

# Fotometria

Riku Honkanen, Antti Majakivi, Juuso Nissinen, Markus Puikkonen, Roosa Tervonen

<b>Sisällysluettelo</b>	1
<b>1. Fotometria</b>	2
1.1 Fotometrian teoriaa	2
1.2 Peruskäsitteitä	2
1.3 Magnitudit	3
1.4 Absoluuttiset magnitudit	4
1.5 Magnitudijärjestelmistä	5
1.6 Fotometria-havaintojen redusointi	5
1.7 Instrumentaalimagnitudit CCD-havinnoissa	5
1.8 Apertuurifotometria	5
1.9 PSF-fotometria	6
<b>2. CCD-Kamera</b>	7
2.1 Johdanto	7
2.2 Rakenne ja toiminta	8
2.3 Kohina	8
2.4 Havaintojen teko CCD-kameralla	10
<b>3. Tähtitieteilijän haastattelu</b>	11
<b>4. Lähteet</b>	12

# 1. Fotometria

## 1.1 Fotometrian teoriaa

Fotometria on taivaankappaleesta saapuvan sähkömagneettisen säteilyn vuontiheyden mittaamista tietyllä aallonpituusalueella. Kaikki taivaankappaleet säteilevät sähkömagneettista säteilyä. Jos vuontiheys mitataan koko aallonpituusalueella, puhutaan spektrometriasta. Fotometrian keinoilla voidaan tutkia himmeitäkin kohteita. Fotometrisissä mittauksissa käytetään esimerkiksi fotometriä ja CCD-kameraa, jota käytetään esimerkiksi NOTissa (Nordic Optical Telescope). Fotometrisillä mittauksilla voi saada selville esimerkiksi tähtien tai galaksien etäisyyksiä tai maailmankaikkeuden geometriaa. Lisäksi taivaankappaleiden valokäyrästä voidaan päätellä esimerkiksi asteroidien, kaksoistähtijärjestelmien ja muuttuvien tähtien ominaisuuksia. Fotometriassa tutkitaan siis useita erilaisia taivaankappaleita, kuten tähtiä, asteroideja tai kvasaareja eli kvasistellaarisia objekteja (tähtimäinen kohde).

## 1.2 Peruskäsitteitä

Vuontiheys  $F$  : Kohteesta tulevan säteilyn teho pinta-alayksikköä kohti. Yksikkö  $[F] = \text{W/m}^2$  eli wattia/neliometri

Vuo : Tarkoittaa tietyn suuruisen pinta-alan lävistävän säteilyn tehoa, eli vuontiheyden pinta-alaintegraalia. Vuon yksikkö on watti  $W$

Magnitudi : Tähtien tai muun taivaankappaleen kirkkaus. Absoluuttinen magnitudi ilmoittaa kohteen todellisen kirkkauden. Näennäinen magnitudi puolestaan ilmoittaa kohteen havaitun kirkkauden. Magnitudilla ei ole yksikköä. Magnitudiasteikko on logaritminen.

Aallonpituusalue : Kahden aallonpituuden väliin jäävät aallonpituudet.

Aallonpituus : Aaltoliikkeessä kahden samassa vaiheessa olevan pisteen välinen etäisyys.

Valokäyrä : Kohteen kirkkaus ajan funktiona.

Standarditähti : Tähti, jonka kirkkaus tunnetaan hyvin tarkasti. Standarditähtien kirkkauksia voidaan käyttää magnitudijärjestelmien nollakohtina tai mittauslaitteiden kalibrointiin.

Fotometrinen yö : Yö, jonka aikana ilmakehän absorptio pysyy vakiona.

Muuttuva tähti eli muuttuja : Tähti, jonka kirkkaus vaihtelee. Vaihtelu voi johtua esimerkiksi pimennyksistä tai tähdessä tapahtuvista fysikaalisista muutoksista. Vaihteluvälit (magnitudina) ja vaihtelujen nopeudet voiva vaihdella suurestikin tähdestä riippuen.

