

Tähden räjähtäminen supernovana

LuK-tutkielma
Turun yliopisto
Fysiikka
2024
Stina Peteri
Tarkastaja:
Prof. Seppo Mattila

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

TURUN YLIOPISTO

Fysiikan laitos

PETERI, STINA Tähtien räjähtäminen supernovana

LuK-tutkielma, 21 s.

Fysiikka

Helmikuu 2024

Tutkielma on kirjallisuuskatsaus tähtien evoluutiosta ja supernovaräjähdyksistä. Tutkielman alussa esitellään tähden kehityksen eri vaiheita eli syntymää, pääsarjavaihetta, jättiläisvaihetta ja sen jälkeisiä viimeisiä vaiheita. Sen yhteydessä käsitellään tähden massan vaikutusta sen evoluutioon: kevyempien tähtien evoluutiota valkeiksi kääpiöiksi sekä massiivisimpien tähtien kohtaloa, painottuen kuitenkin sellaisiin kehityspolkuihin, jotka johtavat supernovaräjähdykseen. Lisäksi kuvaillaan tähtien sisäisiä rakenteita ja kaksoistähtien vaikutusta tähden eri elämänvaiheisiin.

Tutkielmassa esitellään supernoville yleisesti käytössä oleva luokittelutapa, jossa supernovat luokitellaan tyyppisiin I ja II sen perusteella, esiintyykö supernovan optisessa spektrissä vetyä. Lisäksi esitellään näiden luokkien alaluokkia ja esimerkkejä erityyppisten supernovien optisista spektreistä ja valokäyristä sekä pohditaan sitä, millaiset tähden ominaisuudet ennen räjähdystä johtavat minkäkin tyyppiin supernoviin. Spektriin perustuvan luokittelun lisäksi esitellään räjähdysmekanismeihin perustuva luokittelu, jossa supernovat jaetaan fuusiosupernoviin ja luhistumis-supernoviin ja perehdytään näitä räjähdysmekanismeja kuvaaviin malleihin.

Lopuksi käsitellään supernovaräjähdyksen jälkeisiä tapahtumia eli supernovajäänteiden evoluutioita ja esitellään muutamia kuuluisia supernovajäänteitä. Lisäksi puhutaan supernovien esiintyvyydestä ja siitä, miten supernovat vaikuttavat maailman-kaikkeuden rakenteisiin ja kehitykseen. Viimeisenä kerrotaan siitä, miten supernovia voidaan tutkia ja miltä supernovien tutkimuksen tulevaisuus näyttää.

Asiasanat: tähdet, tähtien synty, supernovat, supernovajäänteet

Sisällys

Johdanto	1
1 Tähtien kehitys	2
1.1 Synty ja pääsarjavaihe	2
1.2 Jättiläisvaihe ja kuolema	3
2 Supernovien luokittelu	4
2.1 Tyyppi I	5
2.2 Tyyppi II	8
3 Räjähdyksmekanismit	10
3.1 Fuusiosupernovat	10
3.2 Luhistumissupernovat	12
4 Vaikutukset ja tutkimus	15
4.1 Vaikutus ympäröivään avaruuteen	15
4.2 Tutkimus ja hyödyntäminen	18

Johdanto

Tähdet ovat kuumia kaasupalloja, jotka kykenevät fuusion avulla muuttamaan sisältämäänsä kaasua energiaksi. Tämän säteilyenergian avulla tähti voi pysyä kasassa sen omaa painovoimaansa vastaan. Kun polttoaineeksi kelpaava kaasu kuitenkin lopulta loppuu, tähden elämä on saapunut päätepisteeseen ja oikeissa olosuhteissa se päättyy supernovaksi kutsuttuun räjähdykseen. Tähtien elämät ovat ihmisen mitakaavassa erittäin pitkiä ja voivat kestää tähden koosta riippuen jopa kymmeniä miljardeja vuosia. Niiden kuolema supernovana on kuitenkin vain sekunteja kestävä nopea ja näyttävä tapahtuma. Niistä jäävät jäänteet voidaan kuitenkin havaita vielä pitkään räjähdysen jälkeen, ja kirkkausmaksimin aikana niitä on voitu historiassa havaita taivaalla paljain silmin jopa päiväsaikaan. [1]

Supernovaräjähdyksissä ja massiivisten tähtien sisällä tapahtuu äärimmäisiä reaktioita, joita ei tavata missään muualla maailmankaikkeudessa. Niissä syntyy vetyä ja heliumia raskaampia alkuaineita, jotka ovat maapallonkin elämän edellytys. Jokainen tähti ja sen elinympäristö on erilainen, joten myös tähtien kuolemat ovat uniikkeja tapahtumia, mutta niistä tehtyjen havaintojen välillä voidaan silti löytää samankaltaisuuksia. Niiden perusteella supernovia voidaan luokitella eri tyyppeihin. [2]

Tutkielman tarkoituksena on olla katsaus supernoviin: millaiset olosuhteet tähden räjähtämiseen supernovana tarvitaan, miten räjähdykset tapahtuvat ja mitä niistä jää jälkeen, sekä miten niitä voidaan tutkia ja millaisia avoimia kysymyksiä niihin vielä liittyy.

