

# Kosmiset etäisyystikapuut

LuK-tutkielma  
Turun yliopisto  
Tähtitiede  
2025  
Essi Björkqvist  
Tarkastaja:  
Dos. Pekka Heinämäki

Turun yliopiston laatujärjestelmän mukaisesti tämän julkaisun alkuperäisyys on tarkastettu Turnitin OriginalityCheck-järjestelmällä

TURUN YLIOPISTO

Fysiikan laitos

**Björkqvist, Essi** Kosmiset etäisyystikapuut

LuK-tutkielma, 18 s.

Fysiikka

Maaliskuu 2025

---

Tutkielmassa käsitellään maailmankaikkeuden eri etäisyyksien mittaamenetelmiä. Lähimpänä sijaitsevien tähtien etäisyys mitataan trigonometrisella parallaksilla, ja suurempia etäisyyksiä määritetään eri kalibrointimenetelmillä, kuten Hertzsprungin–Russellin kaavion ja kefeidien kirkkausvaihteluiden avulla. Lisäksi käsitellään Tullyn-Fisherin relaatiota, joka yhdistää kierteisgalaksien kiertonopeuden ja kirkkauden.

Tutkielman viimeisissä luvuissa esitetään suurimpien mahdollisten mitattavien etäisyyksien mittaamenetelmät, joissa käytetään maailmankaikkeuden perusteellisista ominaisuuksista kertovaa punasiirtymää sekä Hubblen vakiota. Kefeidien lisäksi tutkielmassa esitellään toinen standardikynttilöihin perustuva etäisyyden mittaamenetelmä, jossa hyödynnetään havaintoja supernovista. Samalla tarkastellaan myös hieman kosmisen teorian vaikutusta näihin havaintoihin.

Asiasanat: trigonometrinen parallaksi, Hertzsprungin–Russellin kaavio, kefeidi, Tullyn–Fisherin relaatio, punasiirtymä, supernova

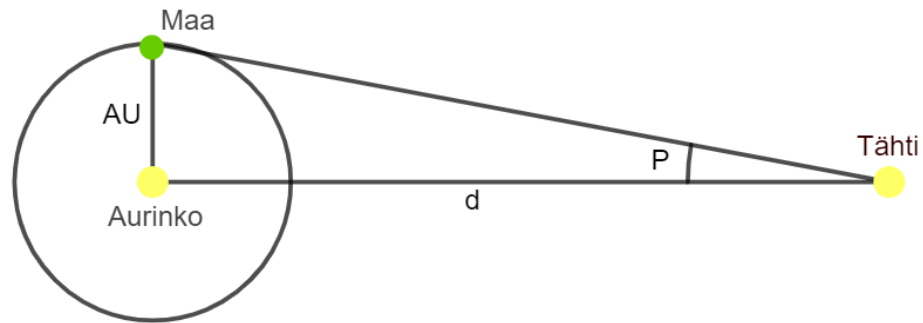
# Sisällys

<b>Johdanto</b>	<b>1</b>
<b>1 Trigonometrinen parallaksi</b>	<b>2</b>
1.1 Etäisyyden mittaus . . . . .	2
1.2 Hipparcos ja Gaia -satelliitit . . . . .	3
<b>2 Pääsarjasovitus</b>	<b>4</b>
2.1 Hertzsprungin–Russellin kaavio . . . . .	4
2.2 Pääsarja ja etäisyyden mittaus . . . . .	5
<b>3 Kefeidit</b>	<b>6</b>
3.1 Etäisyyden mittaus . . . . .	6
3.2 Ongelmia ja ratkaisuja . . . . .	6
<b>4 Tullyn–Fisherin relaatio</b>	<b>8</b>
4.1 Galaksin kiertonopeuden ja kirkkauden suhde . . . . .	8
4.2 Klassinen ja baryoninen Tullyn-Fisherin relaatio . . . . .	9
<b>5 Punasiirtymät ja Hubblen vakio</b>	<b>10</b>
<b>6 Supernovat</b>	<b>12</b>
6.1 Supernova 1987A . . . . .	12
6.2 Tyypin Ia supernovat . . . . .	13
6.3 Supernovat ja kosmiset parametrit . . . . .	14
<b>7 Yhteenveto</b>	<b>16</b>

## Johdanto

Maailmankaikkeuden rakenteen ja laajenemisen tutkimiseen vaaditaan tarkkaa tietoa yksittäisten tähtien ja galaksien sekä suurempien rakenteiden, kuten galaksijoukkojen etäisyyksistä. Maailmankaikkeuden valtavan koon takia kaukaisimpien galaksien etäisyys mitataan hyvin eri tavalla kuin esimerkiksi lähimpien tähtien etäisyys. Ei ole olemassa yhtä mittaussuunnitelmaa, jolla saataisiin riittävän tarkkoja tuloksia sekä kaukaisten että läheisten taivaankappaleiden etäisyyksistä. Tämän vuoksi käytetään kosmisiä etäisyyssuunnitelmia, jotka koostuvat useista eri tavoista mitata etäisyyksiä. Lähimpien tutkittavien tähtien etäisyydet voidaan mitata suoralla mittaustavalla, geometriaa käyttäen. Suunnitelmia edettäessä kauempiin mittaussuunnitelmiin täytyy ottaa avuksi nämä tunnetut etäisyydet ja kalibroida muita etäisyyksiä niiden avulla. [1]

Kosmisten etäisyyssuunnitelmien menetelmät hyödyntävät erilaisia ilmiöitä, jotka mahdollistavat etäisyyksien määrityksen eri mittakaavoissa. Jotta saataisiin luotettavia tuloksia, on tärkeää, että tutkittavia kohteita on riittävästi. Eri menetelmillä laskettujen etäisyyksien on oltava vertailukelpoisia, mikä edellyttää, että ne ovat riittävän tarkkoja järjestelmällisten virheiden tunnistamiseksi. Tämä puolestaan vaatii, että menetelmät perustuvat vankkaan fysiikan tietämykseen. [2] Tässä tutkielmassa on esitelty muutamia yleisimpiä maailmankaikkeuden etäisyyksien mittaussuunnitelmia edeten lyhyimmistä etäisyyksistä pisimpiin.



Kuva 1. Trigonometrisen parallaksin avulla laskettaviin etäisyyksiin vaadittavat suureet. Parallaksikulma  $P$ , Auringon ja valitun tähden välinen etäisyys  $d$ , sekä Maan ja Auringon välinen etäisyys AU.