## 1.3 Magnitudit

Kreikkalainen tiedemies ja tähtitieteilijä Hipparkhos luokitteli tähtiä kuuteen luokkaan niiden näennäisen kirkkauden perusteella jo toisella vuosisadalla eaa. Kirkkaimmat tähdet kuuluivat ensimmäiseen ja himmeimmät kuudenteen luokkaan. Vuonna 1856 englantilainen Norman Robert Pogson kehitti tarkemman luokittelun Hipparkhoksen systeemin tilalle. Pogsonin systeemi seurasi kuitenkin tarkasti aikaisempaa luokittelua. 1. luokan tähti on noin sata kertaa kirkkaampi kuin 6. luokan tähti, joten Pogson määritteli

perättäisten kirkkauksien suhteeksi 5100 eli n. 2,512. Täsmällisesti magnitudi voidaan

laskea seuraavasti:

Jos kohteiden vuontiheydet ovat  $F_1$  ja  $F_2$  on niiden magnitudien  $m_1$  ja  $m_2$  erotus

$$m_1 - m_2 = 2.5 \lg (F_2/F_1)$$

Kaavan magnitudit ovat näennäisiä magnituteja. Magnitudin kasvaessa kohteen (näennäinen) kirkkaus pienenee.

Magnituteja mitattaessa on ilmoitettava aallonpituusalue, jolla ne on mitattu.

Jos sovitaan tunnetun kohteen magnitudiksi  $m_1 = 0$ , voidaan vuontiheys  $F_1$  kiinnittää kyseisen kohteen vakioarvoon  $F_0$ . Tällöin muiden kohteiden magnitudit voidaan laskea seuraavasti :

$$0 - m_2 = 2.5 \lg (F_2/F_1)$$

$$\text{eli } m_2 = -2.5 \lg (F_2/F_0)$$

Vakiovuontiheys  $F_0$  kiinnitetään tarkasti määriteltyjen standarditähtien vuontiheyksien arvoihin.

## 1.4 Absoluuttiset magnitudit

Absoluuttinen magnitudi kertoo kohteen todellisen kirkkauden. Se määritellään kohteen näennäiseksi magnitudiksi kymmen parsekin etäisyydellä. Määritelmä otettiin virallisesti käyttöön vuonna 1922. Parsek ( 1 pc) on etäisyys, jolta katsottuna Maan etäisyys Auringosta (Maan radan säde eli yksi astronominen yksikkö AU, n. 150 miljoonaa kilometriä) näkyy yhden kaarisekunnin ( 1" , 1/3600 astetta) kulmassa. Tähti siis ikään kuin siirretään kymmenen parsekin etäisyydelle.

$$1 \text{ pc} = 1 \text{ AU} / \tan 1'' \text{ eli noin } 3,1 \cdot 10^{13} \text{ km}$$

Absoluuttinen magnitudi M saadaan kaavasta

$$M = m - 5 \lg (r/10\text{pc}) = m - 2,5 \lg (r/10\text{pc})^2$$

m = kohteen näennäinen magnitudi

r = kohteen etäisyys parsekeina ilmoitettuna

Myöskään absoluuttisella magnitudilla ei ole yksikköä.

Absoluuttisen magnitudin kaavasta voidaan laskea kohteen etäisyys havaitisijasta.

$$m - M = 5 \lg (r/10\text{pc})$$

$$\text{Logaritmin määritelmästä: } r/10\text{pc} = 10^{(m-M)/5}$$

$$\text{Etäisyys } r \text{ (parsekeina) } r = 10 \cdot 10^{(m-M)/5} \text{ pc}$$

## 1.5 Magnitudijärjestelmistä

Näennäinen magnitudi riippuu käytetystä havaintolaitteesta. Laitteiden herkkyys eri aallonpituuksille vaihtelee. Eri magnitudijärjestelmät eroavat toisistaan laitteen rekisteröintimenetelmän ja nollakohdaksi sovitun vakiovuontiheyden  $F_0$  perusteella. Magnitudijärjestelmiä ovat esimerkiksi UBVRi ja Thuan-Gunn uvgr.