1 Tähdien kehitys

1.1 Synty ja pääsarjavaihe

Tähdet syntyvät tähtienvälisistä pilvistä, jotka koostuvat pääosin vedystä ja heliumista. Normaalisti pilvet ovat hydrostaattisessa tasapainossa, mutta kun pilven massa on tarpeeksi suuri sekä lämpötila ja paine sopivat, voi pilvi luhistua kasaan sen oman painovoimansa takia. Luhistuessaan pilvi jakautuu pienempiin osiin, jotka kutistuvat erillisiksi prototähdiksi. Prototähteen alkaa pudota sen ympärillä olevaa kaasua ja potentiaalienergiaa vapautuu, jolloin prototähden tiheys kasvaa ja myös lämpötila alkaa nousta. [3] Kun lämpötila on noussut tarpeeksi, vety ja helium ionisoituvat ja kaasu muuttuu plasmaksi, jolloin prototähden luhistuminen loppuu ja tähti saavuttaa hydrostaattisen tasapainon. Prototähden massa kuitenkin kasvaa edelleen, sillä se vetää edelleen puoleensa ympärillään olevaa ainetta, jolloin tähden lämpötila ja tiheys kasvavat entisestään. Lopulta kun tähden ytimen lämpötila ja tiheys ovat tarpeeksi suuria, ydinreaktiot käynnistyvät ja vedyn fuusiosta vapautuvasta energiasta tulee tähden energianlähde, jolloin tähden voidaan katsoa siirtyneen pääsarjaan. [2]

Tähti viettää suurimman osan elämästään pääsarjavaiheessa, ja vaiheen pituus riippuu tähden massasta siten, että pienimassaisilla tähdillä se on pitempi ja suurimassaisilla lyhyempi. Pääsarjan tähdet voidaankin jakaa niiden massojen perusteella alempaan ja ylempään pääsarjaan. Alemmassa pääsarjassa olevien tähtien massa M on välillä $0,08M_{\odot}$ – $1,5M_{\odot}$, missä M_{\odot} on Auringon massa eli $n. 2 \cdot 10^{30}$ kg, ja niillä vedyn fuusio heliumiksi tapahtuu protoni-protoni-ketjun kautta. Jos tähden massa on suurempi kuin $1,5M_{\odot}$, sen ydin on tarpeeksi kuuma energian tuottamiseen pääosin hiilisyklin kautta, jolloin tähti kuuluu ylempään pääsarjaan. Pääsarjavaiheen aikana tähti polttaa ytimessä vetyvarastojaan ja samalla sen kemiallinen rakenne muuttuu

hitaasti. [2]

1.2 Jättiläisvaihe ja kuolema

Kun tähden ytimestä loppuu vety, sen seuraavat vaiheet riippuvat paljolti sen massasta. Jos tähden massa on pienempi kuin n. $0,3M_{\odot}$, se on kauttaaltaan konvektiivinen, jolloin se voi polttaa kaiken sisältämänsä vedyn. Tähti ole kuitenkaan tarpeeksi kuuma voidakseen alkaa polttaa jäljelle jäänyttä heliumia, jolloin vedyn loputtua se kutistuu valkeaksi kääpiöksi. Tätä suuremmilla alempana pääsarjaan kuuluvilla tähdillä, joiden massa on yli n. $0,5M_{\odot}$, on tarpeeksi kuuma radiatiivinen ydin, jotta heliumin palaminen kolmialfaprosessilla voi alkaa. Tällöin kun vety loppuu ytimestä, sen palaminen siirtyy heliumista koostuvan ytimen ulkopuolella olevalle konvektiiviselle kuorelle, jolloin tähden ulko-osat laajenevat ja tähdestä tulee punainen jättiläinen. Heliumytimen massa kasvaa vedyn palaessa ulkokuoressa, jolloin se myös puristuu kokoon ja sen tiheys kasvaa, kunnes koko ydin on degeneroitunut. Samalla ytimen lämpötila nousee, ja kun se on tarpeeksi korkea heliumin fuusioon, reaktiot alkavat kaikkialla ytimessä aiheuttaen heliumleimahduksen, jonka ulko-osat kuitenkin vaimentavat. Kun kaikki ytimen helium on poltettu, sen palaminen jatkuu edelleen nyt hiilestä ja hapestä koostuvan ytimen ja vetyä polttavan kuoren välisellä kuorella. Edelleen tähden ulko-osat laajenevat ja alkavat irtaantua tähden ytimestä muodostaen planetaarisen sumun. Lopulta jäljelle jää tähden ydin, valkea kääpiö eli degeneroituneesta aineesta koostuva tähti, jossa ei tapahdu enää ydinreaktioita. [2, 4]

