

Havaitsevan tähtitieteen peruskurssi I, syksy 2024

Mallit 6

1.

- *Puoliaaltolevy*

Puoliaaltolevyllä muutetaan valon polarisaatiosuuntaa, ja sen paksuus valitaan siten että kohtisuorien komponenttien vaihe-ero on 180° . Levyä käytetään lineaarisen polarisaation mittaukseen.

- *Instrumenttipolarisaatio*

Teleskoopin ja mittalaitteen optisten elementtien aiheuttama polarisaatio, joka mitataan ns. nollapolarisaatiotähdillä.

- *Absoluuttinen astrometria*

Yksittäisten kohteiden koordinaattien (α, δ) mittaaminen yhdellä hetkellä yhdessä paikassa. Tämä mittaus tehdään yleensä meridiaanikoneen (tai vast.) kanssa.

- *Normaalikoordinaatit*

Kun kohteiden paikat mitataan kuvaamalla (CCD-)kameralla voidaan muunnoksessa kuvan (x, y) -koordinaateista ekvatoriaalisiin koordinaatteihin (α, δ) käyttää välivaiheena normaalikoordinaatteja (ξ, η) , jotka perustuvat malliin miten ekvatoriaalinen koordinaatisto kuvautuu kaukoputken polttotasoon.

- *Aktiivinen optiikka*

Aktiivisella optiikalla pyritään korjaamaan teleskoopin vääntymisestä tai sääoloista aiheutuvia hitaita virheitä muuttamalla peilin muotoa, tyypillisesti kymmenkunta kertaa yössä.

- *Adaptiivinen optiikka*

Adaptiivisessa optiikassa ilmakehän häiriöt korjataan analysoimalla (vertailu)kohteen aaltorintamaa ja tekemällä nopeita korjauksia, jopa 1000 kertaa sekunnissa, muotoiltavalla apupeiillillä. Vertailukohteena käytetään yleensä laserilla muodostettua keinojärkettä.

2.

Kohteen lineaarinen polarisaatio laskettiin mittaamalla sen vuontiheys neljällä eri polarisaattorin kulmalla: $\theta' = 0^\circ, 45^\circ, 90^\circ$ ja 135° . Tuloksena saatiin vuontihetydet $F_0 \approx 403.4, F_{45} \approx 351.7, F_{90} \approx 378.3, F_{135} \approx 405.2$. Mikä oli kohteen polarisaatioaste ja polarisaation positiokulma? Mitä hyötyä on jos mitataan vuontiheys lisäksi kulmilla $\theta' = 180^\circ, 225^\circ, 270^\circ$ ja 315° ?

Oppikirjan kaavojen (9.2) ja (9.3) mukaisesti

$$P_x = \frac{F_0 - F_{90}}{F_0 + F_{90}}, P_y = \frac{F_{45} - F_{135}}{F_{45} + F_{135}}$$
$$P = \sqrt{P_x^2 + P_y^2}, \theta_p = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{P_y}{P_x}\right)$$

Saamme

$$P_x \approx \frac{403.4 - 378.3}{403.4 + 378.3} = 0.0321, P_y \approx \frac{351.7 - 405.2}{351.7 + 405.2} = -0.0707$$

ja $P = \sqrt{P_x^2 + P_y^2} \approx 0,0776$ sekä $\theta_p = (1/2)\arctan(P_y/P_x) \approx -32.8^\circ = 327.2^\circ$.

Lisämittausten hyöty on, että voimme sovittaa funktion

$$F(\theta) = F_m + PF_m \cos(2(\theta - \theta_p)),$$

kaikkiin pisteisiin ja saada tarkemmat arvot virheineen polarisaatioasteesta P ja -kulmasta θ_p .

3. Tähteä kiertää ympyräradalla ($r = 0.1 \text{ AU}$) planeetta. Tähti on massaltaan Auringon massainen ($M_1 = M_\odot$) ja planeetta Jupiterin massainen ($M_2 = M_J$). Systeemi näkyy Maahan ratatasonsa suunnasta. Kuinka paljon tähden säteismoisuus muuttuu planeetan kiertäessä sitä, eli mikä on säteismoisuuskaivran ääriarvojen välinen ero? Kuinka suuri Doppler-siirtymän vaihtelu havaitaan Ca I:n spektriviivassa $\lambda = 634.90 \text{ nm}$?

