

Galaksijoukot ja pimeä aine

LuK-tutkielma
Turun yliopisto
Tähtitiede
2025
Fil. yo. Tinka Särkiniemi
Tarkastaja:
Dos. Pekka Heinämäki

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

TURUN YLIOPISTO

Fysiikan laitos

Särkiniemi, Tinka Galaksijoukot ja pimeä aine

LuK-tutkielma, 21 s., 3 liites.

Tähtitiede

Maaliskuu 2025

Maailmankaikkeuden havaittavien rakenteiden synnyn uskotaan alkaneen kylmän pimeään aineen tiheysfluktuaatioista ja niistä syntyineistä pimeään aineen haloista. Pimeään aineen keskittymät vetivät puoleensa baryonista ainetta, mikä mahdollisti havaittavien rakenteiden synnyn myöhemmissä vaiheissa hierarkisen rakenteiden kasvun periaatteella.

Galaksijoukkojen ominaisuuksien tarkastelu osoittaa niiden sisältävän suurimmaksi osaksi pimeää ainetta – noin 85%. Loput galaksijoukon massasta on sille kuuluvissa galakseissa ja galaksien välisessä kaasussa. Galaksijoukkoja voidaan luokitella joidenkin niiden ominaisuuksien perusteella, ja joukoista on eri menetelmin ja kriteerein koottu myös katalogeja.

Myös galaksijoukon massan tai sen jakautumisen määrittämiseksi on olemassa useita, osittain toisistaan riippumattomia menetelmiä, jotka hyödyntävät joukkojen eri ominaisuuksia. Jokainen menetelmä indikoi kuitenkin samaa – galaksijoukon jäsen-galaksien sisältämän näkyvän aineen massa on vain osa sen kokonaismassasta.

Asiasanat: galaksijoukot, pimeä aine, virialisaatio, halot, galaksijoukkokatalogit, gravitaatiolinssit, Sunyaev-Zeldovich -efekti

Sisällys

Johdanto	1
1 Galaksijoukot ja -ryhmät	1
1.1 Hierarkinen rakenteiden kasvu	1
1.2 Galaksijoukkojen yleisiä ominaisuuksia	4
1.3 Morfologinen luokittelu ja katalogit	6
2 Galaksijoukon massan määrittäminen	10
2.1 Dynaaminen menetelmä	10
2.2 Röntgendata: hydrostaattinen menetelmä	11
2.3 Gravitaatiolinssit	13
2.4 Sunyaev–Zeldovich -efekti	17
3 Yhteenveto	19

Johdanto

Galaksijoukot ovat maailmankaikkeuden suurimpia gravitaation sitomia, virialisointuneita systeemejä [1, s. 568]. Ne edustavat rakenteiden kehityksen viimeisimpiä vaiheita, ja ovat kehittyneet hierarkisen rakenteiden kasvun tuloksena pienistä haloista ja myöhemmässä vaiheessa galaksien ja galaksijoukkojen sulautumisen tuloksena. Galaksijoukot ovat maailmankaikkeudessa harvinaisia; vain noin 10% galakseista kuuluu osaksi joukkoa. [2, s. 15]

Fritz Zwicky havaitsi 1930-luvulla Coman joukon galaksien punasiirtymistä saatujen nopeuksien ja niiden perusteella saadun joukon kokonaismassan olevan paljon suurempi, kuin näkyvän kaasun ja galaksien määrän perusteella voisi olettaa. Ainoa selitys Zwickyyn mukaan oli näkymätön – pimeä aine. Samoihin aikoihin myös Virgon joukon galaksien radiaalinopeuksista huomattiin galaksijoukon dynaamisen massan olevan arvioutua suurempi, mikä vahvisti Zwickyyn havaintoja [2, s. 85–86].

Nykyään tiedetään, että galaksijoukkojen kokonaismassat ovat huomattavasti niiden jäsengalaksien sisältämiä massoja suurempi, mikä tarkoittaa pimeän aineen muodostavan massan osuudesta yli 80%. Laajasti hyväksytty malli maailmankaikkeuden kehitykselle on Λ CDM -malli, jossa Λ viittaa kosmologiseen vakioon ja CDM kylmään pimeään aineeseen. Λ CDM -malli ennustaa, että suurin osa aineesta, noin 25%, on pimeää aineita ja vain $\sim 4\%$ näkyvää, baryonista ainetta. Loput noin 70% maailmankaikkeudesta on pimeää energiaa. [3, s. 5, 275]

1 Galaksijoukot ja -ryhmät

1.1 Hierarkinen rakenteiden kasvu

Maailmankaikkeuden havaittavien rakenteiden synnyn taustalla uskotaan olevan varhaisessa maailmankaikkeudessa syntyneet kylmän pimeän aineen (CDM) tiheysfluktuaatiot ja niistä myöhemmin syntyneet pimeän aineen halot. Halojen muodostumi-

sen taustalla on pimeän aineen partikkelien ominaisuus, jossa ne vuorovaikuttavat keskenään vain gravitaatiovuorovaikutuksen kautta. [2, s. 154–155] Gravitaatiovuorovaikutuksessa oleva systeemi pyrkii minkä tahansa muun fysikaalisen prosessin tavoin tasapainotilaan. Avaruudessa pimeän aineen partikkeleista koostuvat tiheyshäiriöt pyrkivät tasapainotilaan [1, s. 230], jossa gravitaatiopotentiaalienergia saa minimiarvonsa. Alue, jonka tiheys on ympäristöä suurempi, vetää puoleensa sitä ympäröiviä kappaleita, minkä vuoksi kehityksen aikana tiheyshäiriöt kasvavat ja materiaa virtaa niihin matalamman tiheyden alueilta [1, s. 11].

Ei-baryonisen materian tiheyshäiriöt alkoivat kasvaa jo säteilyn hallitsemalla aikakaudella säteilyn vaikuttaessa vaimentavasti baryonisen aineen kasvuun. Toisin sanoen baryonisen aineen keskittymät eivät säteilypaineen takia voineet kasvaa, vaan ne oskilloivat. Kun maailmankaikkeus laajeni ja jäähtyi riittävästi, vedyn muodostuminen mahdollistui, säteily pääsi pakenemaan ja, baryonisen aineen oskillaatio loppui. Maailmankaikkeus siirtyi aineen aikakauteen. Pimeän aineen keskittymät, eli halot alkoivat vetämään puoleensa baryonista ainetta, mikä myöhemmin mahdollisti ensimmäisten tähtien muodostumisen. [2, s.153–155] Protogalaksien muodostumisen ehtona on niin sanottu Jeansin massa (engl. *the Jeans mass*). Ehto määrittää kriittisen rajan halon massalle, jonka jälkeen gravitaatiovoimat hallitsevat kaasun paineesta aiheutuvia voimia. Toisin sanoen kriittisellä rajalla gravitaatiokentän sidosenergian tulee ylittää termien energia, jolloin ehdoksi Jeansin massalle saadaan

$$M > M_J = \frac{\pi^{5/2}}{6} \left(\frac{c_s^2}{G} \right)^{3/2} \frac{1}{\sqrt{\rho}}, \quad (1)$$

jossa c_s on lämpötilassa T_g olevien kaasuhiukkasten äänen nopeus kyseisessä kaasussa. [3, s. 529–530] Ensimmäisten tähtien muodostuminen mahdollistui yhdessä kaasun jäähtymisprosessin kanssa. Ajan kuluessa gravitaatiovuorovaikutus halojen välillä johtaa hierarkiseen rakenteiden kasvuun (kuva 1), jonka tuloksena pienemmät halot yhdistyvät suuremmiksi. Tämän kehityksen tuloksena suurimpiin haloihin päätyneet galaksit ja tähdet havaitaan galaksijoukkoina (Vaihe 4). [1, s. 107]