## 1.6 Fotometria-havaintojen redusointi

Ensimmäinen vaihe fotometria-havaintojen redusoinnissa on instrumentaalimagnitudien laskeminen havaintomenetelmästä riippumatta.

## 1.7 Instrumentaalimagnitudit CCD-havinnoissa

CCD-kuvien redusointi tapahtuu normaaliin tapaan: raakakuvasta vähennetään bias- ja dark-kuvat ja sitten saatu kuva jaetaan flat-field-kuvalla. Magnitudi voidaan mitata CCD-kuvasta kahdella eri tapaa. Näitä tapoja kutsutaan apertuurifotometriaksi ja PSF-fotometriaksi.

## 1.8 Apertuurifotometria

Apertuurifotometriassa mitataan ympyrän muotoisen alueen sisältä tulevan säteilyn energiaa. Säteilystä vähennetään taustasäteily, jolloin saadaan itse tähdestä tulevan säteilyn energia. Käytännössä mitataan elektronien lukumäärää, joka on verrannollinen säteilyyn.

Tähden lähettämän säteilyn energia saadaan kaavasta: 
$$N_{AP}^* = N_{pix} - n_{sky} N$$

jossa:  $N_{AP}$  on apertuurista mitattu energia,  $n_{pix}$  on apertuurin pinta-ala ja  $N_{sky}$  on tausta pikseliä kohti.

Nyt tähden instrumentaalimagnitudi voidaan laskea kaavasta: 
$$m_{instr} = -2,5 \log N^*$$

Jotta saataisiin mahdollisimman hyvä signaalin ja kohinan suhde, täytyy apertuurin olla oikean kokoinen. Apertuurin optimikoko on suhteellisen pieni. Toisaalta apertuuri ei saa olla liian pieni ettei osa valosta joudu apertuurin ulkopuolelle. Kirkkaat tähdet voidaan mitata suuremmalla apertuurilla, kun taas himmeät tähdet mitataan pienemmällä.

## 1.9 PSF-fotometria

PSF-fotometriaa käytetään tilanteissa, joissa eri kohteiden kuvat alkavat sulautua yhteen. Tällaisissa tilanteissa apertuurifotometria ei ole mahdollista. Esimerkiksi kaksoistähdet ovat kohteita, joiden kirkkautta mitatessa käytetään usein PSF-fotometriaa.

Aluksi PSF-fotometriassa muodostetaan kentän kirkkaiden tähtien avulla PSF. Tämän jälkeen muodostettu PSF sovitetaan mitattavan kohteen profiiliin. Tässä vaiheessa on otettava huomioon se, että PSF voi olla erilainen CCD-kuvan eri osissa. Jos PSF:n korkeus on  $h_{psf}$  ja magnitudi  $m_{psf}$  ja sovituksesta saadaan kohteen korkeudeksi  $h^*$ , niin kohteen magnitudi voidaan laskea kaavalla:

$$m^* = \frac{m_{psf} - 2,5 \log(h^*)}{h_{psf}}$$

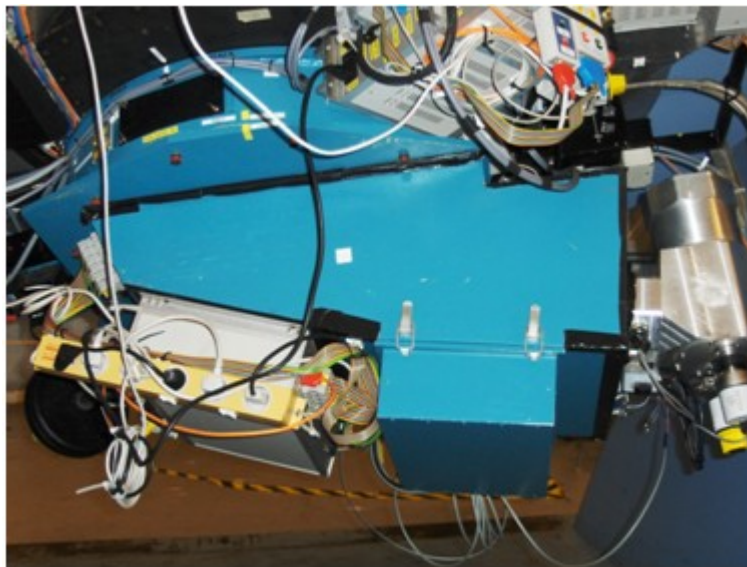
PSF-fotometrialla on muutamia etuja apertuurifotometriaan verrattuna. Menetelmällä voidaan mitata monia toisiaan lähellä olevia kohteita samalla kertaa. PSF-fotometriaa voidaan myös alueilla, joilla tähtiä on tiheässä. Tällaisista esimerkkinä tähtijoukot. PSF-fotometria on myös apertuurifotometriaa tarkempi menetelmä himmeitä tähtiä mitatessa.

