

Havaitsevan tähtitieteen peruskurssi I, syksy 2024

Mallit 3

1.

- *Kvanttivyötysuhde*
Todennäköisyys että detektoriin (esim. CCD-kennoon tai fotokatodiin) osuva fotoni rekisteröidään.
- *Signaalikohinasuhde*
Datan sisältämän signaalin S ja satunnaiskohinan N suhde S/N . Yleinen mitta havainnon laadulle, joskin ilmoittaa ainoastaan satunnaisten virheiden merkittävyyden sille. Signaalikohinasuhde ei ota kantaa havainnossa mahdollisesti olevien systemaattisten virheiden suuruuteen.
- *Antiblooming*
Lisäämällä ylivuotoelektrodi (*antiblooming gate*) estetään elektronien vuotaminen viereisiin pikseleihin pikselin tallennuskapasiteetin ylittyessä.
- *Bias korjaus*
Digitoitu CCD-kuva sisältää ainoastaan epänegatiivisia pikseliarvoja. Koska satunnaiskohina saa kuvan himmeimmillä alueilla aikaan myös negatiivisia jännitteitä, lisää lukuelektroniikka pikseleihin vakiojännitteen, jotta digitointi ei leikkaisi kohinaa nollasta. Bias-korjaus tarkoittaa tämän siirretyn nollatason vähentämistä kuvasta. Bias-taso voidaan mitata joko lukemalla koko CCD-kennon 0 s valotuksen jälkeen tai lukemalla kuviin ylimääräisiä pikseleitä siirtämättä kennolta yhtään jännitettä lukuelektroniikalle (ns. overscan-alueet).
- *Pimeävirta*
Ilmaisimen aineen lämpöliikkeen aiheuttama signaali. Esim. CCD-kamerassa atomien lämpöliike tuottaa elektroni-aukko-pareja, jotka havaitaan signaalina. Pimeänvirran minimoimiseksi ilmaisin jäädytetään.
- *Flat-field korjaus*
CCD-kamerat eivät kerää koko alueellaan yhtä tehokkaasti valoa. Tämä johtuu kennon pikselien välisistä herkkyyseroista ja optisten elementtien tai pölyn aiheuttamista varjostuksista kuva-alueella. Flat-field-korjauksessa nämä vaihtelut korjataan ottamalla valotus kirkkaasta ja tasaisesti valaistusta kentästä (hämärän ajan taivas tai flat-field -lamppu). Näin saatu flat-kuva bias- ja dark-korjataan ja normalisoidaan keskiarvoltaan ykköseen, jonka jälkeen (bias- ja dark-korjattu) kohteen kuva jaetaan flat-field -kuvalla.

2.

Havaitaan CCD-kameralla auringon kokoista tähteä, joka sijaitsee 10 pc etäisyydellä. Havaintojen aikana seeing on 0.7'' (kaarisekuntia). Kuinka monta kertaa suurempi seeingkiekko on kuin tähden näennäinen halkaisija?

Tähden etäisyys on $r = 10 \text{ pc} \approx 10 \cdot 3.09 \cdot 10^{16} \text{ m}$.

Tähden näennäinen halkaisija on $\theta = 2 \cdot \arctan\left(\frac{R_{\odot}}{r}\right)$.

Saamme $\theta \approx 2 \cdot \frac{R_{\odot}}{r} \approx 2 \cdot 0.000465''$.

$N = \frac{0.7''}{\theta} \approx 750$.

3. Tarkastele signaalin ja kohinan suhteen kaavaa (oppikirjan kaava 6.7, 6. luennon kalvo 18). Selitä tämän perusteella mitä hyötyä on hyvästä seeingistä. Missä tilanteessa voi taas olla hyötyä saada kohteen kuva suuremmaksi, eli käytännössä defokusoida teleskooppia?

Oppikirjan kaava 6.7:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)}},$$

jossa N_* on kohteesta tuleva signaali, n_{pix} on kohteen peittämien pikselien lukumäärä, N_S taustataivaan signaali pikseliä kohden, N_D pimeän virran signaali pikseliä kohden ja R lukukohina. Hyvä seeing tarkoittaa että mittauserapertuuria n_{pix} voidaan pienentää, jolloin taustataivaan, pimeän virran ja lukukohinan (N_S , N_D ja R) vaikutukset pienenevät. Vastaavasti $\frac{S}{N}$ nousee suhteessa valotusaikaan.