Galaksijoukkojen uskotaan olevan pääsääntöisesti virialisoituneita systeemejä [3, s. 358]. Virialisaatio on gravitaation ajama prosessi, ja tasapainotila saavutetaan, kun systeemi saavuttaa viriaalitasapainon

$$2K + W = 0, \quad (2)$$

jossa K on systeemin kineettinen energia ja W potentiaalienergia [1, s. 235]. Pyörimättömälle, pallomaiselle pimeän aineen halolle virialisaatioteoreema voidaan kokonaisenergian E avulla ilmaista muodossa

$$E = K + W \quad (3)$$

$$2E = W \quad (4)$$

ja totaalinen kineettinen energia on

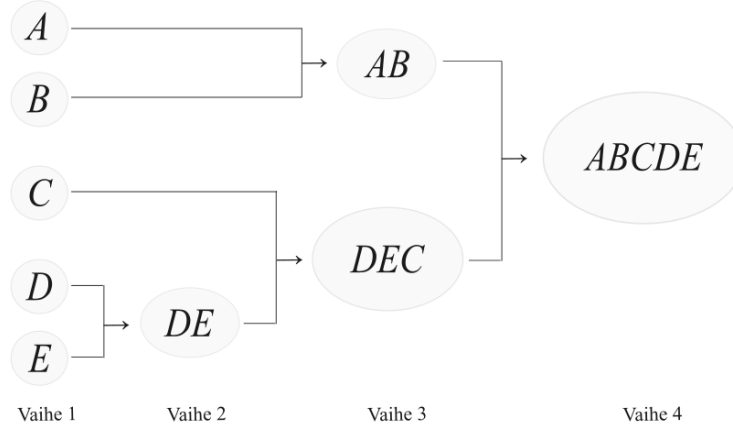
$$K = -\frac{1}{2}W \quad (5)$$

[1, s. 235] [3, s. 13].

Pimeän aineen halon virialisoitumista voidaan tarkastella analyttisesti pallomaisen romahduksen (engl. *spherical collapse*) mallin avulla [3, s. 359]. Koska pimeän aineen halo on törmäyksetön, virialisaation aikana potentiaalienergiaa muuttuu sen sisällä vain kineettiseksi energiaksi jolloin romahtamisen tapahduttua virialisaatioteoreema (4) ennustaa systeemin virialisoituneelle säteelle (Einstein–de Sitter -malli, $\Omega_m = 1, \Lambda = 0$)

$$r_{\text{vir}} = \frac{r_{\text{max}}}{2}, \quad (6)$$

jossa r_{max} on systeemin säde alussa. Lisäksi mallista voidaan ennustaa tulos, jonka mukaan romahtamisen jälkeen halon (säteen r_{vir}) sisällä keskitiheys $\langle \rho \rangle$ on noin 200 kertaa maailmankaikkeuden kriittinen tiheys virialisoitumishetkellä. Tästä syystä viriaasädettä r_{vir} merkitään myös r_{200} , vaikka on todettava, että Λ CDM -mallissa $\langle \rho \rangle$ saakin tätä pienemmän arvon. [1, s. 235–236], [3, s. 365]



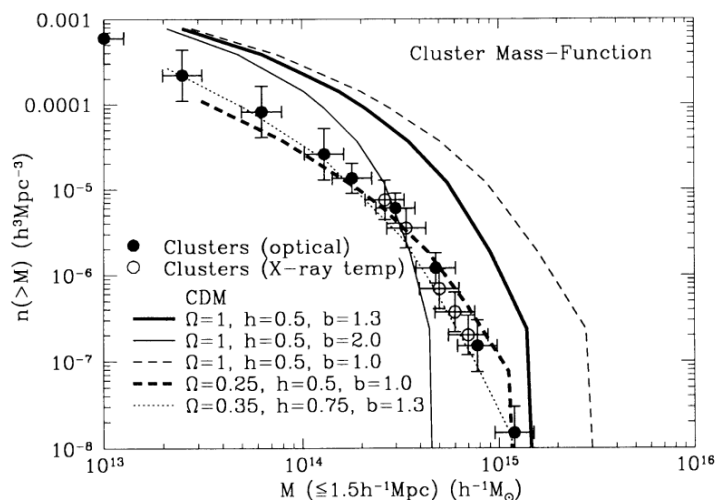
Kuva 1. Esimerkki hierarkisen rakenteiden kasvun skenaariosta alkiolle A, B, C, D ja E.

Kun pimeään aineen halolle kineettinen energia on enintään puolet potentiaalienergiasta (4), virialisoitumisen katsotaan tapahtuneen. Hierarkisen rakenteiden kasvun periaate on esitetty yksinkertaistettuna kuvassa 1, jossa rakenteiden muodostuminen tapahtuu pienempien pimeään aineen halojen klusteroitumisen tuloksena [2, s. 107].

1.2 Galaksijoukkojen yleisiä ominaisuuksia

Galaksijoukkojen tarkempi tutkimus edellyttää galaksijoukkojen ja -ryhmien yleisten ominaisuuksien sekä tärkeimpien havaintojen erittelyä.

Erot galaksipopulaatioiden määritelmien välillä ovat osittain liukuvia, mutta sekä massan että rikkauten avulla voimme jakaa galaksijoukot ja -ryhmät karkeasti kahteen eri ryhmään. Galaksiryhmät ovat galaksijoukkoja pienempi populaatio ja niille halkaisijaltaan $D \lesssim 1,5h^{-1}$ Mpc olevan pallonmuotoisen tilavuuden sisälle kuuluu $N \lesssim 50$ jäsentä. Galaksijoukoille samanmuotoisen, halkaisijaltaan $D \gtrsim 1,5h^{-1}$ Mpc tilavuuden sisään kuuluu $N \gtrsim 50$ jäsentä. Galaksijoukot ovat suurempia myös massaltaan, jolle tyypillinen arvo $M \gtrsim 3 \cdot 10^{14} M_{\odot}$, kun galaksiryhmille sama arvo on $M \sim 3 \cdot 10^{13} M_{\odot}$. [3, s. 273] Toinen Abell-katalogin kriteeriin liittyvä



Kuva 2. Galaksijoukkojen kumulatiivinen massafunktio määritettynä optisten ja röntgenhavaintojen perusteella sekä simulaatioiden avulla eri CDM-malleilla. [5]

jakotapa on esitetty edempänä.