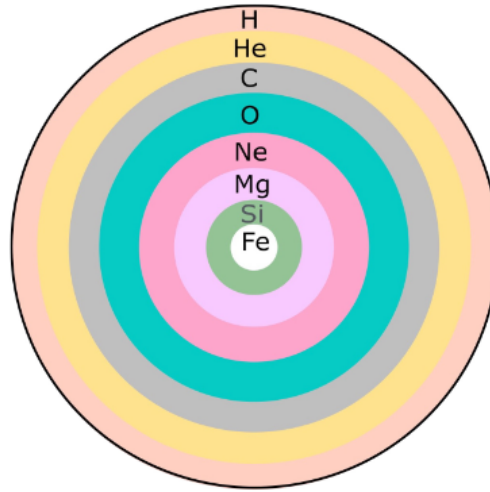
Myös ylemmässä pääsarjassa olevat tähdet alkavat vedyn loputtua polttaa heliumia, mutta koska niiden ydin on radiatiivisen sijasta konvektiivinen, heliumleimahdusta ei tapahdu vaan palamisen alkaminen on maltillisempaa. Heliumin loputtua tuloksena on taas hiilestä ja hapestä koostuva ydin, jonka ympärillä on kuoret, joissa

helium ja vety palavat. Jos tähden massa on pienempi kuin $8M_{\odot}$, lopputulos on sama kuin alempaan pääsarjaan kuuluvilla tähdillä, eli ulko-osat irtaantuvat planetaariseksi sumuksi ja ydin jää valkeaksi kääpiöksi. Tätä massiivisimmilla tähdillä kuitenkin aineiden fuusioituminen voi edelleen jatkua ytimessä eli happi ja hiili alkavat palaa. Tällöin tähdelle muodostuu degeneroitunut ydin, joka koostuu hapestasta, neonista ja magnesiumista. Jos tähden massa on n. $8M_{\odot}$, siitä voi pienempimassaisten tähtien tavoin tulla valkea kääpiö tai se voi räjähtää supernovana jättäen jälkeensä neutronitähden. Jos tähden massa on yli n. $8M_{\odot}$, fuusioituminen pystyy jatkumaan ytimessä aina rautaan asti. Tällöin rautaytimen ympärillä on lopulta piistä, magnesiumista, neonista, hapestasta, hiilestä, heliumista ja vedystä koostuvat kuoret, joita on havainnollistettu kuvassa 1. Polttoaineen loputtua tähden ulko-osat räjähtävät supernovana, ja ydin luhistuu neutronitähdeksi tai mustaksi aukoksi. [2, 4]

Tähdet syntyvät usein myös pareittain, ja kun kaksi tähteä sijaitsevat tarpeeksi lähellä toisiaan ns. kaksoistähtijärjestelmässä, ne voivat vaikuttaa toistensa kehitykseen. Tämä vuorovaikutus on huomattavaa erityisesti tähtien kehityksen loppupuolella, kun tähdet siirtyvät jättiläisvaiheisiinsa ja niiden säteet kasvavat. Kumpaakin kaksoistähdien komponenttia ympäröi Rochen pinnaksi kutsuttu ekvipotentiaalipinta, jonka tähti voi täyttää ja ylittää kasvaessaan. Tällöin rajan ylittäneen tähden massaa alkaa virrata Rochen pintojen leikkauskohdan kautta toiseen tähteen. Massansiirto aiheuttaa kaksoistähdissä monenlaisia ilmiöitä, kuten novapurkauksia ja tähtien uloimpien kuorien irtaantumista. [2, 5]

2 Supernovien luokittelu

Supernovat voidaan jakaa niiden spektrien perusteella kahteen pääluokkaan sen mukaan, löytyykö niistä vetyä vai ei. Jos vedyn viivoja ei havaita, kyseessä on tyyppin I supernova, ja jos taas viivoja havaitaan, kyseessä on tyyppin II supernova.