## 1 Trigonometrinen parallaksi

Maailmankaikkeuden kappaleiden etäisyyksiä määritettäessä ainoa suora mittaus tapa on trigonometrisen parallaksin käyttäminen. Trigonometrinen parallaksi perustuu vain puhtaaseen geometriaan. Tästä syystä se luo pohjan kaikille muille mittausmenetelmille.

### 1.1 Etäisyyden mittaus

Tätä mittaus tapaa käyttäessä täytyy tuntea Maan ja Auringon välinen etäisyys, jolle on tähtitieteessä oma yksikkönsä: 1 AU (astronomical unit). Se vastaa 149 597 871 kilometriä. [3] Toinen etäisyyden mittaukseen vaadittava suure on parallaksikulma  $P$ . Se kuvaa havaittavasta tähdestä katsottuna näkyvää kulmaa Maan ja Auringon välillä radiaaneissa. [4] Kuvassa 1 on esitetty suureiden trigonometrinen merkitys.

Parallaksikulmaa mitattaessa tehdään havaintoja tutkittavan tähden näennäisestä liikkeestä taivaalla. Näennäisellä liikkeellä tarkoitetaan tähden liikettä muiden, kauempana sijaitsevien tähtien suhteen. Jotta parallaksikulma saadaan mitattua mahdollisimman tarkasti, tähden sijaintia tähtikartalla täytyy seurata pitkän jakson ajan. Maan suorittaessa täyden kierroksen Auringon ympäri, tähden näennäinen liike taivaalla muodostaa tyypillisesti ellipsin. Vuoden aikana saadaan siis

havaittua jokainen tähden näennäinen sijainti ja täten voidaan määrittää ellipsin halkaisija, jonka avulla voidaan selvittää parallaksikulma. [3]

Etäisyys  $d$  Auringosta havaittavaan tähteen on

$$d = \frac{1\text{AU}}{P}. \quad (1)$$

Mitattava etäisyys tähteen on aina paljon suurempi kuin etäisyys Maasta Aurinkoon, joten yhtälön mukaan parallaksikulma on erittäin pieni. Tähtitieteessä usein käytetty etäisyysyksikkö parsek (pc) on se etäisyys, jolloin parallaksikulma olisi yksi kaarisekunti. Se vastaa noin 3,26 valovuotta. Esimerkiksi Aurinkoa lähimpänä oleva tähti, Proxima Centauri, sijaitsee 1,31 parsekin päässä Auringosta, ja sen parallaksikulma on alle kaarisekunnin. [4]

## 1.2 Hipparcos ja Gaia -satelliitit

Trigonometrisen parallaksin käyttö etäisyyden mittauksessa toimii vain lähimpiin tähtiin. Kauempien tähtien liikettä ei voida havaita yhtä tarkasti Maan pinnalla tehtyjen havaintojen avulla, sillä ilmakehän vaikutus aiheuttaa niin paljon epätarkkuutta. Ilmakehän aiheuttamat ongelmat voidaan välttää tekemällä havainnot avaruudesta käsin. [3]

Hipparcos-satelliitti tarkkaili yli sadan tuhannen tähden liikettä vuosina 1989–1993. Näiden havaintojen avulla jopa 300 pc:n etäisyydellä sijaitsevien tähtien etäisyys saatiin laskettua. [3] Vuonna 2013 laukaistun Gaia-satelliitin avulla on tehty havainnot noin kahdesta miljardista tähdestä. Perustuen näihin havaintoihin tähtien sijainnista, liikkeestä, kirkkauden vaihteluista ja muista ominaisuuksista, on onnistuttu luomaan erittäin tarkka kartta kotigalaksistamme. [5]

## 2 Pääsarjasovitus

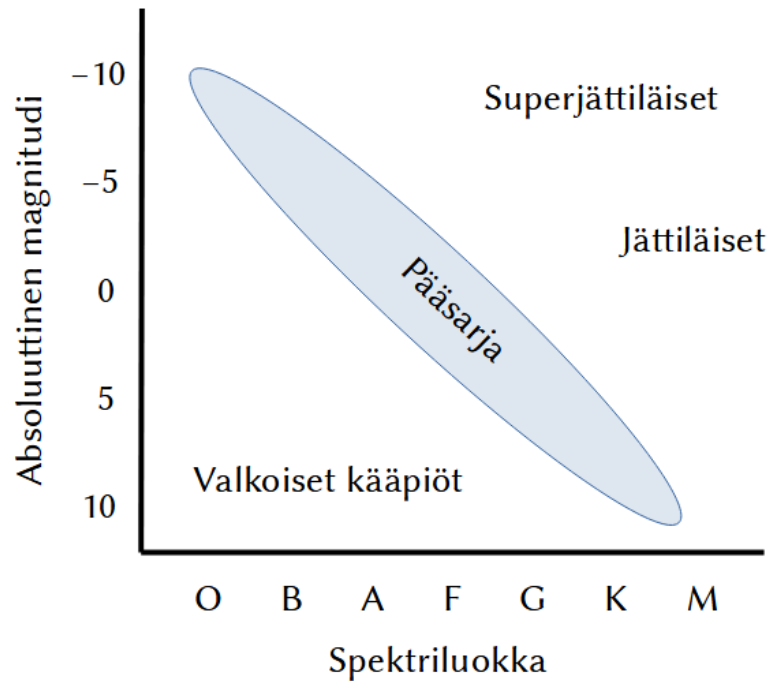
### 2.1 Hertzsprungin–Russellin kaavio

Tähdet voidaan luokitella niiden spektrien perusteella luokkiin, joita merkitään kirjaimilla O, B, A, F, G, K ja M. Spektriluokka liittyy tähden lämpötilaan ja väriin. Tähdien lämpötilalla tarkoitetaan tässä sen efektiivistä pintalämpötilaa, eli sitä lämpötilaa, jonka yhtä suuri musta kappale tarvitsisi säteilläkseen yhtä paljon energiaa pinta-alayksikköä kohti kuin kyseinen tähti. [3]

Kuumimmat tähdet kuuluvat luokkaan O ja kylmimmät luokkaan M, eli kuumimmat tähdet emittoivat lyhyemmän aallonpituuden säteilyä ja vastaavasti viileämmät tähdet emittoivat pidemmän aallonpituuden säteilyä. Jokainen spektriluokka voidaan jakaa vielä tarkempiin alaluokkiin, joita merkitään numeroilla nolasta yhdeksään. [3]