Liian pientä n_{pix} ei kuitenkaan voi käyttää, koska silloin vaarana on että kohteen kuva osuu huonolle pikselille, tai kosminen säde pilaa havainnon. Lisäksi, jos kohde on hyvin kirkas, vaarana on nopea ylivalottuminen. Näissä tapauksissa teleskooppia kannattaa defokusoida, eli n_{pix} kasvatetaan.

4. Havaitaan tasaisesti loistavaa tähteä CCD-kameralla. Lähtien edellisen tehtävän signaali-kohinasuhdekaavasta, osoita että jos taustataivaan, pimeän virran ja lukukohinan vaikutus on pieni ja t on valotusaika, niin $S/N \propto \sqrt{t}$ on hyvä approksimaatio.

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)}},$$

Yhtälön alakerta voidaan muuttaa muotoon, jonka Taylorin sarja tunnetaan,

$$\sqrt{N_* + n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)} = \sqrt{N_*} \left(1 + \frac{n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)}{N_*}\right)^{1/2}. \quad (1)$$

Funktio on nyt muotoa $(1+x)^a$, jonka Taylorin sarja tunnetaan binomisarjana;

$$\sqrt{N_*} \left[1 + \frac{1}{2} \frac{n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)}{N_*} + \frac{\frac{1}{2}(\frac{1}{2} - 1)}{2!} \frac{n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2)^2}{N_*^2} + \dots\right]. \quad (2)$$

Koska taustataivaan, pimeän virran ja lukukohinan vaikutus on pieni suhteessa tähden signaaliin, $n_{\text{pix}}(N_S + N_D + R^2) \ll N_*$, voidaan sarjasta ottaa nollannen asteen approksimaatio (ensimmäinen termi), jolloin signaali-kohinasuhteen alakerta saa muodon $\sqrt{N_*}$.

$$\frac{S}{N} \approx \frac{N_*}{\sqrt{N_*}} = \sqrt{N_*} \quad (3)$$

Tasaisesti loistavalla lähdellä $N_* = n_* t$, jossa n_* on havaittu lukema aikayksikköä kohden ja t valotusaika,

$$\frac{S}{N} \approx \sqrt{N_*} = \sqrt{n_*} \sqrt{t}. \quad (4)$$

Saamme $\frac{S}{N} \propto \sqrt{t}$.

5. Verrataan kahta teleskooppia. Toinen on halkaisijaltaan 2,0 m ja CCD asetetaan Cassegrain-fokukseen. Toisessa CCD asetetaan coudé-fokukseen, ja valo kulkee pää- ja apupeilin lisäksi 3 peilin kautta. Arvioi kuinka suuren pääpeilin coudé-systeemi tarvitsee, jotta molemmilla systeemeillä samasta tähdessä havaittaisiin yhtä suuri säteilyvuo? Oletetaan kunkin peiliheijastuksen hukkaavan 5% valosta. Miksi coudé-systeemejä käytetään, jos ne hukkaavat merkittävän osan kohteesta saapuvasta valosta?

Jokaissa pikselissä heijastuva osuus valosta $1.00 - 0.05 = 0.95$. Kahden peilin jälkeen jäljelle jäävä osuus on 0.95^2 ja viiden 0.95^5 . Peilin keräämä valo on verrannollinen sen pinta-alaan A . Pinta-ala taas on (mikäli apupeilin aiheuttama varjostus on suhteessa sama) verrannollinen halkaisijan neliöön D^2 . Merkitään peilien halkaisijat D_1 ja D_2 . Saamme

$$\left(\frac{D_1}{D_2}\right)^2 = 0.95^3 \Rightarrow D_2 = \frac{D_1}{\sqrt{0.95^3}} = \frac{2\text{m}}{0.95^{\frac{3}{2}}} \approx 2.2\text{m}$$

Coudé-systeemejä käytetään kun havaintoinstrumentti on liian painava asetettavaksi Cassegrain-fokukseen, tai vaatii erityistä mekaanista ja/tai lämpötilastabiilisuutta. Korkean resoluution spektrometrit asetetaan siksi usein Coudé fokukseen, tai vaihtoehtoisesti johdetaan Nasmyth-fokuksesta valo valokuitua pitkin erilliseen tilaan missä spektrometri on.