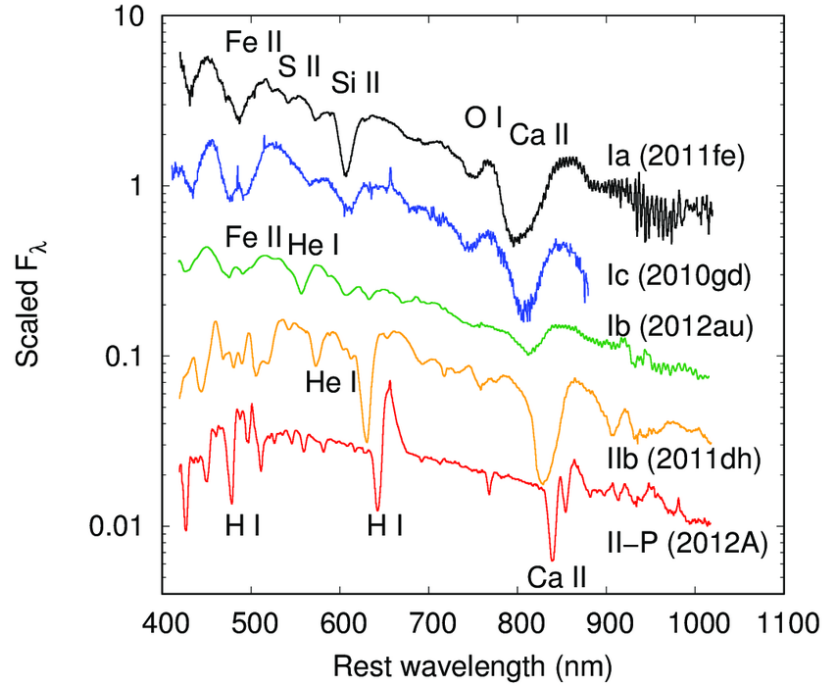


Kuva 1. Massiivisten tähtien ($M > 8M_{\odot}$) eri palamiskuoret. [5]

Nämä luokat voidaan edelleen jakaa spektrin ominaisuuksien ja valokäyrien perusteella alaluokkiin Ia, Ib, Ic, II-P, II-L, IIn ja IIb. [4] Supernovat voidaan luokitella myös niiden räjähdysmekanismien mukaan kahteen luokkaan: fuusiosupernoviin ja luhistumissupernoviin. Tyypin Ia supernovat ovat fuusiosupernovia ja loput tyypit luhistumissupernovia. [2]

2.1 Tyypin I

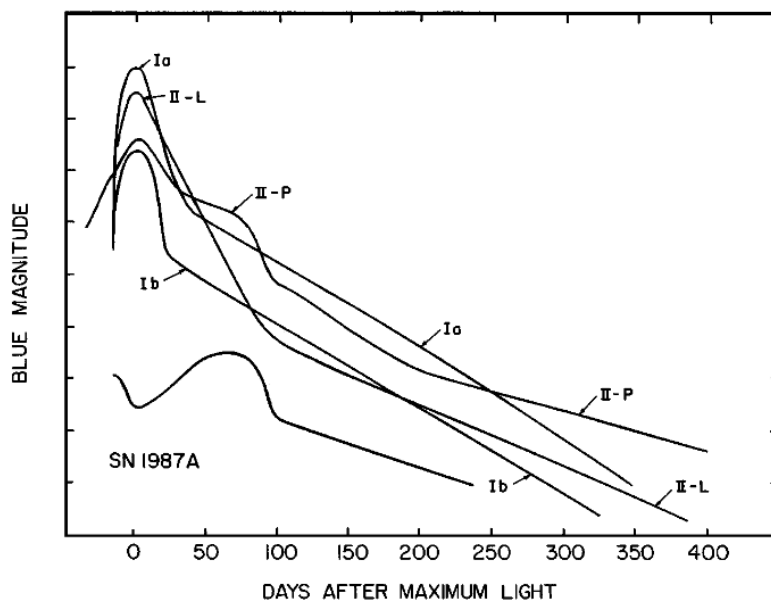
Tyypin I supernovien spektreissä ei havaita vedyn viivoja. Jos tyypin I supernovan spektristä puuttuvat myös heliumin viivat, mutta piin viivat havaitaan, kyseessä on tyypin Ia supernova. Kuvassa 2 voidaan nähdä esimerkki tyypin Ia supernovan optisesta spektristä, jossa näkyy vahva ionisoituneen piin Si-II-viiva. Tyypin Ia supernovia esiintyy kaikentyyppisissä galakseissa, erityisesti spiraaligalakseissa, ja se on ainoa supernovatyypin I, jota on havaittu elliptisissä galakseissa. [6] Tyypin Ia supernovien valokäyrät ja spektrit ovat pääosin keskenään samankaltaisia ja kuten kuvasta 3 huomataan, muihin supernovatyyppeihin verrattuna tyypin Ia supernovat ovat kirkkaimpia. Tyypin Ia supernovat ovat fuusiosupernovia ja niiden energia on peräisin ydinreaktioista, joissa vapautuu suuria määriä energiaa. Niiden kirkkaus voi kasvaa