Hertzsprungin–Russellin (HR) kaaviossa tähdet sijoitetaan niiden kirkkauden ja spektriluokan perusteella [6]. Tähdet, joiden etäisyys on laskettu trigonometrisen parallaksin avulla, voidaan asettaa kaavioon niiden absoluuttisen magnitudin perusteella [3]. Näin saadaan luotua kalibroitu HR-kaavio, joka toimii pohjana, johon havaittuja tähtiä voidaan verrata. Havaitut tähdet, joiden etäisyyttä ei ole vielä määritetty, sovitetaan kaavioon niiden näennäisen magnitudin mukaan. [4] Vaihtoehtoisesti samannäköinen kaavio saadaan muodostettua sijoittamalla spektriluokkien sijaan vaaka-akselille tähtien väri-indeksi. Tämän väri-magnitudi-kaavion muodostamiseen tarvitaan vain fotometristä dataa. [3]

Kaavion perusteella saadaan tietoa tähtien ominaisuuksista sekä niiden kehityksen vaiheista. Tähtien sijainti kaaviossa määrittää, mitä tähtiluokkaa ne edustavat. Kehitysvaihetta edustavat luokat sisältävät vain vähän tähtiä. Luokkien välissä sijaitsevat alueet vastaavat tähdille fyysisesti mahdottomia ominaisuuksia, joten näillä alueilla kaaviossa ei ole lainkaan tähtiä. [7]



Kuva 2. Pääsarjan sijainti Hertzsprungin–Russellin kaaviossa. Vaaka-akselilla tähtien spektriluokat kuumimmista kylmimpiin ja pystyakselilla tähtien absoluuttinen magnitudi himmeimmistä kirkkaimpiin.

## 2.2 Pääsarja ja etäisyyden mittaus

Suurin osa tähdistä sijoittuu kaaviossa pääsarjan tähtien alueelle. Tämä alue ulottuu kaavion vasemmasta ylänurkasta oikeaan alanurkkaan kuvan 2 mukaisesti. Eli kuumimpien ja kirkkaimpien tähtien alueesta viileimpien ja himmeimpien tähtien alueeseen. Pääsarjan ulkopuolelle jäävät esimerkiksi jättiläiset, ylijättiläiset sekä valkoiset kääpiöt, joiden sijainti kaaviossa on myös esitetty kuvassa 2. [3]

Pääsarjasovituksessa hyödynnetään tätä HR-kaaviosta löytyvää pääsarjan aluetta. Näennäisten magnitudien avulla tehdyn HR-kaavion pääsarjaa siirretään niin, että se osuu päällekkäin kalibroidun HR-kaavion pääsarjan alueen kanssa. Tämä tehty siirto osoittaa näennäisen ja absoluuttisen magnitudin eron. Sen avulla puolestaan saadaan etäisyys laskettua helposti etäisyysmoduulin

$$\mu = m - M = 5 \log_{10}\left(\frac{d}{1\text{pc}}\right) - 5 \quad (2)$$

avulla, jossa  $\mu$  on näennäisen ja absoluuttisen magnitudin erotus,  $m$  on näennäinen magnitudi,  $M$  on absoluuttinen magnitudi ja  $d$  on etäisyys tähteen. [4]

### 3 Kefeidit

Kefeidit ovat sykkiviä muuttujia, eli ne kuuluvat muuttuviin tähtiin [8]. Ne ovat erittäin kirkkaita kohteita. Kirkkaus ja erityisesti kirkkauden vaihtelu tekevät niistä erinomaisia etäisyysindikaattoreita. [9] Suuri kirkkaus mahdollistaa hyvin kaukana sijaitsevien kohteiden etäisyyksien mittauksen [3]. Kefeidien kirkkaus vaihtelee jaksoittain. Kirkkauden vaihteluun kuuluva jaksonaika voi olla mitä tahansa yhden päivän ja satojen vuosien väliltä. [8]

#### 3.1 Etäisyyden mittaus

On havaittu, että kefeidin jaksoaikaan vaikuttavat sen massa sekä säde [9], jotka ovat puolestaan verrannollisia sen luminositeettiin. Kefeidien jakson ja luminositeetin välistä suhdetta kutsutaan Leavittin laiksi [3]. Vuonna 1912 Henrietta Swan Leavitt osoitti havaintojensa avulla, että kefeidien absoluuttisen magnitudin logaritmin ja jakson logaritmin välillä on lähes täydellinen korrelaatio [10]. Kefeidin absoluuttinen magnitudi voidaan määrittää sen jaksosta. Yhtälöä 2 käyttäen voidaan laskea kefeidin etäisyys  $d$ , kun on havaittu sen näennäinen magnitudi  $m$ , kefeidin jakso, ja siitä laskettu jaksoa vastaava absoluuttinen magnitudi  $M$ . [4]

#### 3.2 Ongelmia ja ratkaisuja

Kefeidit ovat nuoria tähtiä ja sijaitsevat usein kiekkomaisien galaksien tasossa, jossa uusia tähtiä syntyy [8]. Sijainti galaksin tasossa hankaloittaa etäisyyden mittausta ekstinktion takia [3]. Ekstinktiota aiheuttaa havaitsijan ja kohteen välissä sijaitseva pöly, joka absorboi ja sirottaa kefeidistä saapuvaa valoa, vääristäen näin havaintoja

[10]. Ekstinktion takia kohteet näyttävät himmeämmiltä kuin ne todellisesti ovat, eli niiden näennäinen magnitudi antaa todellista suuremman arvon [3].