Galaksijoukkojen avaruustiheyttä voidaan havainnollistaa massafunktiolla. Kuvassa 2 kumulatiivinen massafunktio on esitetty erikseen sekä optisella että röntgendatalla ja tulokset ovat hyvin lähellä toisiaan. Kuvan massafunktio voidaan analyyttisesti esittää muodossa

$$n(> M) = 4 \cdot 10^{-5} (M/M^*)^{-1} \exp(-M/M^*) h^3 \text{ Mpc}^{-3}, \quad (7)$$

jossa M^* on $(1,8 \pm 0,3) \cdot 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ ja M on galaksijoukon massa $1,5 h^{-1}$ Mpc:in säteellä keskustasta. [4] Sitä on myös verrattu eri CDM-malleilla toteutettuihin simulaatioihin, jossa matalamman tiheyden mallit näyttäisivät sopivan paremmin yhteen havaitun massafunktion kanssa [5]. Sekä simulaatioiden että havaintojen avulla määritetty massafunktio osoittaa, että rikkaimmat ja massiivisemmat joukot ovat avaruudessa harvinaisempia, koska ne ovat muodostuneet ajan kuluessa hierarkisen kasvun seurauksena pienemmistä haloista. Pienemmät galaksiryhmät ovat vastavasti peräisin huomattavasti yleisimmistä ja pienemmistä tiheyshäiriöistä. [4]

Yleisesti assosiaatioiden massa-luminositeetti suhteen M/L havaitaan kasvavan massan kasvaessa, eli suurempien objektien massasta suhteellisesti suurempi osuus

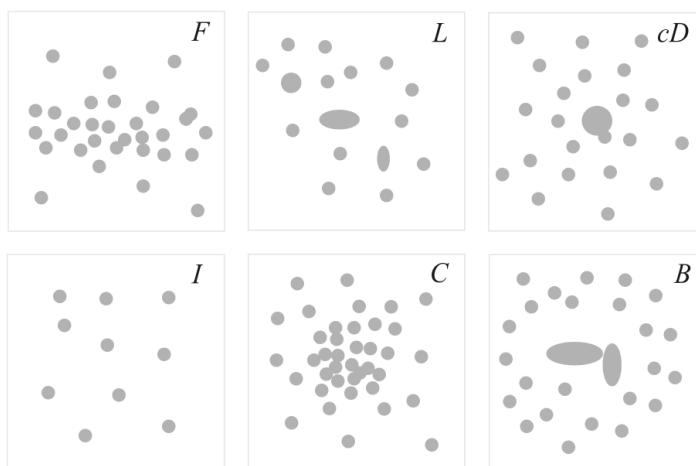
on näkymätöntä. Galaksijoukoille M/L on odotetusti muita galaksisysteemejä suurempi, mikä indikoi niiden sisältävän suurimmaksi osin pimeää ainetta. Galaksijoukoille arvo voi yltää $M/L \sim 250 M_{\odot}/L_{\odot}$ rajalle saakka, kun tyypillinen arvo galaksille on $\sim 3\text{--}10 M_{\odot}/L_{\odot}$. [3, s. 413]

Galaksijoukkojen baryoninen aine koostuu pääosin galaksien kuumasta kaasusta ja tähdistä sekä galaksienvälisestä kaasusta, niin sanotusta ICM:stä (engl. *intracluster medium*), joka havaitaan esimerkiksi galaksien välisenä valona (engl. *intracluster light*). Rikkailla galaksijoukoilla baryonisesta aineesta kuumen kaasun osuus massasta on tähtien osuutta huomattavasti suurempi. [6] Esimerkiksi Coman galaksijoukon massasta 2% on galakseissa ja 13% galaksien välisessä kaasussa, kun loput 85% massasta koostuu pimeästä aineesta [7].

Teorian mukaan korkeamman punasiirtymän pimeän aineen haloille virialisoitumishetken maailmankaikkeuden kriittinen tiheys on suurempi, jolloin myös säteen r_{200} sisällä halojen keskitiheys oli suurempi. Havainnot osoittavat että galaksijoukkojen keskitiheys N/V kasvaa suuremmilla punasiirtymillä, missä V on galaksijoukon tilavuus säteen r_{200} sisällä. [8]

1.3 Morfologinen luokittelu ja katalogit

Galaksijoukkoja voidaan luokitella myös galaksien sijoittumisen, eli morfologisen rakenteen perusteella. Galaksijoukon morfologia voi myös antaa viitteitä sen tilasta hierarkisen rakenteiden kasvun suhteen [3, s. 282]. Tässä esitetty on yksi mahdollinen luokittelutapa [9]. Epäsäännölliset joukot ovat avoimia, eli niillä sulautumisprosessi toisen joukon kanssa on kesken. Epäsäännöllisten joukkojen tiheys on vähemmän keskittyneenä galaksijoukon keskelle ja ne ovat usein kokonaisuudessaan vähemmän rikkaita. Vastaavasti säännölliset galaksijoukot ovat saavuttaneet dynaamisen tasapainon. Niillä tiheys on korkeinta galaksijoukon keskellä, jossa on usein hallitsevana suuri cD-galaksi. [3, s. 282]



Kuva 3. Galaksijoukkojen morfologinen luokittelu [9]. Järjestys epäsäännöllisemmistä säännöllisempiin oikealta vasemalle.

Morfologinen luokittelu on esitetty kuvassa 3, jossa vasemmalla ovat epäsäännölliset ja oikealla säännölliset galaksijoukot. Tällä luokittelulla I-joukkojen jakautuma on hyvin epäsäännöllinen. F-joukkojen tihein alue on jakautunut litteästi ja C-joukoilla se on keskittynyt joukon keskelle. L-joukoilla hallitsevia galakseja on useita ja ne ovat sijoittuneet lähes lineaarisesti. B-joukoilla on keskelle sijoittuneina kirkkaat galaksit ja cD-joukoilla keskellä on cD-galaksi. [9]

Epäsäännöllisten galaksijoukkojen on havaittu sisältävän säännöllisiä galakseja suuremman osuuden varhaisia galakseja. Säännöllisillä joukoilla osuus vastaa varhaisten galaksien yleistä osuutta galakseista maailmankaikkeudessa. Huomionarvoista on myös, että muutos rakenteissa on jatkuvaa ja ero epäsäännöllisten ja säännöllisten välillä on osittain ajasta riippuva. Galaksijoukon ”tila” voi olla myös säännöllisen ja epäsäännöllisen välissä. [3, s. 282]

Vuonna 1958 George Abell julkaisi ensimmäisen galaksijoukkokatalogin. Katalogi oli määritetty optisesti taivaan korkean tiheyden alueille ja havainnoista oli jätetty huomiotta alue galaksimme kiekon suunnassa. Galaksijoukkojen tunnistamiseen käytetty kriteeri liittyy määritetyssä kulmassa havaittuun galaksitiheyteen. Tämä Abellin kriteeri täyttyy kun $\sim 1,5$ Mpc:in säteen sisälle kuuluu ≥ 50 galaksia. Tämä

