kanssa: ensimmäiset galaksit olivat pieniä, $\sim 10^7 M_{\odot}$, kaikki suuret galaksit syntyneet pienempien galaksien törmäyksissä.

-Linnunradan satelliittigalaksit, paikallisen galaksiryhmä

-Merkkejä aikaisemmista törmäyksistä (keskuspullistuma, paksu kiekko, "punaiset" ja "siniset" pallomaiset tähtijoukot)

Linnunrata sulautuu Andromedaan n. 4 Gyr päästä → massiivinen ellipsigalaksi