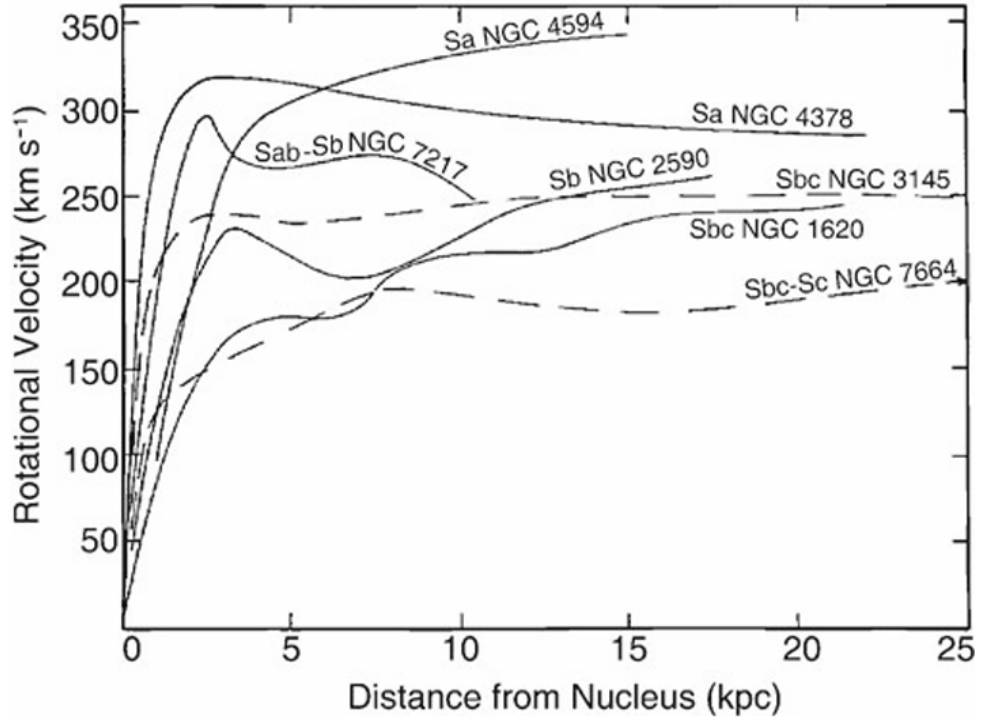
Ekstinktio otetaan huomioon etäisyysmoduulissa lisäämällä yhtälöön 2 ekstinktiokerroin  $A$ :

$$m - M = 5 \log_{10}\left(\frac{d}{1\text{pc}}\right) - 5 + A. \quad (3)$$

Ekstinktiokerroin kertoo ekstinktion aiheuttaman näennäisen magnitudin muutoksen. Sen avulla etäisyydelle  $d$  saadaan tarkempi arvio yhtälöä 3 käyttäen. [3]

Ekstinktion vaikutusta voidaan pienentää tekemällä havaintoja lähi-infrapuna-alueella [3]. Lähi-infrapunahavainnoilla etäisyyksien määrittäminen onnistuu jopa yksittäisillä havainnoilla, kefeidien kirkkausvaihtelun ollessa satunnaisessa vaiheessa. Lisäksi havaintoja tehdessä on haastavaa erottaa kefeidit muista galaksin himmeimmistä tähdistä. Mittausten osalta on tärkeää minimoida tämä muiden tähtien aiheuttama taustan kirkkaus. [10]

Havaintojen laatua voidaan parantaa tekemällä mittauksia avaruudessa, jolloin ainoat erotuskykyä rajoittavat tekijät ovat teleskoopin apertuurin koko sekä ilmaisimen aallonpituusalueet. Hubble-avaruustelekooppi mahdollistaa samankokoisella, tai jopa pienemmällä apertuurikoolla kymmenkertaisen erotuskyvyn useimpiin Maan pinnalla sijaitseviin teleskooppeihin verrattuna. [2] Sen avulla suoritettu Hubble Key Project onnistui mittaamaan monien kierteisgalaksien etäisyyksiä kefeidien kirkkausvaihteluiden avulla [3]. Hubble-avaruustelekoopilla käyttämällä etäisyyksiä voidaan mitata kefeideihin, jotka sijaitsevat jopa 20 Mpc:n päässä olevissa galakseissa [4].



Kuva 3. Galaksien rotaatiokäyriä. Vaaka-akselilla etäisyys galaksin ytimestä kiloparsekeina ja pystyakselilla paikallinen kiertymänopeus kilometreinä sekunnissa. [3]

## 4 Tully–Fisherin relaatio

### 4.1 Galaksin kiertonopeuden ja kirkkauden suhde

Kierteisgalaksit ovat yksi galaksien pääluokista. Niiden rakenne on kiekkomainen, ohut ja ympyränmuotoinen. Kierteisgalaksien keskellä on pullistuma ja sen ympärillä nimensä mukaisesti kierteinen rakenne. [3]

Keplerin kolmannen lain mukaan kappaleen kiertonopeus on suoraan verrannollinen sen massaan [4]. Tiedetään myös, että galaksien kirkkaus riippuu niiden kokonaismassasta [11]. Tully ja Fisher löysivät tämän yhteyden kierteisgalaksien kirkkauden  $L$  ja maksimikiertonopeuden  $v_{max}$  välillä. Tätä yhteyttä kutsutaan Tully–Fisherin relaatioksi. [12] Yhteyttä voidaan mallintaa yhtälöllä [3]

$$L \propto v_{max}^4. \quad (4)$$

Galaksien kiertonopeus voidaan mitata radioteleskooppien avulla [4]. Galaksin neutraalin vedyn 21 senttimetrinen säteilyn spektriviivan leveys on suoraan verrannollinen sen kiertonopeuden kanssa [11]. Kiertonopeus voidaan siis selvittää tarkkailemalla tätä spektriviivan leveyttä. Toinen tapa on mitata galaksin tähtien radiaalisiä nopeuksia optisen spektroskopian avulla. [3]

Galaksien pyörimisliikettä tutkitaan Dopplerin ilmiötä käyttäen. Kiertonopeutta mallinnetaan rotaatiokäyrillä, jotka näyttävät kiertonopeuden eri etäisyyksillä galaksin ytimeistä. Kuvasta 3 nähdään, että rotaatiokäyrät tasoittuvat lähes tasaisiksi viivoiksi galaksien uloimpien alueiden kohdalla. Tämä tarkoittaa sitä, että galakseissa täytyy olla pimeää ainetta, joka saa uloimmat osat liikkumaan oletettua nopeammin. [3]