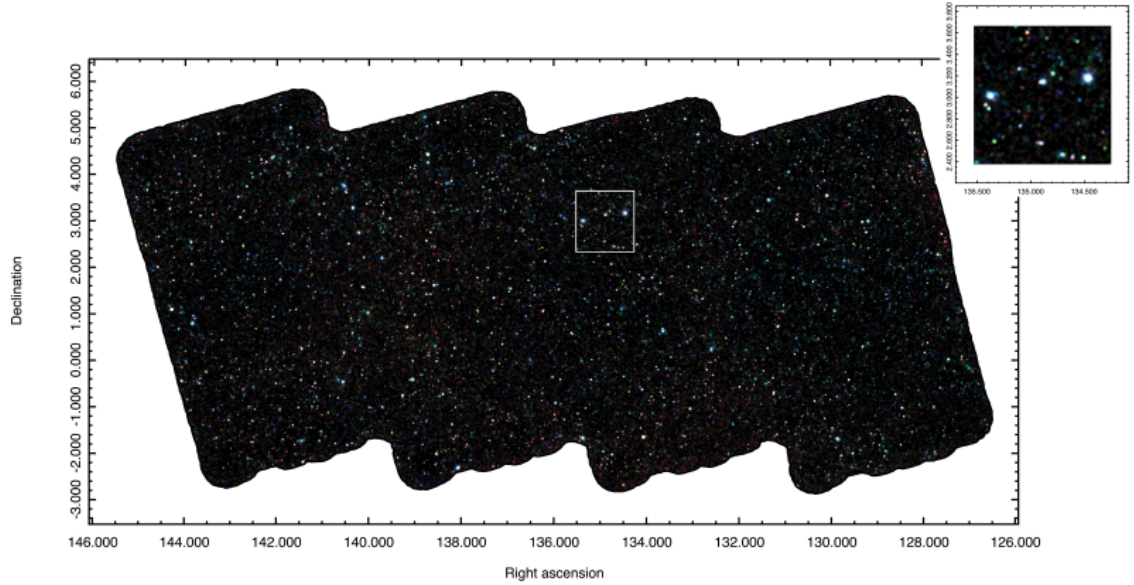
Abellin säde vastaa kulmaläpimittaa

$$\theta_A = \frac{1'.7}{z}, \quad (8)$$

jossa z on arvioitu punasiirtymä. Lisäksi kriteeriin laskettujen galaksien magnitudien tulee sijoittua välille $m_3 \leq m \leq m_3 + 2$. Tässä m_3 on joukon kolmanneksi kirkkaimman galaksin näennäinen magnitudi. Näin vain kirkkaimmat ja todennäköisimmin kyseessä olevaan galaksijoukkoon kuuluvat galaksit otetaan mukaan. Kriteerin täyttävät Abellin joukot sijoittuvat punasiirtymävälille $0,02 \leq z \leq 0,2$. Alkuperäiseen Abellin katalogiin kuuluu 1682 galaksijoukkoa ja se sisältää maininnan 1030 joukosta, jotka eivät täysin täytä edellä kuvattua kriteeriä. [3, s. 279–280]

Uudemmissa optisissa katalogeissa käytetään erilaisia algoritmeja, jotka tunnistavat galaksijoukon sen täyttäessä galaksitiheydelle määritetyn kriteerin. Modernit katalogit perustuvat usein galaksien spektroskooppisiin havaintoihin, jolloin myös galaksien etäisyys näkösaateen suunnassa galaksijoukossa saadaan mitattua. Abellin alkuperäinen arviointi perustui visuaaliseen arvioitiin, jonka seurauksena joukkoon voi valikoitua siihen kuulumattomia galakseja. [3, s. 280, 283]

Aikaisemmin syntyneet galaksit sisältävät suhteellisesti vanhempia tähtipopulaatioita kun taas myöhemmin syntyneissä galakseissa tähtien muodostumisprosessit ovat osittain kesken. Tämän perusteella galaksijoukot voidaan luokitella sarjoihin, joista punainen sisältää pääasiassa vanhoja ja sininen nuoria galakseja. [1, s. 64] Uusia galaksijoukkokatalogeja edustava optinen maxBCG-katalogi perustuu algoritmiin, joka huomioi samanväristen galaksien korkeita tiheyksiä, jolloin galaksijoukon jäsenet kuuluvat samalle punasiirtymävälille. Lisäksi algoritmi etsii joukkoja, joiden tiheys pienenee säteittäin karkeasti $1/\theta$ joukon keskustasta ja kirkkain galaksi sijoutuu tiheysjakauman keskelle. Kriteerin täyttää 13823 galaksijoukkoa SDSS:n (engl. *Sloan Digital Sky Survey*) kattamalta alueelta ja se on yksi suurimmista saatavilla olevista katalogeista. [3, s. 285–286] Uudempi redMaPPer -algoritmi etsii punaisen sarjan galakseja ja sen avulla on SDSS:n kattamalta $\sim 10000 \text{ deg}^2$:n alueelta koottu



Kuva 4. Röntgenhavainnoin (eRosita) tehty eFEDS-kenttä RGB-värimallissa, jossa 0,2–0,5 keV (R), 0,5–1 keV (G) ja 1–2 keV (B). [11]

noin 25000 galaksijoukon katalogi. SDSS DR8 redMaPPer -katalogin joukot sijoituvat punasiirtymävälille $0,08 \leq z \leq 0,55$. [10]

Linnunradan ulkopuolisista röntgenlähteistä noin 15% on galaksijoukkoja ja suurin osa, $\sim 85\%$ on aktiivisia galaksiytimiä [3, s. 293]. Ensimmäinen röntgenhavaintoihin perustuva kattava katalogi tehtiin UHURU (SAS A) -satelliitin vuosina 1970–1973 mittaamien säteilylähteiden perusteella. Näistä viimeinen on neljäksessä olevien tulosten perusteella koottu katalogi (4U), joka listaa 339 röntgensäteilylähdettä. Näihin kuuluu galaksijoukkojen lisäksi myös muita rakenteita. [12] Tätä huomattavasti uudempi ja kattavampi katalogi perustuu SPG:n (engl. *Spectrum-Roentgen-Gamma observatory*) eRosita -röntgenteleskoopin vuonna 2021 julkaistuihin mittauksiin. Teleskoopilla skannattiin laaja alue (140 neliöastetta), joka muodostaa niin sanotun eFEDS-kentän (engl. *Equatorial Depth Survey field*). RGB-värimallissa esitetty eFEDS-kenttä on esitetty kuvassa 4, jossa lähikuvassa näkyy myös muutamia vuosia sitten löydetty uusi usean galaksijoukon muodostama superjoukko. Kuvan värit ilmaisevat eri energia-alueita. Tutkimus on kattavin

matalamman energia-alueen röntgentutkimus ja katalogiin kuuluu 27910 röntgensäteilylähdettä. [11]

2 Galaksijoukon massan määrittäminen

2.1 Dynaaminen menetelmä

Galaksijoukon massa on mahdollista määrittää usealla eri menetelmällä, jotka hyödyntävät edellä esitettyjä galaksijoukon sisäisiä ominaisuuksia. Dynaaminen menetelmä liittyy joukon massan tai sen massaprofilin määrittämiseen sen jäsengalaksien havaituista nopeuksista. Menetelmän hyödyntämiseksi galaksijoukon oletetaan olevan virialisoitunut systeemi, eli toisin sanoen sen noudattavan yhtälöä (2). Yhtälön kineettinen energia ja potentiaalienergia voidaan esittää muodoissa

$$K = \frac{M}{2} \langle v^2 \rangle \quad (9)$$

$$W = -\frac{GM^2}{r_G}, \quad (10)$$

jossa M kuvaa jäsengalaksien yhteenlaskettua massaa, ja jossa

$$\langle v^2 \rangle := \frac{1}{M} \sum_i m_i v_i^2. \quad (11)$$

Lisäksi yhtälössä esiintyvä r_G on niin sanottu gravitaatiösäde (engl. *gravitational radius*)

$$r_G := 2M \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{r_{ij}} \right)^{-1}, \quad (12)$$

jossa m_i on yksittäisen galaksin massa ja r_{ij} galaksien välinen etäisyys. Vaikka galaksijoukon massan ei voi olettaa muodostuvan vain sen jäsengalaksien massasta, voidaan kuitenkin olettaa kokonaismassan jakaantuvan galaksien tavoin. Tällöin yksittäisen galaksin massa ei kuvaa yhtälössä sen todellista massaa, vaan sen "edustamaa" massaa. Virialisaatioteoreeman (2) mukaan arvioksi galaksijoukon dynami-

selle massalle saadaan lopulta

$$M = \frac{r_G \langle v^2 \rangle}{G}. \quad (13)$$

[3, s. 289]