## 2. CCD-Kamera

### 2.1 Johdanto

CCD-kamera on nykyään ylivoimaisesti käytetyin ilmaisain tähtitieteellisissä mittauksissa. Ennen havainnoinnissa käytettiin valokuvauslevyä. Fotometriahavainnoissa käytettiin lisäksi myös fotometriä. CCD-kameralla on muutamia suuria etuja valokuvauslevyyn verrattuna. Yksi näistä on CCD-kameran paljon suurempi kvanttitehokkuus. Se havaitsee suuremman osan sille saapuneista fotoneista kuin valokuvauslevy. Parhaimmilla CCD-kameroilla voidaan havaita lähes 100% saapuneista fotoneista ja tavallisillakin 40-90%. Valokuvauslevyllä havaitaan vain noin 1-3% saapuneista fotoneista. Muita etuja ovat CCD-kameran lineaarisuus, sekä se, että sillä otetut kuvat ovat välittömästi valmiita digitaaliseen kuvankäsittelyyn. Tämä helpottaa kuvien jälkikäsittelyä.

CCD-kamerassa on myös yksi negatiivinen puoli. Sen näkökenttä on pieni. Tämä johtuu siitä, että suuria CCD-siruja on vaikea valmistaa. CCD-kuvat voivat myös olla ns. "palikkamaisia". Tämä taas aiheutuu sirun neliskulmaisista pikseleistä.



**NOT:lla (Nordic Optical Telescope) käytettävä CCD-kamera alfosc.**



## 2.2 Rakenne ja toiminta

CCD-kameran siru koostuu erillisistä valoherkistä elementeistä eli pikseleistä. Ne on järjestetty neliön tai suorakulmion muotoon. Pikselit valmistetaan höyrystämällä p-tyypin piikiteen päälle eristyskerros ja sen päälle metallielektrodeja. Elektrodille syötetään positiivinen jännite  $V_g$ , joka saa aikaan p-tyypin puolijohteen aukkojen siirtymisen kauemmaksi. Tällöin syntyy ns. tyhjennysalue, jolla ei ole vapaita varauksia. Elektrodin aiheuttama sähkökenttä saa aikaan potentiaalikuopan negatiiviselle varaukselle.

Fotonien havaitseminen CCD-kameralla perustuu valosähköiseen ilmiöön. Kun foton osuu tyhjennysalueelle riittävällä energialla, se irrottaa piiatomin valenssivyöltä elektronin. Elektroni siirtyy johtavuusvyölle eli on siis vapaa liikkumaan. Elektrodin aiheuttaman sähkökentän ansiosta elektroni siirtyy elektrodin läheisyyteen. Sähkökentän ansiosta myös elektronin irrotuksen seurauksena syntynyt aukko siirtyy tyhjennysalueen ulkopuolelle. Näin tieto pikselille saapuneesta fotonista on tallentunut. Valotuksen edistyessä elektrodin läheisyyteen kerääntyy negatiivista varausta. Varauksen määrä vastaa pikselille osuneiden fotonien määrää. Kerääntynyt varaus heikentää sähkökenttää, joten pikselin tallennuskapasiteetilla on yläraja. Yläraja riippuu pikselin koosta sekä elektrodille syötetyn jännitteen,  $V_g$ :n suuruudesta. Nykyisten CCD-sirujen pikselien koko on 7 – 24  $\mu\text{m}$  ja tallennuskapasiteetti 80000 – 350000 elektronia.