## 4.2 Klassinen ja baryoninen Tully-Fisherin relaatio

Galaksin kokonaismassa  $M_k$  sisältää baryonisen sekä pimeän aineen massan, ja se saadaan laskettua yhtälöstä

$$M_k = \frac{v_{max}^2 R}{G}, \quad (5)$$

jossa  $v_{max}$  on rotaatiokäyrän tasaista osaa vastaava kiertonopeus,  $G$  on gravitaatiovakio ja  $R$  on etäisyys galaksin keskusta, joka mitataan tasaisen rotaatiokäyrän alueelta. Kun rotaatiokäyrää ei ole käytettävissä, saadaan  $v_{max}$  selville vedyn 21 senttimetrinen säteilyn spektriviivan Doppler-siirtymästä. Jos yhtälö 5 kirjoitetaan siten, että vasemmalla puolella on massan sijaan galaksin kirkkaus, saadaan

$$L = \left(\frac{M}{L}\right)^{-1} \frac{v_{max}^2 R}{G}, \quad (6)$$

jossa  $\frac{M}{L}$  on tähtimassan ja kirkkauden välinen suhde. Tässä oletetaan kokonaismassan skaalautuvan tähtimassan kanssa. [3]

Kun etäisyys  $R$  korvataan galaksin pintakirkkauden keskiarvolla  $\langle I \rangle$ , joka vastaa kirkkauden ja etäisyyden neliön suhdetta  $\frac{L}{R^2}$ , ja oletetaan, että se on sama kaikille

kierteisgalakseille, yhtälö 6 saadaan muotoon [3]

$$L = \left(\frac{M}{L}\right)^{-2} \left(\frac{1}{G^2 \langle I \rangle}\right) v_{max}^4. \quad (7)$$

Jos  $\frac{M}{L}$  oletetaan vakioksi, huomataan, että galaksin kirkkaus  $L$  on suoraan verrannollinen kiertonopeuden neljänteen potenssiin, kuten yhtälössä 4 todettiin. Yhtälöä 7 kutsutaan klassiseksi Tullyn-Fisherin relaatioksi [13]. Galaksin absoluuttinen magnitudi saadaan yhtälöstä

$$M = M_{\odot} - 2.5 \log_{10} \frac{L}{L_{\odot}}. \quad (8)$$

Tästä saadaan puolestaan etäisyys yhtälöä 2 käyttäen.

Klassinen Tullyn-Fisherin relaatio pätee vain, jos galaksin sisältämästä baryonisesta aineesta vain pieni osa on kaasua. Tällöin massan ja kirkkauden välinen suhde on vakio. [3] Pienimassaisten, kaasurikkaiden kääpiögalaksien Tullyn-Fisherin relaatiossa täytyy ottaa huomioon myös kaasun massa  $M_{kaasu}$  [13]. Sen arvo lisätään galaksin tähtimassaan  $M$ , jolloin saadaan koko galaksin kiekon massa  $M + M_{kaasu}$  [3]. Havainnot osoittavat, että kiertonopeus korreloi paremmin näin lasketun massan kanssa. Kalibroimalla kyseinen korrelaatio kohteiden kanssa, joiden etäisyydet tunnetaan esimerkiksi kefeidimittausten ansiosta, voidaan myös baryonista Tullyn-Fisherin relaatiota käyttää etäisyyksmittauksiin ja Hubblen vakion määrittämiseen. [13].

## 5 Punasiirtymät ja Hubblen vakio

Kun halutaan mitata etäisyyksiä hyvin kaukaisiin kohteisiin, edellä esitetyt etäisyyden mittaamenetelmät eivät enää toimi. Maailmankaikkeuden kartan luomiseksi täytyy käyttää kohteiden punasiirtymää niiden etäisyyksiä mitattaessa. [4]

Punasiirtymä  $z$  perustuu Dopplerin ilmiöön, jossa kohteesta lähteneen säteilyn taajuus pienenee ja aallonpituus kasvaa (punasiirtyy), kun kohde liikkuu kauemmas havaitsijasta. Galaksit eivät kuitenkaan oikeasti ole loittonevassa liikkeessä, eli

mitatut punasiirtymät eivät johdu galaksien omasta nopeudesta, vaan avaruuden laajenemisesta. Punasiirtymä saadaan selville tarkastelemalla saapuvan säteilyn havaitun aallonpituuden ja alkuperäisen, lepokoordinaatistossa olevan emittoitun säteilyn aallonpituuksien suhdetta [4]

$$z = \frac{\lambda_{\text{havaittu}} - \lambda_{\text{emittoitu}}}{\lambda_{\text{emittoitu}}}. \quad (9)$$

Tutkiessaan Andromedaa 1920-luvun alkupuolella, Edwin Hubble havaitsi siellä sijaitsevia kefeidejä ensimmäisenä. Niiden kirkkausvaihtelua seuratessaan ja vertaillessaan havaintoja Linnunradan tähtiin, Hubble päätteli, että Andromedan on oltava oma erillinen galaksinsa. Tämän seurauksena hän myös arveli, että Linnunradan lisäksi maailmankaikkeudessa on miljoonia muita galakseja. [14]

Henrietta Leavittin kattavat havainnot kefeideistä antoivat Hubblelle mahdollisuuden mitata etäisyyksiä galakseihin, sekä löytää yhteyden galaksien etäisyyksien ja niiden loittonemisnopeuden välillä [10]. Mitä kauempana galaksi sijaitsee meistä, sitä nopeammin se liikkuu yhä kauemmaksi meistä. Tämä havainto tukee teoriaa maailmankaikkeuden laajenemisesta. [2] Tätä galaksin etäisyyden  $D$  ja loittonemisnopeuden  $v$  välistä suhdetta kutsutaan Hubblen laiksi

$$v = H_0 D, \quad (10)$$

jossa  $H_0$  on Hubblen vakio. Nopeus  $v$  voidaan laskea punasiirtymän ja valonnopeuden tulosta. [3]

Hubblen vakio kertoo sen nopeuden, jolla maailmankaikkeus laajenee havaintoja vastaavalla ajanhetkellä. Sen yksikkö on  $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ , [2] ja sen avulla voidaan arvioida etäisyyksien lisäksi maailmankaikkeuden ikää sekä kehitystä [15]. Lyhyillä etäisyyksillä, kun punasiirtymä  $z \ll 1$ , Hubblen laki saa yksinkertaisen muodon:

$$z = \frac{H_0 D}{c}. \quad (11)$$

[3] Kohteen etäisyys  $D$  saadaan havaitun punasiirtymän avulla yhtälöstä 11 :

$$D = \frac{zc}{H_0}. \quad (12)$$

Jotta yhtälö 12 voidaan ratkaista, täytyy Hubblen vakion arvo tuntea. Se voidaan mitata monella eri tavalla, ja eri mittaussuunnitelmat eivät ole antaneet täysin yhteneväisiä tuloksia sen suuruudesta. Mittaustulosten eroavaisuudet voivat johtua menetelmien systemaattisista virheistä tai kosmologisen mallin puutteellisuudesta. [16] Hubble Key Projectin avulla saatiin Hubblen vakiolle arvoksi noin  $72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  [17]. Nykyiset ja tulevat maanpäälliset (esim. DES) sekä avaruusteleskoopien (esim. EUCLID) havainnot mahdollistavat Hubblen vakion entistä tarkemman kalibroinnin [2].