Kun edellä kuvatulla tavalla saadaan selville galaksijoukon kokonaismassa M ja tiedetään jäsengalaksien määrä N , voidaan laskea yksittäistä galaksia kuvaava massa $m = M/N$. Massalle saadaan hyvin korkea arvo, noin $m \sim 10^{13} M_\odot$. Vastaavasti kokonaismassasta ja kokonaisluminositeetista L_{tot} laskettu massa-luminositeetti suhde M/L_{tot} ylittää tyypillisen varhaisen galaksin M/L -suhteen vähintään kymmenkertaista. Tämä tarkoittaa dynaamisen massan paljastavan näkymättömän pimeän aineen osuuden galaksijoukon massasta. [3, s. 289–290]

2.2 Röntgendata: hydrostaattinen menetelmä

Röntgendata perustuu galaksijoukoille kuuluvan kuumen kaasun (ICM) kykyyn emittoida röntgensäteilyä. Massa ja sen jakauma galaksijoukossa voidaan määrittää, jos joukon sisäisen kaasun tiheys ja lämpötila tiedetään. ICM:n oletetaan olevan hydrodynaamisessa tasapainossa, jolloin partikkelien tiedetään liikkuvan galaksijoukon gravitaatiokentässä nopeudella, joka riippuu joukon massasta. [2, s. 100] Hydrostaattisen tasapaino tarkoittaa, että kaasulle pätee paineen ja gravitaatiovoiman tasapaino

$$\nabla P = -\rho_g \nabla \Phi, \quad (14)$$

jossa Φ kuvaa gravitaatiopotentiaalia, P painetta ja ρ_g kaasun tiheyttä. Jos oletetaan galaksijoukon olevan pallosymmetrinen, tämä voidaan kirjoittaa myös muodossa

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{dP}{dr} = -\frac{d\Phi}{dr} = -\frac{GM(r)}{r^2}, \quad (15)$$

jossa $M(r)$ on massa säteen r sisällä. Kyseessä ei ole pelkästään kaasun massa, sillä gravitaatiopotentiaalin Φ määrittää kokonaismassa, joka sisältää myös pimeän

aineen osuuden. Lisäksi paineelle ja tiheydelle

$$P = nk_{\text{B}}T \quad (16)$$

$$\rho_{\text{g}} = n\mu m_{\text{p}}, \quad (17)$$

jossa n on kaasun partikkelien lukumäärätiheys, m_{p} protonin massa ja μ on kaasupartikkelien massojen keskiarvo protonien massayksiköissä (ionisoituneelle vedylle $\mu = 1/2$). Galaksijoukon massalle saadaan

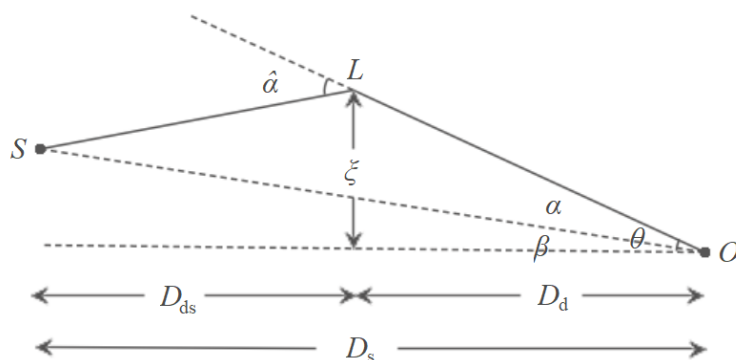
$$M(r) = -\frac{k_{\text{B}}Tr^2}{G\mu m_{\text{p}}} \left(\frac{d \ln \rho_{\text{g}}}{dr} + \frac{d \ln T}{dr} \right). \quad (18)$$

[3, s. 297]

Etuna dynaamiseen menetelmään on käytettävän datan tarkkuus. Kaasu on törmäyksellinen fluidi ja nopeudet ovat jakautuneet siinä isotrooppisesti. Dynaaminen menetelmä huomioi kaasun partikkelien sijaan yksittäiset galaksit, joille oletus isotrooppisuudesta ei välttämättä päde. Jäsenagalaksien nopeuksien mahdolliset epäyhtenäisyydet eri suunnissa aiheuttavat massaan virhettä. Lisäksi kokonaismassan sijaan hydrostaattinen menetelmä antaa galaksijoukon massan (17) sen säteen funktiona.

[2, s. 100]

Ensimmäisten röntgensatelliittien Eistein X-ray ja UHURU keräämän datan avulla pystyttiin arvioimaan useamman galaksijoukon massat. Tulokset vastasivat dynaamista menetelmää – toisin sanoen galaksijoukko sisältää huomattavan määrän pimeää ainetta. Galaksijoukkojen sisältämän kuumen kaasun massan arvioitiin olevan vain noin 10% kokonaismassasta ja jäsenagalaksien sisältämän näkyvän aineen massan huomattiin olevan vain osa galaksijoukon röntgensäteilyä emittoivan kaasun massasta. [2, s. 100] Nykyään arvioidaan, että vain 3% galaksijoukon kokonaismassasta on galaksien tähdissä, noin 15% galaksijoukon sisäisessä kaasussa (ICM) ja noin 80% on pimeää ainetta [3, s. 300].



Kuva 5. Gravitaatiolinssin geometria, jossa ξ kuvaa linssin etäisyyttä sen tason keskipisteestä ja θ kulmaa, jossa se havaitaan. α ja $\hat{\alpha}$ kuvaavat poikkeamiskulmia ja β linssin reunan ja lähteen välistä kulmaa. S on linssin takana sijaitseva valon lähde, O havaitsija, L linssi, D_{ds} valon lähteen etäisyys linssistä, D_d linssin etäisyys havaitsijasta ja D_s lähteen etäisyys havaitsijasta.

2.3 Gravitaatiolinssit

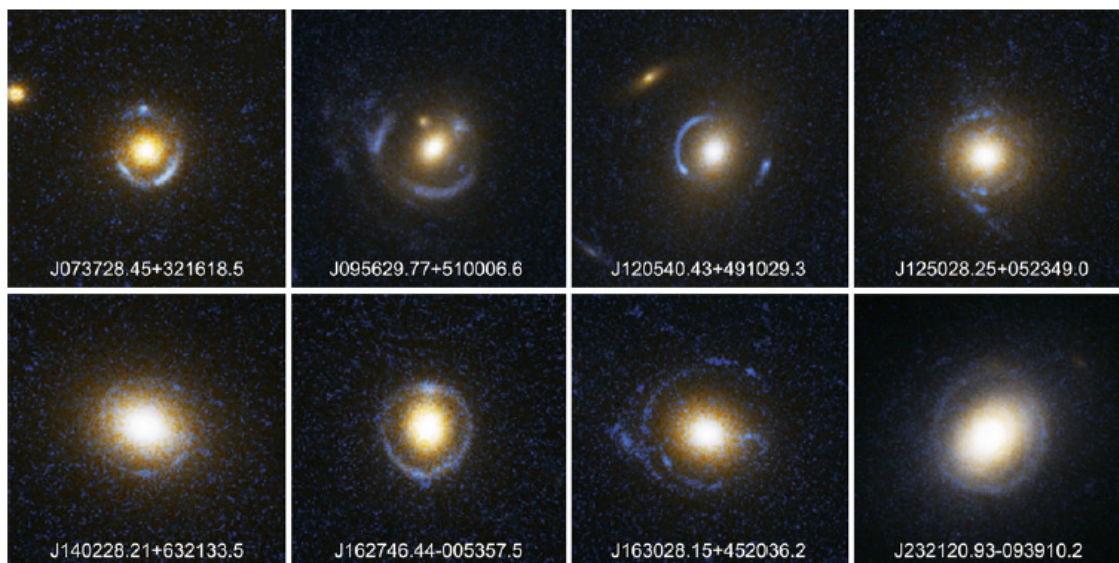
Gravitaatiolinssiksi kutsutussa ilmiössä galaksijoukkojen suuren massan aiheuttama gravitaatiokenttä taivuttaa sen takaa saapuvaa valoa [2, s. 101]. Ilmiön aiheuttavan valon lähde voi olla esimerkiksi kaukana joukon takana sijaitseva galaksi, kvasaari tai tähti. Gravitaatiolinssit ovat kolmas, täysin toisista massan määrittämisen menetelmistä riippumaton tapa galaksijoukon massan määrittämiseksi [3, s. 322].