Koska planeetta kiertää tähteä sivusta näkyvällä ympyräradalla, on sen emotähden säteismoisuus ajan funktiona $v_r(t) = v \cos(nt)$, missä $n = 2\pi/P_{orb}$ on planeetan kulmanopeus radallaan ja P_{orb} on kiertoaika. Käivran amplitudi v on tähden "ratanopeus" tähti-planeetta-systeemin massakeskipisteen suhteen. Keplerin kolmannelta laista saadaan systeemin kiertoaajaksi

$$a^3 = (M_1 + M_2)P^2 \Rightarrow P = \sqrt{\frac{a^3}{M_1 + M_2}} = 0.0316 \text{ a},$$

missä yksiköt ovat $[M_1] = [M_2] = M_\odot$, $[a] = \text{AU}$ ja $[P] = \text{a} = \text{vuosia}$. Jupiterin massa on näissä yksiköissä $M_J = M_2 = 0.0009546$

Planeetan radan säde a_2 ei oikeastaan ole täsmälleen a , vaan hieman tätä lyhyempi $a_2 = a - a_1$, missä a_1 on tähden radan säde. Näiden etäisyyksien ero on häviävän pieni, koska massojen M_1 ja M_2 ero on hyvin suuri.

Tähden "ratanopeutta" varten on sen sijaan laskettava tähden etäisyys systeemin massakeskipisteestä. Massakeskipisteen määritelmä on $M_1a_1 = M_2a_2$, kun tähti-planeetta-systeemin massakeskipiste on origossa ja $a = a_1 + a_2$. Tästä saadaan

$$M_1a_1 = M_2a_2 = M_2(a - a_1) \Leftrightarrow M_1a_1 = M_2a - M_2a_1 \Leftrightarrow (M_1 + M_2)a_1 = M_2a \Leftrightarrow$$

$$a_1 = \frac{aM_2}{M_1 + M_2} \approx a \frac{M_2}{M_1} = 9.55 \times 10^{-5} \text{ AU} = 14300 \text{ km}.$$

Tähden nopeus massakeskipisteen suhteen on

$$v = \frac{2\pi a_1}{P} = 90 \text{ m/s}$$

ja ero pienimmän ja suurimman säteismoisuuden välillä on kaksi kertaa tämä, $\Delta v = 2v = 180 \text{ m/s}$. Spektriviivassa havaittava dopplersiirtymä pienimmän ja suurimman säteismoisuuden välillä on

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\Delta v}{c} \Leftrightarrow \Delta\lambda = \frac{\lambda\Delta v}{c} = 0.00038 \text{ nm}.$$

4. Tähtien parallaksi on $\pi = 0.546''$, säteisnopeus $v_r = -108 \text{ km/s}$ ja ominaisliike $\mu = 10.3''/a$. Laske sen tangentiali- ja avaruusnopeudet. Kuinka pitkän ajan kuluttua tähti on lähimpänä Aurinkoa? Entä mitkä ovat sen ominaisliike ja parallaksi silloin?

Kun parallaksi π ilmoitetaan kaarisekunneissa $''$, on etäisyys r yksiköissä [pc]

$$r = 1/\pi$$

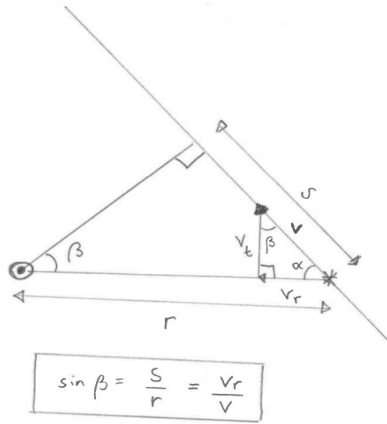
Tangentialinopeus v_t yksiköissä [pc/a] saadaan ominaisliikkeestä μ yksiköissä [rad/a] ja etäisyydestä r yksiköissä [pc] kaavalla

$$v_t = \mu r = \mu/\pi = \frac{10.3''/a}{0.546''} \approx \frac{4.99 \times 10^{-5} \text{ rad/a}}{\frac{1}{1.8315 \text{ pc}}} \approx 9.145 \times 10^{-5} \text{ pc/a} \approx 89.4 \text{ km/s}$$

missä $1 \text{ pc} = 3.0857 \times 10^{13} \text{ km}$.