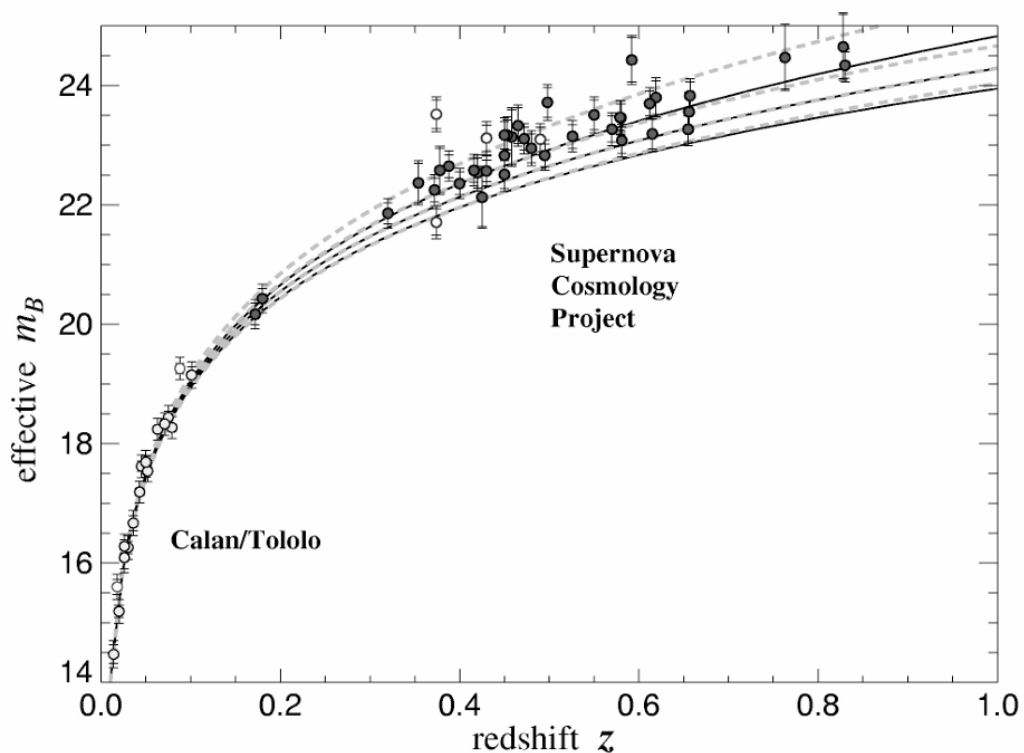
## 6 Supernovat

Etäisyyksien kasvaessa suorien etäisyysmittausmenetelmien käyttäminen vaikeutuu kohteiden himmenemisen takia. Supernovat edustavat maailmankaikkeuden kirkkaimpia kohteita [4] ja ne toimivat suurillakin etäisyyksillä standardikynttilöinä, eli niiden avulla etäisyyksiä voidaan mitata kefeidien tavoin [3].

### 6.1 Supernova 1987A

Poikkeuksellisesti supernovan 1987A avulla voitiin mitata tarkasti etäisyys sen emogalaksiin, Suureen Magellanin pilveen (LMC), puhtaalla geometrialla. Mittauksessa hyödynnettiin säteilyä, joka syntyy supernovan muodostaneen tähden tähtituulen kaasun täyttämän alueen ja supernovaräjähdyksen tuottamien korkeaenergistien fotonien vuorovaikutuksen tuloksena. [3]

Supernovan fotonit virittävät renkaan ajassa, joka riippuu renkaan säteestä. Maata lähempänä olevasta osasta lähtenyt säteily saapui havaitsijalle ensimmäisenä ja kauempana syntyneellä säteilyllä kesti kauemmin saapua havaitsijalle. Tästä aiheutunut saapuneen säteilyn viive-ero yhdistettiin tietoon renkaan kallistuskulmasta, joka selvitettiin tutkimalla renkaan näennäistä elliptisyyttä. Näin saatiin ratkais-



Kuva 4. Punasiirtymän vaikutus supernovien näennäiseen magnitudiin. Vaaka-akselilla on punasiirtymät ja pystyakselilla näennäinen kirkkaus. Kuvaaajan yläosassa näkyy Supernova Cosmology Projectin havaitsemia kaukaisia supernovia ja vasemmassa alanurkassa on Calan-Tololon supernovakartoituksessa löytyneitä pienen punasiirtymän supernovia. [4] Käyrät edustavat erilaisia kosmologisia malleja ja Hubble'n vakion arvoja. Punasiirtymälle  $z \approx 0.2$  asti eroa eri mallien välillä ei juuri ole.

tua renkaan halkaisija. Lasketun halkaisijan ja havaitun kulmakoon avulla saatiin selvitettyä supernovan, ja myös siis Suuren Magellanin pilven etäisyys. [3]

## 6.2 Tyypin Ia supernovat

Supernovat luokitellaan niiden spektrin perusteella kahteen luokkaan, I ja II. Tyypin I supernovilla ei ole vedyn viivoja niiden spektrissä, tyypin II supernovilla on. Tyypin I supernovat voidaan jakaa vielä tarkempiin luokkiin Ia, Ib ja Ic sen mukaan, millaiset niiden varhaisen räjähdysvaiheen spektrit ovat. [18]

Useimmat supernovatyypit syntyvät massiivisten, nuorten tähtien räjähdyksinä

ja niitä esiintyy vain kierteisgalaksien alueissa, joissa tähtiä syntyy aktiivisesti. Tyypin Ia supernovia voi esiintyä myös vanhemmissa tähtipopulaatioissa, eli niitä syntyy kaikentyyppisissä galakseissa. Tyypin Ia supernovat saavat yleisimmin alkunsa valkoisista kääpiöistä, jotka ovat muodostuneet elinkaarensa lopussa olevista pienimassaisista tähdistä. Valkoiset kääpiöt pysyvät vakaina elektronien degeneraatiopaineen avulla, kunnes niiden massa ylittää Chandrasekharin rajan, jolloin gravitaatio dominoi ja tähti romahtaa. [3]