Vahvassa gravitaatiolinssissä (engl. *strong lensing*) taustakohteen valon taipuminen aiheuttaa helposti havaittavia vääristymiä, kuten kohteen ympärille syntyviä niin sanottuja Einsteinin renkaita, kaaria tai kuvan monistumia [2, s. 101]. Pistemäisen linssin tapauksessa ns. Einsteinin säde saadaan yhtälöstä

$$\theta_E = \sqrt{\frac{4GM}{c^2} \frac{D_{ds}}{D_s D_d}}, \quad (19)$$

jossa M on pistemassa ja c valon nopeus. Lisäksi D_{ds} on valon lähteen etäisyys gravitaatiolinssin tasosta, D_d linssin etäisyys havaitsijasta (meistä) ja D_s lähteen etäisyys havaitsijasta [3, s. 79]. Yhtälön geometria on esitetty kuvassa 5.

Heikossa gravitaatiolinssissä (engl. *weak lensing*) vääristymät ovat pienempiä ja usein havaittavissa vain kohteen muodon vääristymästä tai useiden kohteiden avulla.



Kuva 6. SLACS-tutkimuksen (engl. *Sloan Lens ACS*) vahva gravitaatiolinssi-systeemejä. Kohteen aiheuttama gravitaatiopotentiaali voidaan approksimoida SIS-mallilla ja kuvaamalla vääristymää kokonaisuena Einsteinin renkaana θ_E . [3, s. 168]

Mikrolinssauksessa (engl. *microlensing*) minkäänlaista vääristymää ei havaita, vaan ilmiö tunnistetaan takana sijaitsevasta kohteesta saapuvan valon määrän muutoksissa. [2, s. 101]

Rikkaissa galaksijoukoissa havaitaan vahvan gravitaatiolinssin aiheuttamia taustakohteen valon vääristymiä, joiden avulla joukon massa voidaan määrittää [2, s. 101]. Galaksijoukko ei ole pistemäinen massakeskittymä, mutta sitä voidaan approksimoida akselisymmetrisellä ja isotermisellä mallilla – niin satonulla SIS-mallilla (engl. *singular isothermal sphere*). Vääristymän voimakkuutta kuvaava säde Einsteinin renkaalle θ_E (kuva 6), jonka määrittää yhtälö

$$\theta_E = 28''{,}8 \left(\frac{\sigma_v}{1000 \text{ km/s}} \right)^2 \left(\frac{D_{ds}}{D_d} \right), \quad (20)$$

jossa σ_v on jäsenagalaksien yksiulotteinen nopeusdispersio linssin, eli galaksijoukon massan aiheuttamassa potentiaalikentässä. Yksinkertaisimmassa tapauksessa arvio Einsteinin säteen sisällä olevalle projektoidulle massalle saadaan olettamalla, että Einsteinin säde on sama kuin kaaren kulmaetäisyys joukon keskeltä. Tällöin $\beta = 0$,



Kuva 7. Galaksijoukko A 2218 ($z_d = 0,39$) ja gravitaatiolinssiefektin kuvaan aiheuttamat kaaret [3, s. 320].

eli toisin sanoen kohde on suoraan linssin takana ja massalle saadaan

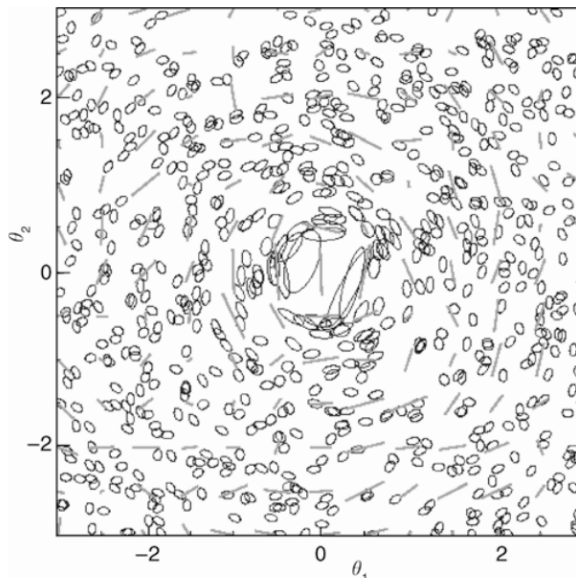
$$M(\theta_E) = \pi (D_d \theta_E)^2 \Sigma_{\text{cr}}. \quad (21)$$

Yhtälössä esiintyvä Σ_{cr} on kriittinen pintamassatiheys, joka on sama kuin pintaalamassa säteen θ_E sisällä

$$\Sigma_{\text{cr}} = \frac{c^2 D_s}{4\pi G D_d D_{\text{ds}}}. \quad (22)$$

Tämä massa-arvio ei ole yleisesti kovin tarkka. Kuitenkin, jos galaksijoukosta aiheutuvia kaaria löydetään kuvasta useita, tai useampi kuva gravitaatiolinssistä on saatavilla, voidaan joukon massa mallintaa menetelmällä huomattavasti tarkemmin. [3, s. 79, 161, 163, 318] Gravitaatiolinssimenetelmän etuna on, ettei oletusta tasapainotilasta tarvita, eikä oletus pallosymmetriastakaan ole välttämätön. Kuvassa 7 näkyy galaksijoukko A 2218 ja sen kaarisysteemi, joka on yksi näyttävimmistä. Joukko sijaitsee meistä etäisyydellä $z_d = 0,39$. [3, s. 320, 327]

Heikon gravitaatiolinssiefektin avulla voidaan määrittää pimeän aineen jakautuminen galaksijoukoissa sekä laajemmissa alueissa kuten superjoukoissa [2, s. 101].



Kuva 8. Heikko gravitaatiolinssi-ilmiö esitettynä simulaatiolla. Vääristymistä voidaan muodostaa paikalliset arviot gravitaatiokentästä, josta voidaan rekonstruoida galaksijoukon massan jakauma. [3, s. 323].