Kuva 2. Erilaisten supernovatyypin optiset spektrit lähellä niiden kirkkausmaksimia. Vaaka-akselilla on havaitun säteilyn lepoaallonpituus ja pystyakselilla säteilyn voimakkuus. [1]

jopa suuremmaksi kuin supernovan kotigalaksin kirkkaus ja erityisesti suuri määrä nikkelin radioaktiivista isotooppia ^{56}Ni aiheuttaa kirkkaan supernovan, kun se hajoaa koboltiksi, joka taas hajoaa edelleen raudaksi: $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$. ^{56}Ni :n puoliintumisaika on 6,08 päivää ja ^{56}Co :n 77,2 päivää [7]. Suuren kirkkauden takia tyypin Ia supernovat ovat kosmologisesti merkittäviä, sillä niitä voidaan hyödyntää esimerkiksi standardikynttilöinä, joiden avulla voidaan määrittää välimatkoja ja mitata maailmankaikkeuden laajenemista. [5]

Vaikka tyypin Ia supernovien valokäyrät ja spektrit ovat suurimmilta osin homogeenisia, joukosta löytyy myös poikkeuksia. Nämä poikkeavuudet voivat viestiä erilaisista alkutilanteista ennen supernovaräjähdyttä, ja erilaisia malleja on ehdotettu, mutta yksityiskohdat ovat vielä selvittämättä. Kaikille malleille yhteistä on kuitenkin kaksoistähtijärjestelmässä sijaitseva valkea kääpiö, jonka massa kasvaa, kun-



Kuva 3. Erilaisten supernovatyypin valokäyrät eli kohteen magnitudin muutos ajan funktiona. Tyypin Ib käyrä on tyyppien Ib ja Ic keskiarvo. [6]

nes hapen ja hiilen fuusio alkaa räjähdysmäisesti, mikä aiheuttaa tähden räjähtämisen supernovana. Mahdollisia skenaarioita voidaan tutkia esimerkiksi simulaatioiden avulla, ja kaksi potentiaalista mallia ovat yksittäisdegeneraatiomalli (engl. single-degenerate model) ja kaksoisdegeneraatiomalli (engl. double-degenerate model). Yksittäisdegeneraatiomallissa valkean kääpiön kanssa kaksoistähtijärjestelmässä on ei-degeneroitunut tähti. Tämä toinen tähti alkaa Rochen pintansa ylittyään luovuttaa valkealle kääpiölle massaansa, mikä johtaa valkean kääpiön räjähtämiseen. Kaksoisdegeneraatiomallissa kaksoistähtijärjestelmä koostuu kahdesta valkeasta kääpiöstä, ja supernovaräjähdys syntyy, kun ne sulautuvat toisiinsa. [5, 8]

Tyypin Ia supernovien lisäksi tyypin I alaluokkia ovat Ib ja Ic. Tyypin Ib supernovien spektreissä ei havaita vetyä tai piitä, mutta heliumin viivat ovat havaittavissa. Tyypin Ic spektreissä ei havaita vetyä, piitä eikä heliumia. Kuvasta 2 voidaan nähdä esimerkit tyyppien Ib ja Ic supernovien optisista spektreistä. Koska nämä spekt-

rit muistuttavat paljon toisiaan, niitä käsitellään usein yhdessä. [9] Kuten kuvasta 3 nähdään, tyyppin Ib ja Ic supernovat eivät ole supernovista kirkkaimpia. Tyyppin Ib ja Ic supernovien uskotaan olevan peräisin suurimassaisista Wolf–Rayet-tähdistä. Wolf–Rayet- tähdet ovat massiivisia ($M > 25M_{\odot}$) tähtiä, jotka ovat jättiläisvaiheen alkamisen jälkeen menettäneet uloimpia kerroksiaan esimerkiksi aurinkotuulesa tai kaksoistähtien välisessä vuorovaikutuksessa. Mahdollisia emotähtiä voivat myös olla kaksoistähtijärjestelmässä lähekkäin sijaitsevat tähdet, jotka ovat menettäneet kerroksiaan seuralaisilleen tähtien välisessä vuorovaikutuksessa. [10] Koska tyyppin Ib supernovien spektreissä on havaittavissa heliumin viivat, niiden emotähdet ovat menettäneet vain uloimman, vedystä koostuvan kuorensa. Tyyppin Ic emotähtien taas uskotaan menettäneen vetykuoren lisäksi myös heliumin palamiskuoret, sillä niiden spektrissä ei havaita heliumia. [1]