Avaruusnopeus on siten

$$v = \sqrt{v_t^2 + v_r^2} \approx 140 \text{ km/s}$$



Piirtämällä tähden etäisyys, kulkureitti sekä nopeudet samaan kuvaan, saadaan yhdenmuotoisia kolmioita. Kuvassa esiintyy kahdessa suorakulmaisessa kolmiossa sama kulma β , jolle toteutuu

$$\sin \beta = \frac{s}{r} = \frac{v_r}{v} \Leftrightarrow s = \frac{rv_r}{v},$$

missä s on matka, jonka tähti kulkee tullakseen lähimmilleen Aurinkoa. Tähän kuluva aika on

$$\Delta t = \frac{s}{v} = \frac{rv_r}{v^2} \approx 9870 \text{ a}$$

Tähden pienin etäisyys Auringosta saadaan myös vertailemalla yhdenmuotoisia kolmioita

$$\cos \beta = \frac{r_{\min}}{r} = \frac{v_t}{v} \Rightarrow r_{\min} = \frac{rv_t}{v} \approx 1.17 \text{ pc}.$$

Parallaksi on tämän etäisyyden $r_{\min}$ käänteisluku $\pi_{\max} = 1/r_{\min} \approx 0.86''$.

Etäisyyden ollessa pienimmillään tähden tangentialinopeus on sama kuin sen avaruusnopeus, eli silloin $v_t = v$. Tähti kulkee silloin vuodessa matkan $r_t = 4.418 \times 10^9 \text{ km} = 0.000143 \text{ pc/a}$

$$\mu_{\max} = r_t/r_{\min} = \frac{0.000143 \text{ pc/a}}{1.17 \text{ pc}} \approx 0.000122 \text{ rad/a} \approx 0.0070''/a \approx 25.2''/a.$$

Laskussa on oletettu, että tähden avaruusnopeusvektori $\vec{v}$ pysyy vakiona suhteessa aurinkoon.

5. *Minkälaisella teleskoopilla (tyyppi, koko, yms.), mittalaitteilla ja mittaustavoilla kannattaa tutkia seuraavia kohteita? Oikeita vastauksia voi olla monia, joten on tärkeätä perustella valintaasi.*

a) Kirkkaan tähden valokäyrästä halutaan löytää pieniä muutoksia pitkiltä aikajaksoilta, esimerkiksi Auringon 11 vuoden pilkkusykliä vastaavia jaksollisuuksia.

Kun kyseessä on kirkas tähti, ei teleskoopin tarvitse olla erityisen suuri. Alle metrin kokoinen peili riittää hyvin, jos havainto-olosuhteet ovat hyvät. Sen sijaan havaintolaitteen täytyy olla tarkka, jotta pystytään erottamaan pieniä kirkkauden vaihteluita. Differentiaalifotometria on tähän toimiva havaintomenetelmä, mutta on erittäin tärkeää että meillä on kirkkaudeltaan riittävän vakiona pysyviä vertailutähtiä, joihin kohteen kirkkautta verrataan. Detektorina voidaan käyttää CCD-kameraa tai valomonistinputkea. Jälkimmäistä käytetään edelleen monissa fotometrisissä teleskoopeissa. Suotimena voi käyttää esimerkiksi B, V tai R-suodinta.

b) Uusien eksoplaneettojen etsiminen ylikulkumenetelmällä.

Uusien planeettojen löytäminen onnistuu parhaiten, kun seurataan samanaikaisesti mahdollisimman suurta määrää tähtiä. Tähän tarvitaan laaja kuvakenttä. Aallonpituusalueeksi näkyvä valo käy hyvin. Myös tähän tapaukseen differentiaalifotometria soveltuu parhaiten. Ylikulkujen signaali on pieni, mutta teleskoopin ei silti tarvitse olla erityisen suuri. Nykyään tähän käytetään avaruustelekooppeja (Kepler, TESS) jolloin pystytään havaitsemaan hyvin pieniä muutoksia tähden kirkkaudessa, kun päästään eroon ilmakehän häiriöistä. Tärkeää on myös että samoja tähtiä pystytään havaitsemaan pitkiä aikoja yhtäjaksoisesti, jotta ylikulut ehtivät toistua, ja ne voidaan siten varmistaa.

c) Tutkitaan gravitaatiolinssiä, jossa on komponenttina $V \approx 21$ mag kvasaari.

Nyt kohde on sen verran himmeä, että tarvitaan suhteellisen suuri teleskooppi, mielellään vähintään muutamaman metrin kokoinen. Gravitaatiolinssit ovat yleensä hyvin pieniä kohteita, joten tarvitaan myös hyvä erotuskyky, eli havaintopaikka missä on hyvä seeing, tai mahdollisesti avaruustelekooppi. Jos halutaan havaita muutoksia kvasaarissa, on kohdetta on havaittava myös pitemmän aikaa, jopa useampia vuosia, koska eri reittejä gravitaatiolinssin kautta kulkiessaan fotonit saapuvat perille erisuuruuksilla viiveillä. Laajakaistasuodin kannattaa valita kohteen punasiirtymän mukaan, esimerkiksi R, J tai H-suodin.