Tyypin Ia supernovat toimivat hyvin standardikynttilöinä, sillä niiden kirkkaus on lähes sama, ja niitä esiintyy kaikissa galaksityypeissä [3]. Etäisyyden arvioinnissa Supernovien näennäinen magnitudi havaitaan ja standardisoidaan [19]. Kaukaisia supernovia etsitään vertaamalla tähtitaivaasta otettuja kuvia aiempiin kuviin. Vanha kuva vähennetään uudesta, jolloin supernovat näkyvät pistemäisinä kohteina kuvassa. Havaintoja alettiin tehdä runsaasti 1990-luvun puolivälissä kahden tutkimusryhmän johdosta. Ryhmät käyttivät eri laskutapoja useiden supernovien tutkimisessa, ja saivat samanlaisia tuloksia. [3]

Yhdysvaltalainen The Supernova Cosmology Project -hanke tutki kaukaisia supernovia. Heidän löytämien supernovien punasiirtymät ja näennäiset magnitudit on esitetty kuvassa 4. [4] Nykyään Tyypin Ia supernovien avulla, esimerkiksi Dark Energy Survey:lla (DES), voidaan mitata etäisyyksiä jopa 6–8 Gpc:n päässä oleviin galakseihin, eli punasiirtymän arvoon 1.5 asti [20].

### 6.3 Supernovat ja kosmiset parametrit

Yhtälön 11 avulla etäisyyksiä voidaan laskea tarkasti vain pienillä punasiirtymillä. Kaukaisten supernovien etäisyyttä laskiessa täytyy ottaa huomioon kosmologinen malli lisäämällä kosmisten parametrien vaikutus etäisyysmoduuliin [4]. Kosmisiin parametreihin kuuluvat aineen tiheysparametri  $\Omega_m$ , pimeän energian tiheysparametri  $\Omega_\Lambda$  sekä Hubble'n vakion skaalausparametri  $h = H_0/100 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ . Ny-

kyiset havainnot osoittavat niiden arvojen olevan [3]

$$\Omega_m \sim 0.3$$

$$\Omega_\Lambda \sim 0.7$$

$$h \sim 0.7.$$

Etäisyysmoduuli saadaan muotoon

$$m = M + 5 \log_{10} \left( \frac{D_L(\Omega_m, \Omega_\Lambda, H_0, z)}{1 \text{Mpc}} \right) + K(z) + A_G + 25, \quad (13)$$

jossa  $D_L$  on luminositeettietäisyys,  $H_0$  on Hubblen vakio,  $z$  on punasiirtymä,  $K(z)$  on K-korjaus ja  $A_G$  on galaktinen ekstinktio. K-korjaus liittyy alkuperäisen ja havaitun aallonpituuden eroon. Yhtälössä 13 esiintyy myös siis punasiirtymä, jonka vaikutus näennäiseen kirkkauteen näkyy kuvaajan muodossa kuvassa 4. [4] Luminositeettietäisyyden avulla voidaan laskea tähtitieteessä usein käytetty comoving (mukana liikkuva) etäisyys  $D_C = D_L/(1+z)$ .

Supernovien avulla saadaan siis selville kohteen etäisyyden lisäksi kosmologiset parametrit etsimällä kuvan 4 mukaisesta kuvaajasta kosmisen mallin sovitus, joka vastaa parhaiten supernovahavaintoja. The Supernova Cosmology Project -hankkeen takana oleva tutkimusryhmä pystyi osoittamaan supernovahavainnoiltaan, että maailmankaikkeuden laajeneminen kiihtyy, ja saivat tästä Nobel-palkinnon vuonna 2011 [21].

Kun kosmologiset parametrit ja Hubblen vakio tunnetaan, voidaan comoving etäisyys laskea yleisessä muodossa

$$D_c = \frac{c}{H_0} \int_0^{z'} \frac{dz'}{E(z')}, \quad (14)$$

jossa  $E(z) = \sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}$ . Tässä yhtälössä esiintyy aikaisemmin esiteltyjen kosmisten parametrien lisäksi avaruuden kaarevuutta kuvaava tiheysparametri  $\Omega_k$ . [22]

## 7 Yhteenveto

Maailmankaikkeuden kartoittamisen ansiosta voidaan ymmärtää paremmin sen rakennetta ja kehitystä. Maailmankaikkeuden kiihtyvän laajenemisen ymmärtäminen on puolestaan johtanut alkuräjähdysteorian sekä  $\Lambda$ CDM-mallin suosioon. [23]

Pimeän energian ymmärtämiseksi standardikynttilöihin ja -mittatikkuihin perustuvia etäisyysmittausmenetelmiä on erityisesti kehitettävä. Niiden avulla maailmankaikkeuden kiihtyvistä laajenemisesta saataisiin mahdollisimman tarkkaa tietoa. Jokaista mittausmenetelmää käyttäessä törmätään systemaattisiin virheisiin. Havaintovirheiden sekä analysoinnin aikana tapahtuvien virheiden minimointi auttaa muodostamaan todellisemman kuvan maailmankaikkeudesta. [23]

Tässä tutkielmassa esiteltiin muutamia perustapoja, joilla maailmankaikkeuden etäisyyksiä voidaan mitata. Mittausten toistaminen, systemaattisten virheiden minimointi ja eri mittausmenetelmien avulla saatujen tulosten vertailu auttaa saavuttamaan suurimman mahdollisen tarkkuuden maailmankaikkeuden kartoittamisessa.

Tulevaisuudessa maailmankaikkeuden etäisyysmittauksia voidaan tarkentaa useilla kehittyneemmillä menetelmillä ja teknologioilla. Suuren punasiirtymän kohteita voidaan tutkia esimerkiksi gravitaatiolinssien aikaviiveiden, baryonisten akustisten värähtelyjen (BAO) sekä neutraalin vedyn intensiteetikartoituksen avulla [24]. Tulevaisuudessa myös gravitaatioaaltojen avulla pyritään saamaan lisää tietoa maailmankaikkeuden laajenemisesta. Esimerkiksi LISA:n (Laser Interferometer Space Antenna) avulla tullaan havaitsemaan avaruudesta käsin gravitaatioaaltoja ensimmäistä kertaa. [25] Lisäksi maanpäällistä gravitaatioaaltojen havainnointia tullaan edistämään Einstein-Teleskoopin ja Cosmic Explorerin avulla [26].