2.2 Tyypin II

Tyyppin II supernovien spektreissä voidaan havaita vedyn viivat. Koska vedyn viivat voidaan havaita, kyse ei ole kuoria menettäneistä tähdistä, vaan luhistuvista massiivisista ylijättiläistähdistä, joilla on edelleen ainakin osa vetykuoresta jäljellä. Niinpä tyyppin II supernovien emotähtien alkuperäiset massat ovat pienempiä ($8\text{--}30M_{\odot}$), kuin tyypeillä Ib ja Ic. Erilaisesta alkutilanteesta huolimatta myös tyyppin II supernovat ovat luhistumissupernovia. Tähdessä olevan vedyn määrä ennen räjähdystä määrittää sen, mihin tyyppin II alaluokkaan supernova luokitellaan. Jos vedyn viivat havaitaan aluksi, mutta ne katoavat lopulta ajan kuluessa, kyseessä on tyyppin IIb supernova. Niiden emotähdet ovat ylijättiläistähtiä, jossa on vain vähän vetyä jäljellä ennen supernovaräjähdystä. Viivojen katoamisen jälkeen spektri muistuttaa tyyppin Ib supernovaa. [4, 11]

Jos vedyn viivat ovat todella kapeita, kyseessä on tyyppin IIn supernova, jonka emo-

tähtien uskotaan räjähtäneen supernovana pian sen jälkeen, kun se on luovuttanut runsaasti massaansa. Tällöin räjähdyksessä vapautuva massa vuorovaikuttaa aiemmin ulos työnnetyn massan kanssa. [4] Tarkempia yksityiskohtia tyyppin II:n supernovien emotähdistä ei ole vielä kuitenkaan voitu selvittää, mutta runsas massan menetys viittaa suurimassaisuuteen [12]. On myös ehdotettu, että tyyppin II:n supernovat eivät olisi oma luokkansa, vaan kyse olisi ns. vuorovaikuttavista supernovista (engl. interacting supernovae) eli ilmiöstä, jossa mikä tahansa supernovatyypin vuorovaikuttaa ympärillään olevan aineen kanssa. Tällöin esimerkiksi vuorovaikuttavan tyyppin Ib supernovan tyyppi olisi Ibn. [11, 13]

Jos vedyn viivat ovat selkeät eivätkä ne katoa, kyseessä on tyyppin II-P tai II-L supernova. Tyyppien II-P ja II-L optiset spektrit ovat keskenään samankaltaisia, ja kuvassa 2 voidaan nähdä esimerkki erään tyyppin II-P supernovan spektristä. Tyypit erotetaan siksi toisistaan niiden valokäyrien perusteella. Kuten kuvasta 3 nähdään, tyyppin II-P supernovien valokäyrässä voidaan nähdä n. 100 päivää kestävä "tasanne" (engl. plateau). Tyyppin II-L supernovien valokäyrä taas laskee kirkkausmaksimin jälkeen lineaarisesti magnitudessa. [6] Näiden tyyppien emotähtien uskotaan eroavat toisistaan siten, että tyyppin II-L emotähdet ovat massiivisempia, joten ne ovat menettäneet tähtituulissa suuremman osan vetykerroksestaan kuin tyyppin II-P supernovien emotähdet. [4] II-P on kaikista supernovatyypeistä yleisin, ja niiden emotähdiksi on voitu tunnistaa punaisia ylijättiläisiä. Yksi tunnetuin ja tutkituin esimerkki tyyppin II supernovasta on vuonna 1987 havaittu supernova SN 1987A. Se on luokiteltu tyyppin II-P supernovaksi, mutta sen emotähti poikkeaa tyyppillisistä II-P-tyypin supernovista, sillä se on voitu tunnistaa kaksoistähtijärjestelmään kuuluneeksi siniseksi ylijättiläiseksi, joka on punaista ylijättiläistä kirkkaampi ja kuumempi. [2]

Havaitut uudet supernovat eivät aina sovikaan täydellisesti yleisesti käytettyyn luokitteluun tai poikkeavat muista saman luokan supernovista. Onkin oleellista kysyä, milloin uusien luokkien lisääminen on tarpeellista. [6] Esimerkiksi tyypin Ia supernoville on kehittynyt alaluokka Iax, jonka tyyppisien supernovien spektrit muistuttavat tyyppiä Ia, mutta niiden piin viivat ovat heikompia ja spektrissä havaitaan vahvoja ionisoituneen raudan viivoja. Lisäksi niiden luminositeetti on pienempi kuin tyyppillä Ia. Myös tyyppille Ic on kehittynyt alaluokka Ic-BL, johon kuuluvat supernovat ovat erityisen suurienergisää supernovia. Niiden uskotaan olevan peräisin erittäin massiivisista ja nopeasti pyörivistä tähdistä ja ne ovat voimakkaita gammasäteilyn lähteitä. [1, 14]

3 Räjähdysmekanismit

Supernovat voidaan luokitella myös niiden räjähdysmekanismien perusteella fuusiosupernoviin ja luhistumissupernoviin. Luhistumissupernovat vastaavat n. 70 % läheisistä galakseista löydettyjä supernovia eli ne ovat paljon yleisempiä kuin fuusiosupernovat, jotka vastaavat n. 30 % löydettyistä supernovista. [2]