Kyseessä on statistinen menetelmä, jossa linssinä toimivan massakeskittymän vaikutuksesta useat linssin takana olevien galaksien kuvat vääristyvät ja muodostavat kaaria keskimäärin kohtisuorassa pimeän aineen massakeskittymää kuten galaksijoukon keskustaa kohden. Paikallisten vääristymien keskiarvosta voidaan arvioida paikallinen gravitaatiokenttä, joista puolestaan voidaan arvioida massan jakauma joukon sisällä. Simuloitu heikko gravitaatiolinssiefekti on esitetty kuvassa 8. [3, s. 323]

Gravitaatiolinssien avulla määritetyt massat galaksijoukoille vahvistavat virialisaatioteoreeman ja röntgendatan avulla määritettyjä tuloksia [2, s. 101]. Galaksijoukkojen massa ylittää merkittävästi galaksijoukolle kuuluvan kuumen kaasun ja tähtien näkyvän aineen massan [3, s. 322].

2.4 Sunyaev–Zeldovich -efekti

Kaikkialla maailmankaikkeudessa olevan kosmisen taustasäteilyn (CMB) fotonit siroavat galaksijoukon galaksienvälisen kuuman kaasun elektroneista. Tämän niin sanotun Comptonin sironnan seurauksena galaksijoukon läpi kulkevan fotonin suunta muuttuu. Käänteisessä Comptonin sironnassa suuremman energian omaava elektroni luovuttaa energiaa fotonille ja fotonien keskimääräinen taajuus kasvaa. [3, s. 245, 306]

Viimeinen tässä esitelty menetelmä galaksijoukon massan määrittämiseen hyödyntää edellä kuvatun ilmiön seurauksena tapahtuvaa, niin sanottua Sunyaev–Zeldovich -efektiä. Siinä fotonien, joiden energia vastaa noin 218 GHz taajuutta, intensiteetti pysyy sironnan seurauksena muuttumattomana. Sen sijaan tätä alemmilla taajuuksilla kosmisen taustasäteilyn fotonien havaittu intensiteetti galaksijoukon kohdalla on kosmista taustasäteilyä matalampi ja korkeammilla taajuuksilla intensiteetti on kasvanut taustasäteilyä suuremmaksi. Kosmisen taustasäteilyn intensiteetin poikkeama riippuu galaksijoukon galaksienvälisen kaasun lämpötilasta ja tiheydestä. Tätä CMB-spektrin poikkeman amplitudia ja SZ-efektin voimakkuutta kuvataan y -parametrilla

$$y = \int dl \frac{k_B T_g}{m_e c^2} \sigma_T n_e, \quad (23)$$

jossa T_g on kaasun lämpötila, m_e elektronin massa ja n_e elektronien lukumäärätiheys. Yhtälössä σ_T on säteilyn elektronien sirontaa kuvaava termi, niin sanottu Thomsonin poikkipinta (engl. *Thomson cross section*)

$$\sigma_T = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{e^2}{m_e c^2} \right), \quad (24)$$

jossa e on elektronin ominaisvaraus. Koko galaksijoukon yli integroituna parametria merkitään isolla kirjaimella Y , ja se voidaan esittää muodossa

$$Y_{SZ} = M_g T_g, \quad (25)$$

jossa M_g on kaasun massa. Nämä arvot saadaan määritettyä myös galaksijoukosta saadusta röntgendatasta, joten arvio parametrille Y_X on laskettavissa myös CMB-spektristä riippumattomasti. [3, s. 307–309] Galaksijoukon termisen energian määrittää pääasiassa pimeän aineen gravitaatiopotentiaali, eli se on verannollinen joukon sisäisen kaasun termiseen energiaan ja parametriin Y_X [13]. Jos oletetaan hydrostaattine tasapaino ja viriaalitasapaino, ja jos kaasun massan osuus joukon kokonaismassasta M oletetaan vakioksi, saadaan Y -parametreille

$$Y_{SZ} \propto Y_X \propto M^{5/3} \quad (26)$$

[3, s. 314–315].

Esimerkiksi Planck-satelliittilla on tehty Sunyaev-Zeldovich -efektiin perustuvia havaintoja yhteensä 1203 galaksijoukosta, joista suurin osa sijaitsee punasiirtymän $z = 0,6$ alapuolella. Tämän PSZ2-katalogin (engl. *the second Planck catalogue of Sunyaev-Zeldovich sources*) galaksijoukkojen keskimassa on $4,82 \cdot 10^{14} M_\odot$. [14] SPT (engl. *South Pole Telescope*) -havainnoista on SZ-efektiin perustuen koottu yhteensä 677 mahdollisen galaksijoukon katalogi, joiden mediaani punasiirtymille on $z = 0,55$ ja massalle $M_{500c} = 3,5 \cdot 10^{14} M_\odot h_{70}^{-1}$. [15] M_{500c} määritellään galaksijoukon massaksi alueella, jossa tiheys on 500-kertaisesti maailmankaikkeuden kriittinen tiheys punasiirtymän etäisyydellä. Myös ACT (engl. *Atacama Cosmology Telescope*) on havainnut yhteensä 23 galaksijoukkoa, joiden punasiirtymien mediaani on $z = 0,44$, ja joille tyypillinen massa $M_{500c} \sim 6 \cdot 10^{14} M_\odot$. [16] Planck-satelliitin matalan ja korkean taaajuuden mittausten kaistat sijoittuvat karkeasti välille 25–1000 GHz ja SPT:n kolmelle kaistalle 95 GHz, 150 GHz ja 220 GHz [17], [15]. ACT:n havainnot on tehty 148 GHz:n taaajuudella [16].

Galaksijoukkojen massan määrittämisessä paras tulos saadaan, kun käytetään sekä SZ-efektiin että röntgenhavaintoihin perustuvaa menetelmää. Sunyaev-Zeldovich-menetelmän etuna on sen riippumattomuus punasiirtymästä. Lisäksi röntgenhavainnoissa emissiota hallitsee galaksijoukon ydin, jossa kaasu on alttiimpi myös muil-

le lämpötilasta johtuville ilmiöille. SZ-efektiin perustuvat havainnot ovat vähemmän herkkiä kaasun tiheyden epätasaisuuksille ja riippumattomia monimutkaisista vuorovaikutuksista, jotka säätelevät kuumen kaasun tilaa galaksijoukoissa. [18], [3, s. 307]

3 Yhteenveto

Vaikka galaksijoukot ovat suurimpia gravitaation sitomia systeemejä, niidenkään ulkopuolella maailmankaikkeus ei ole täysin rakenteeton. Galaksijoukot ja -ryhmät muodostavat yhdessä niitä yhdistävien galaksifilamenttien kanssa superjoukkoja, joissa galaksien keskitiheys on muita alueita korkeampi. Superjoukkoja ja niissä olevia galaksijoukkoja ja -ryhmiä yhdistävät filamentit. Filamenteissa sijaitsevat joukot ovat usein muodoltaan pidentyneitä. [2, s. 139] Superjoukkojen ja filamenttien välinen tila on lähes tyhjä galakseista ja ne muodostavat aukkoja, joita on maailmankaikkeuden kokonaisuudesta $\sim 80\%$ [19]. Loput tilavuudesta muodostavat superjoukot ja filamentit. Aukot eivät ole seurausta pelkästään hierarkisesta rakenteiden kasvusta, vaan uskotaan, että galaksien on mahdollista syntyä vain korkeamman tiheyden alueilla. Yhdessä rakenteet muodostavat luultavasti maailmankaikkeuden suurimman rakenteen – kosmisen verkon, joka ei sisällä informaatiota pelkästään galaksien synnystä, vaan myös pimeästä aineesta. [2, s. 139–140]

Viimeinen vuosisata on ollut merkittävää aikaa modernille kosmologialle ja pimeän aineen ymmärtämiselle. Kuten on esitetty, esimerkiksi galaksijoukkojen massasta ei-baryonisen aineen olemassaolo voidaan osoittaa usealla eri toisistaan riippumattomalla menetelmällä. Silti kysymys ei-baryonisen aineen luonteesta on yhä ilman vastausta. Pimeä aine pysyy tärkeänä ja mielenkiitoina tutkimuskohteena myös tulevaisuudessa ja sen luonteen selvittäminen tarjoaisi vastauksia myös kysymyksiin maailmankaikkeuden synnystä ja sen rakenteiden muodostumisesta ja evoluutiosta.