## Viitteet

- [1] R. Shah, S. Saha, P. Mukherjee, U. Garain ja S. Pal, *The Astrophysical Journal Supplement Series* **273**, 27 (2024).
- [2] W. L. Freedman ja B. F. Madore, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **48**, 673 (2010).
- [3] P. Schneider, *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction* (Springer Berlin Heidelberg Berlin, Heidelberg, 2015).
- [4] V. J. Martinez ja E. Saar, *Statistics of the Galaxy Distribution* (Chapman and Hall/CRC, 2001), num Pages: 42.
- [5] European Space Agency (ESA), Last starlight for ground-breaking Gaia, 2025.
- [6] W.-C. ao , T. J. Henry, D. R. Gies ja N. C. Hambly, *The Astrophysical Journal Letters* **861**, L11 (2018).
- [7] P. P. Parenago, *Symposium - International Astronomical Union* **10**, 11 (1959).
- [8] G. Bono, V. F. Braga ja A. Pietrinferni, *The Astronomy and Astrophysics Review* **32**, 4 (2024).
- [9] E. G. Schmidt, *The Astrophysical Journal* **285**, 501 (1984).
- [10] W. L. Freedman ja B. F. Madore, *Proceedings of the International Astronomical Union* **18**, 1 (2022).
- [11] R. B. Tully ja J. R. Fisher, *Astronomy and Astrophysics* **54**, 661 (1977).
- [12] B. L. Ziegler, A. Böhm, K. J. Fricke, K. Jäger, H. Nicklas, R. Bender, N. Drory, A. Gabasch, R. P. Saglia, S. Seitz, J. Heidt, D. Mehlert, C. Möllenhoff, S. Noll ja E. Sutorius, *The Astrophysical Journal* **564**, L69 (2001).
- [13] J. Schombert, S. McGaugh ja F. Lelli, *The Astronomical Journal* **160**, 71 (2020).
- [14] NASA, Edwin Hubble - NASA Science, 2023, section: Hubble Space Telescope.
- [15] A. G. Riess ja L. Breuval, *Proceedings of the International Astronomical Union* **18**, 15 (2022).
- [16] L. Verde, N. Schöneberg ja H. Gil-Marín, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **62**, 287 (2024).
- [17] W. L. Freedman, B. F. Madore, B. K. Gibson, L. Ferrarese, D. D. Kelson, S. Sakai, J. R. Mould, J. Robert C. Kennicutt, H. C. Ford, J. A. Graham, J. P. Huchra, S. M. G. Hughes, G. D. Illingworth, L. M. Macri ja P. B. Stetson, *The Astrophysical Journal* **553**, 47 (2001).
- [18] K. Nomoto, K. Iwamoto ja N. Kishimoto, *Science* **276**, 1378 (1997).

- [19] W. D. Kenworthy, D. O. Jones, M. Dai, R. Kessler, D. Scolnic, D. Brout, M. R. Siebert, J. D. R. Pierel, K. G. Dettman, G. Dimitriadis, R. J. Foley, S. W. Jha, Y.-C. Pan, A. Riess, S. Rodney ja C. Rojas-Bravo, *The Astrophysical Journal* **923**, 265 (2021).
- [20] C. Sánchez, A. Alarcon, G. M. Bernstein, J. Sanchez, S. Pandey, M. Raveri, J. Prat, N. Weaverdyck, I. Sevilla-Noarbe, C. Chang, E. Baxter, Y. Omori, B. Jain, O. Alves, A. Amon, K. Bechtol, M. R. Becker, J. Blazek, A. Choi, A. Campos, A. C. Rosell, M. C. Kind, M. Crocce, D. Cross, J. DeRose, H. T. Diehl, S. Dodelson, A. Drlica-Wagner, K. Eckert, T. F. Eifler, J. Elvin-Poole, S. Everett, X. Fang, P. Fosalba, D. Gruen, R. A. Gruendl, I. Harrison, W. G. Hartley, H. Huang, E. M. Huff, N. Kuropatkin, N. MacCrann, J. McCullough, J. Myles, E. Krause, A. Porredon, M. Rodriguez-Monroy, E. S. Rykoff, L. F. Secco, E. Sheldon, M. A. Troxel, B. Yanny, B. Yin, Y. Zhang, J. Zuntz, T. M. C. Abbott, M. Aguena, S. Allam, F. Andrade-Oliveira, E. Bertin, S. Bocquet, D. Brooks, D. L. Burke, J. Carretero, F. J. Castander, R. Cawthon, C. Conselice, M. Costanzi, M. E. S. Pereira, S. Desai, P. Doel, C. Doux, I. Ferrero, B. Flaugher, J. Frieman, J. García-Bellido, G. Gutierrez, K. Herner, S. R. Hinton, D. L. Hollowood, K. Honscheid, D. J. James, K. Kuehn, J. L. Marshall, J. Mena-Fernández, F. Menanteau, R. Miquel, R. L. C. Ogando, A. Palmese, F. Paz-Chinchón, A. Pieres, A. A. P. Malagón, E. Sanchez, V. Scarpine, M. Schubnell, M. Smith, E. Suchyta, G. Tarle, D. Thomas ja C. To, *The Dark Energy Survey Year 3 high redshift sample: Selection, characterization and analysis of galaxy clustering*, 2022, arXiv:2211.16593 [astro-ph].
- [21] M. Banks, *Physics World* **24**, 6 (2011).
- [22] D. W. Hogg, *Distance measures in cosmology*, 2000, arXiv:astro-ph/9905116.
- [23] E. V. Linder, *Reports on Progress in Physics* **71**, 056901 (2008).
- [24] S. H. Suyu, T.-C. Chang, F. Courbin ja T. Okumura, *Space Science Reviews* **214**, 91 (2018).
- [25] European Space Agency (ESA), *LISA factsheet*, 2025.
- [26] E. Coccia ja on behalf of the Einstein Telescope Collaboration, *Proceedings of 38th International Cosmic Ray Conference — PoS(ICRC2023)* (SISSA Medialab, 2024), Vol. 444, p. 1591, conference Name: 38th International Cosmic Ray Conference.