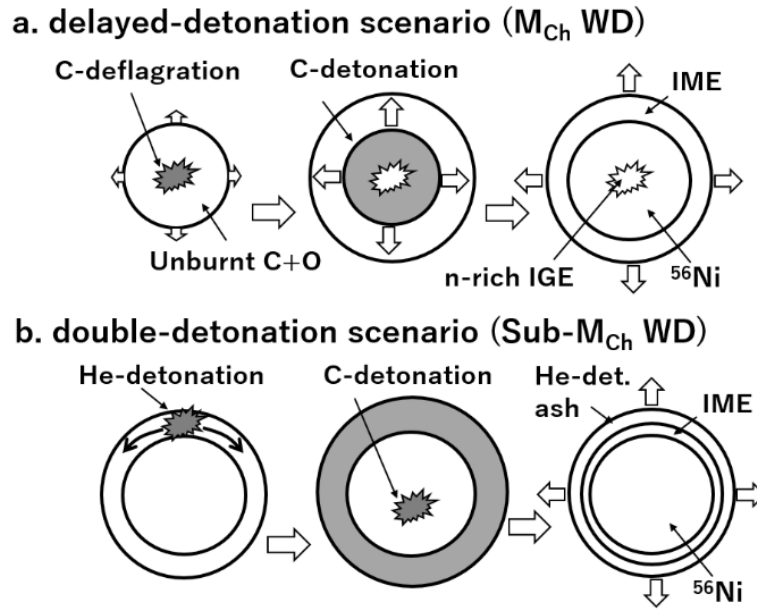
3.1 Fuusiosupernovat

Fuusiosupernovat eli tyypin Ia supernovat tapahtuvat kaksoistähtijärjestelmissä, ja niihin johtavien tapahtumien alkuskenaarioiden kuvaamiseen voidaan käyttää yksittäisdegeneraatiomallia tai kaksoisdegeneraatiomallia. Yksittäisdegeneraatiomallissa kaksoistähtijärjestelmän komponentteina ovat valkea kääpiö, joka koostuu hiilestä ja hapesta, sekä sen ei-degeneroitunut ja suurempimassainen seuralainen, joka on joko pääsarjan tähti, uloimman vetykuorensa menettänyt heliumtähti tai punainen jättiläinen. Valkean kääpiön seuralainen ylittää Rochen rajansa esimerkiksi siirtyessään pääsarjasta jättiläistähdiksi, ja siitä alkaa virrata massaa valkeaan kääpiöön. Tämä

reagoi massansiirtoon novapurkauksin, joissa sen pinnalle vuotanut aine purkautuu takaisin sen ympäristöön räjähdysmäisesti kun vedyn fuusio alkaa taas tähden ulkokuorella. Purkauksista huolimatta valkean kääpiön massa voi kasvaa ja ylittää ns. Chandrasekharin rajan ($M_{\text{Ch}} \approx 1,4M_{\odot}$), mikä johtaa ketjureaktioon, jonka seurauksena valkea kääpiö räjähtää supernovana. Räjähdyksessä vapautuu valtava määrä energiaa ($\approx 10^{44}$ J), jonka voimasta tähti hajoaa ja levittäytyy ympäröivään avaruuteen. [2, 8]

Ennen kuin Chandrasekharin raja ylittyy, valkean kääpiön on pitänyt tasapainossa degeneroituneen elektronikaasun paine. Rajan ylityttyä, tämä paine ei kykene enää pitämään tähteä kasassa gravitaatiota vastaan, vaan tähti alkaa luhistua ja tiivistyä. Tiheyden ja lämpötilan kasvaminen johtavat siihen, että hiilen fuusio voi alkaa tähdessä. Tällaista mallia, jossa Chandrasekharin raja ylitetään ja fuusio alkaa keskeltä tähteä, kutsutaan viivästetyksi räjähdysmekanismiksi (engl. delayed-detonation mechanism). Aine syttyy aluksi siten, että palaminen on aliäänistä, mikä saa valkean kääpiön laajenemaan, jonka jälkeen palaminen muuttuu yliääniseksi aiheuttaen shokkiaallon. Toinen malli hiilen syttymiselle on kaksinkertainen räjähdysmalli (engl. double-detonation mechanism), jossa massan ei tarvitse ylittää Chandrasekharin rajaa. Tällöin valkean kääpiön pinnalle sen seuralaisesta vuotanut helium syttyy palamaan yliäänisesti, ja siitä syntyvä shokkiaalto yltää valkean kääpiön ytimeen. Tarpeeksi voimakas aalto käynnistää hiilen palamisen valkeassa kääpiössä, mikä johtaa valkean kääpiön räjähtämiseen. Molemmat prosessit on esitelty kuvassa 4. [5, 12]