Jotta elektroni siirtyisi piiatomin valenssivyöltä johtavuusvyölle, tarvitaan 1,14 eV:n energia, joka vastaa noin 1100 nm:n aallonpituutta. Tätä pidempiä aallonpituuksia CCD-siru ei havaitse. Aallonpituuden lyhetessä absorbointikyky kasvaa noin 650 nm:iin asti, jonka jälkeen se alkaa taas laskea. Absorbointi kyky laskee, koska säteily ei enää pysty tunkeutumaan elektrodien läpi.

Valotuksen päätyttyä pikseleihin kertynyt varaus mitataan. Tämä tapahtuu siirtämällä varaukset rivi kerrallaan ns. sarjarekisteriin. Sieltä varaukset siirretään pikseli kerrallaan lukuelektroniikalle. Pikselien elektronit siirtyvät sarjarekisteristä kapasitanssiin  $C$ . Siihen syntyy varausta vastaava jännite  $U = Q/C$ . Tämän jälkeen jännite vahvistetaan ensivahvistimella ja se siirretään CCD-sirun ulostuloon. Elektroniikka CCD-sirun ulkopuolella vahvistaa jännitettä edelleen sopivaksi A/D-muuntimelle. Muunnin digitoi jännitteen, jonka jälkeen pikselin kirkkaus tallennetaan tietokoneelle. Tämä toistetaan kunnes kaikki pikselit on luettu.

## 2.3 Kohina

Kohinaa, eli pikseliarvojen satunnaista vaihtelua esiintyy aina CCD-kuvissa. Osa kohinasta on peräisin kamerasta ja osa ulkoisista lähteistä. Huolellisella kalibroinnilla voidaan poistaa osa kohinasta lähes kokonaan. Kuviiin jää kuitenkin vähän kohinaa, josta ei pääse eroon millään keinolla. Yleisimpiä kohinan lähteitä ovat fotonikohina, lukukohina, pikselien herkkyysvaihteluista johtuva kohina sekä pimeävirran kohina. Muitakin kohinan lähteitä on.

Fotonikohina aiheutuu fotonien epäsäännöllisestä saapumisesta detektorille. Fotonit eivät saavu detektorille tasaisin väliajoin vaan satunnaisesti. Fotonikohinaa ei voida poistaa kuvista mitenkään, joten se asettaa alarajan CCD-kuvassa olevalle kohinalle.

Lukukohina puolestaan aiheutuu prosessista, jossa detektorille kertynyt varaus muutetaan havaittavaksi jännitteeksi ja digitoidaan A/D-muuntimessa. Tässä prosessissa syntyy aina kohinaa. Lukukohinaa ei voi poistaa enää havaintojen teon jälkeen, mutta se voidaan minimoida etukäteen valitsemalla CCD-kamera, jossa syntyy mahdollisimman vähän kohinaa.

Raakakuvan kohinaa lisää myös pikselien herkkyysvaihtelut. Tämä voidaan kuitenkin eliminoida lähes täysin ottamalla kuvia tasaisesti valaistusta kohteesta eli ottamalla ns. flat-field -kuvia. Kuvien avulla herkkyysvaihtelut voidaan kartoittaa.

Pimeävirrän kohinalla voidaan tarkoittaa kahta erilaista kohinaa. Ensimmäinen pimeävirrän kohina aiheutuu pimeävirrän määrän vaihteluista pikseleissä. Tästä seuraa se, että kuvassa on hyvin paljon kohinaa ja himmeitä kohteita on vaikea tunnistaa. Yleensä CCD-sirun pikselit jakautuvat kahteen ryhmään. Toisen ryhmän pikseleissä pimeävirrän kohina on kohtuullisen pieni. Nämä pikselit ovat tyypillisesti suurena enemmistönä. Joissain pikseleissä pimeävirta on huomattavan suuri. Näitä pikseleitä kutsutaan ”kuumiksi pikseleiksi”, joita voi olla CCD-sirulla satoja. Pimeävirrasta aiheutuva kohina voidaan kuitenkin vähentää raakakuvasta ottamalla erillisiä dark-kuvia. Tämä on mahdollista, koska pikselien pimeävirtaominaisuudet eivät juurikaan muutu. Tietystä pikselistä mitatulla pimeävirralla on vain pieniä satunnaisia vaihteluita, jotka johtuvat lämpöliikkeen satunnaisuudesta. Vaikka pimeävirta vähennetäänkin kuvasta, jää siihen pieni residuaalikohtina. Tätä jälkimmäistä kohinaa voidaan myös tarkoittaa pimeävirrän kohinalla. Pimeävirrasta aiheutuva kohina voidaan myös minimoida jäähdyttämällä CCD-kameraa tarpeeksi.