Viitteet

- [1] H. Mo, F. Van den Bosch ja S. White, *Galaxy formation and evolution* (Cambridge University PressCambridge ; New York, 2010), oCLC: ocn460059772.
- [2] J. Einasto, *Dark Matter and Cosmic Web Story*, Vol. 14 of *Advanced Series in Astrophysics and Cosmology* (WORLD SCIENTIFIC, 2013).
- [3] P. Schneider, *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction*, 2. edition ed. (SpringerBerlin Heidelberg, 2015).
- [4] N. A. Bahcall ja R. Cen, *The Astrophysical Journal* **407**, L49 (1993).
- [5] N. A. Bahcall ja R. Cen, *The Astrophysical Journal* **398**, L81 (1992).
- [6] T. F. Laganá, N. Martinet, F. Durret, G. B. Lima Neto, B. Maughan ja Y.-Y. Zhang, *Astronomy & Astrophysics* **555**, A66 (2013).
- [7] E. L. Łokas ja G. A. Mamon, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **343**, 401 (2003).
- [8] B. M. Poggianti, G. De Lucia, J. Varela, A. Aragon-Salamanca, R. Finn, V. Desai, A. Von Der Linden ja S. D. M. White, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (2010).
- [9] H. J. Rood ja G. N. Sastry, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* **83**, 313 (1971).
- [10] E. S. Rykoff, E. Rozo, M. T. Busha, C. E. Cunha, A. Finoguenov, A. Evrard, J. Hao, B. P. Koester, A. Leauthaud, B. Nord, M. Pierre, R. Reddick, T. Sadi-bekova, E. S. Sheldon ja R. H. Wechsler, *The Astrophysical Journal* **785**, 104 (2014).
- [11] H. Brunner, T. Liu, G. Lamer, A. Georgakakis, A. Merloni, M. Brusa, E. Bulbul, K. Dennerl, S. Friedrich, A. Liu, C. Maitra, K. Nandra, M. E. Ramos-Ceja, J. S. Sanders, I. M. Stewart, T. Boller, J. Buchner, N. Clerc, J. Comparat, T. Dwelly, D. Eckert, A. Finoguenov, M. Freyberg, V. Ghirardini, A. Gueguen, F. Haberl, I. Kreykenbohm, M. Krumpe, S. Osterhage, F. Pacaud, P. Predehl, T. H. Reiprich, J. Robrade, M. Salvato, A. Santangelo, T. Schrabback, A. Schwobe ja J. Wilms, *Astronomy & Astrophysics* **661**, A1 (2022).
- [12] W. Forman, C. Jones, L. Cominsky, P. Julien, S. Murray, G. Peters, H. Tananbaum ja R. Giacconi, *The Astrophysical Journal Supplement Series* **38**, 357 (1978).
- [13] T. Mroczkowski, D. Nagai, K. Basu, J. Chluba, J. Sayers, R. Adam, E. Churazov, A. Crites, L. Di Mascolo, D. Eckert, J. Macias-Perez, F. Mayet, L. Perotto, E. Pointecouteau, C. Romero, F. Ruppin, E. Scannapieco ja J. ZuHone, *Space Science Reviews* **215**, 17 (2019).

- [14] Planck Collaboration, *Astronomy & Astrophysics* **594**, A27 (2016).
- [15] L. E. Bleem, B. Stalder, T. De Haan, K. A. Aird, S. W. Allen, D. E. Applegate, M. L. N. Ashby, M. Bautz, M. Bayliss, B. A. Benson, S. Bocquet, M. Brodwin, J. E. Carlstrom, C. L. Chang, I. Chiu, H. M. Cho, A. Clocchiatti, T. M. Crawford, A. T. Crites, S. Desai, J. P. Dietrich, M. A. Dobbs, R. J. Foley, W. R. Forman, E. M. George, M. D. Gladders, A. H. Gonzalez, N. W. Halverson, C. Hennig, H. Hoekstra, G. P. Holder, W. L. Holzapfel, J. D. Hrubes, C. Jones, R. Keisler, L. Knox, A. T. Lee, E. M. Leitch, J. Liu, M. Lueker, D. Luong-Van, A. Mantz, D. P. Marrone, M. McDonald, J. J. McMahon, S. S. Meyer, L. Mocuano, J. J. Mohr, S. S. Murray, S. Padin, C. Pryke, C. L. Reichardt, A. Rest, J. Ruel, J. E. Ruhl, B. R. Saliwanchik, A. Saro, J. T. Sayre, K. K. Schaffer, T. Schrabback, E. Shirokoff, J. Song, H. G. Spieler, S. A. Stanford, Z. Staniszewski, A. A. Stark, K. T. Story, C. W. Stubbs, K. Vanderlinde, J. D. Vieira, A. Vikhlinin, R. Williamson, O. Zahn ja A. Zenteno, *The Astrophysical Journal Supplement Series* **216**, 27 (2015).
- [16] T. A. Marriage, V. Acquaviva, P. A. R. Ade, P. Aguirre, M. Amiri, J. W. Appel, L. F. Barrientos, E. S. Battistelli, J. R. Bond, B. Brown, B. Burger, J. Chervenak, S. Das, M. J. Devlin, S. R. Dicker, W. B. Doriese, J. Dunkley, R. Dünner, T. Essinger-Hileman, R. P. Fisher, J. W. Fowler, A. Hajian, M. Halpern, M. Hasselfield, C. Hernández-Monteagudo, G. C. Hilton, M. Hilton, A. D. Hincks, R. Hlozek, K. M. Huffenberger, D. H. Hughes, J. P. Hughes, L. Infante, K. D. Irwin, J. B. Juin, M. Kaul, J. Klein, A. Kosowsky, J. M. Lau, M. Limon, Y.-T. Lin, R. H. Lupton, D. Marsden, K. Martocci, P. Mauskopf, F. Menanteau, K. Moodley, H. Moseley, C. B. Netterfield, M. D. Niemack, M. R. Nolte, L. A. Page, L. Parker, B. Partridge, H. Quintana, E. D. Reese, B. Reid, N. Sehgal, B. D. Sherwin, J. Sievers, D. N. Spergel, S. T. Staggs, D. S. Swetz, E. R. Switzer, R. Thornton, H. Trac, C. Tucker, R. Warne, G. Wilson ja E. Wollack, *The Astrophysical Journal* **737**, 61 (2011).
- [17] Planck Collaboration, *Astronomy & Astrophysics* **536**, A8 (2011).
- [18] P. M. Motl, E. J. Hallman, J. O. Burns ja M. L. Norman, *The Astrophysical Journal* **623**, L63 (2005).
- [19] P. Ganeshaiyah Veena, M. Cautun, E. Tempel, R. van de Weygaert ja C. S. Frenk, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **487**, 1607 (2019).