Havaintojen onnistumisen kannalta on tärkeää saavuttaa riittävä signaalin ja kohinan suhde. Signaalin ja kohinan suhde on CCD-havaintojen laadun mittari. Se lasketaan tilanteesta riippuen hieman eri tavalla. Seuraavassa keskitytään CCD-kameralla havaitun pistekohteen, esim. tähden kirkkauden mittaukseen. Ideaalitulanteessa kaikki muu paitsi fotonikohina olisi saatu eliminoitua. Jos kohteesta havaitaan  $N^*$  elektronia, signaalin ja kohinan suhde on:

$$S/N = N^*/N^* = N^*$$

Tämä edustaa kuitenkin signaalin ja kohinan suhteen ylärajaa, sillä käytännössä laitekohinaa ei saada havainnoista kokonaan pois.

## 2.4 Havaintojen teko CCD-kameralla

Yleensä kaikissa CCD-havainnoissa on samat perusvaiheet. Havaintojen yksityiskohdat kuitenkin riippuvat siitä, minkälaisia havaintoja halutaan tehdä.

Aluksi CCD-kamera pitää jäähdyttää. Tämä täytyy suorittaa hyvissä ajoin ennen havainnoinnin aloittamista. Yleensä kamera jäähdytetään nestetypellä tai sähköisesti.

Seuraavaksi mitataan pimeävirta ottamalla kuvia suljin kiinni. Joillakin kameroilla tämä ei ole tarpeen. Näissä kameroissa pimeävirran vähennys tapahtuu automaattisesti.

Seuraavaksi vuorossa on flat-field -kuvien otto. Tavallisesti ne otetaan paikoillaan olevalla teleskoopilla auringonlaskun jälkeisestä taivaasta. Flat-field -kuvia aletaan ottaa lyhyellä valotusajalla taivaan hämärtyessä. Kuvat on otettava jokaisella yön aikana käytettävällä filtterillä erikseen.

Flat-field -kuvien jälkeen otetaan ns. bias-kuvia, joiden avulla määritetään CCD-kameran nollataso. Bias-kuvia voi ottaa myös havaintojen välissä mahdollisten nollatason muutosten tutkimiseksi.

Teleskooppi fokusoidaan, kun taivas on riittävän tumma. Kohteena toimii tähti, josta voi ottaa 5 - 10 sekunnin valotuksia, ilman kuvan saturoitumista. Fokusoinnin jälkeen aloitetaan suunniteltujen kohteiden havainnointi. Havainnointi lopetetaan kun taivas alkaa vaalentua liikaa. Flat-field -kuvia voi ottaa vielä havaintojen jälkeen aamuhämärän aikaan.

Tämän jälkeen teleskooppi suljetaan ja aloitetaan havaintojen jälkikäsittely.

Fotometriassa CCD-kameralla otetaan kuvia tavalliseen tapaan. Valotusaika on kuitenkin syytä valita huolella. Valotusaika ei saa olla liian pitkä, ettei kuva saturoidu. Toisaalta se ei saa olla myöskään liian lyhyt, koska tällöin ei saavuteta riittävää signaalin ja kohinan suhdetta. Joissain CCD-kameroissa keskusta valottuu pidemmän aikaa kuin reunat, koska suljin on ns. iiris-tyyppinen. Tällöin hyvin lyhyillä valotusajoilla mitattu tähden kirkkaus voi vaihdella riippuen sen paikasta CCD:llä. Tämä ongelma voidaan kuitenkin ratkaista ottamalla samoilla valotusajoilla flat-field kuvia. Vaihtoehtoisesti voidaan defokusoida kuvaa vähän, jolloin valotusaika voi olla pidempi.

### 3. Tähtitieteilijän haastattelu

Haastattelimme tähtitieteilijä Marjaana Lindborgia. Hän toimii avustavana tähtitieteilijänä Nordic Optical Telescopella (NOT), joka sijaitsee La Palman saarella Kanarialla. Hän on ollut NOT-teleskoopilla töissä jo kaksi kuukautta ja näin ollen asuu myös samalla saarella. Puolet ajasta teleskoopilla kuluu avustavana tähtitieteilijänä ja puolet omissa tutkimuksissa. NOTilla työskentely opettaa teleskoopin käyttöä ja näin ollen lisää jatkossa työmahdollisuuksia. Marjaana tykkää työskennellä teleskoopilla hyvän yhteisön vuoksi. Työn alla on myös väitöskirja, jota Marjaana voi akateemisen vapauden vuoksi tehdä silloin, kun hänestä itsestään parhaalta tuntuu. Yliopistolle työskentelevä Marjaana saa palkkansa verottomana. Työn puolesta Marjaana sanoo pärjäävänsä englannin kielellä, mutta espanjan kieli on opeteltava, jos haluaa keskustella muidenkin, kuin tiedemiesten kanssa.

Marjaana kävi Helsingin kuvataidelukion ja tällöin oli enemmän taideihminen. Hän opiskeli kuitenkin erilaisten taideaineden lisäksi myös pitkää matematiikkaa, fysiikkaa ja muutaman kurssin kemiaa. Marjaana kirjoitti 8 ainetta ja sai niistä hyvät arvosanat. Lukion jälkeen, seitsemän vuotta sitten, Marjaana suuntasi Helsingin yliopistoon opiskelemaan fysiikkaa ja valmistui maisteriksi vuonna 2008. Lopullisesti Marjaanan pitäisi valmistua vuonna 2012 ja siihen asti hänen tulee julkaista Helsingin lehdissä yhteensä neljä julkaisua, joihin hän liittää omia tutkimustuloksiaan. Yhden julkaisun tekeminen vie häneltä noin puoli vuotta. Työkokemusta hän on opiskelujen ohella saanut mm. tiedekeskus Heurekasta.

Tarkkaan ottaen Marjaanan työ koostuu pääasiassa Pohjoismaiden havainto-ohjelmista. Hän on tällä hetkellä ainoa teoreettinen fyysikko teleskoopilla. Marjaanan mukaan kaikki teleskoopilla työskentelevät tekevät samoja hommia, joihin kuuluu mm. nestetypellä ccd-kameran viilennys. Mielenkiintoisimpana hän pitää supernovien löytymistä. Töitä Marjaana tekee paljon aikataulun takia. Joskus jopa 10-12 tuntia vuorokaudessa, joten valvomiset ovat pitkiä ja unirytmii on välillä sekaisin. Jopa vapaapäivinä Marjaanalla on töitä, joista maksetaan.

Työn vastapainona ja vapaa-ajan parhaimpana ajanvietteenä Marjaana pitää surffausta läheltä löytyvässä meressä. Huonona puolena hän pitää saaren pientä kokoa.

Marjaana kertoo työn olevan hyödyllistä, sillä perustutkimus hyödyttää meitä aina ja ihmiset ovat uteliaita. Hän kertoo, ettei työ ole kuitenkaan taloudellisesti kannattavaa sillä siitä ei seuraa mitään välitöntä parannusta. Kuitenkin joskus joku voi hyötyä tutkimustuloksista ja kehittää jotakin uutta ja hyödyllistä.

## 4. Lähteet

- Kari Nilsson, Leo Takalo ja Jukka Piironen : Havaitseva tähtitiede(2003)
- Hannu Karttunen : Tähtitieteen perusteet (2003)