Kaksoisdegeneraatiomallissa kaksoistähtijärjestelmän molemmat komponentit ovat valkeita kääpiöitä ja räjähdys syntyy, kun ne sulautuvat tai törmäävät toisiinsa. Myös tällöin supernovaräjähdykseen johtavan polun selittämiseen voidaan käyttää viivästettyä räjähdysmallia tai kaksinkertaista räjähdysmallia. [12] Koska valkeat

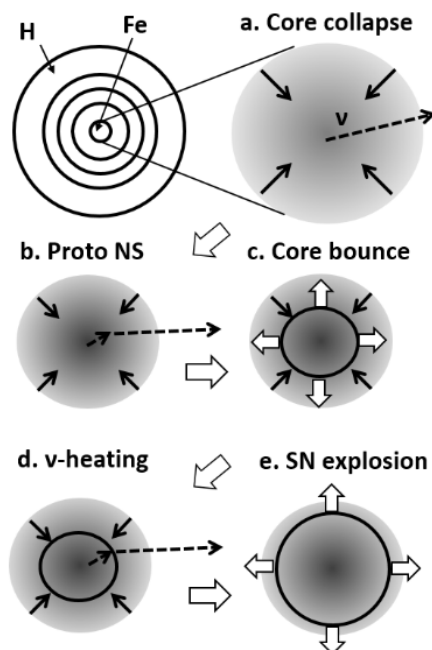


Kuva 4. Fuusiosupernovan kaksi eri räjähdysmekanismia. [12]

kääpiöt sulautuvat toisiinsa, supernovaräjähdyksen jälkeen ei jää jälkeen minkäänlaista jäännöstähteä. Yksittäisdegeneraatiomallissa taas valkean kääpiön seuralais-tähti voi selvitä räjähdyksestä. [5]

3.2 Luhistumissupernovat

Tähdet, joiden massa on yli $8M_{\odot}$, voivat räjähtää luhistumissupernovina. Tällaisissa tähdissä alkuaineiden fuusio voi jatkua aina rautaan asti. Rauta ei fuusoidu enää pidemmälle, sillä sitä raskaampien alkuaineiden fuusioon kuluu enemmän energiaa kuin mitä fuusiosta vapautuu. Kun tähti on saavuttanut rautaytimen, sen ympärillä oleva piistä koostuva kuori fuusioi edelleen rautaa, jolloin ytimen massa kasvaa. Ytimen massa voi kasvaa, kunnes se saavuttaa Chandrasekharin rajansa, joka on rautaytimelle olosuhteista, kuten elektronien määrästä, baryonien entropiasta, lämpötilasta ja tiheydestä riippuen $1,2\text{--}2M_{\odot}$. Rajan ylitettyään ydin alkaa luhistua. Kuvassa 5 on esitetty sitä seuraavat vaiheet a–d. [11]



Kuva 5. Luhistumissupernovien räjähdysmekanismin eri vaiheet. [12]

Luhistumista katalysoivat ytimestä tapahtuvat ftohajoamiset ja elektronisieppaukset. Ftohajoamisessa suurienergiset fotonit pystyvät hajottamaan rauta-atomien ytimiä alfahiukkasiksi, mikä viilentää ydintä. Elektronisieppauksissa taas protoni “sieppaa” elektronin, ja tuloksena syntyy neutroni ja neutriino: $p + e^- \rightarrow n + \nu_e$. Sieppauksien seurauksena ydintä ylläpitävä elektronipaine laskee ja prosessissa syntyvät neutriinot kuljettavat energiaa pois ytimestä, mikä kiihdyttää luhistumista (kuvassa 5 kohta a). [12]

Luhistumisen edetessä tähden ytimen tiheys kasvaa, kunnes elektronisieppauksissa syntyneet neutriinot eivät pääse enää pakenemaan ytimestä, jolloin ytimestä on muodostunut protoneutronitähti (kuvassa 5 kohta b). Tämä luhistuu edelleen, kunnes se saavuttaa tiheyden, joka on samaa suuruusluokkaa atomiytimien tiheyden kanssa (n. $10^{14} \text{ g cm}^{-3}$), jolloin luhistuminen pysähtyy yhtäkkiä. Tähden ulkokuoret kuitenkin jatkavat putoamistaan ytimeen, ja törmätessään syntyneeseen protoneut-

ronitähteen ne ponnahtavat siitä takaisin synnyttäen samalla luhistuneesta ytimestä ulospäin kulkevan shokkiaallon (kuvassa 5 kohta c). Shokkiaaltoa vauhdittaa protonitähdestä emittoituvat neutriinot (kuvassa 5 kohta d). Näin tähden ydintä eli syntyneitä protoneutronitähteä ympäröinyt aine leviää sitä ympäröivään avaruuteen (kuvassa 5 kohta e). [12]

Tällainen ns. viivästynyt neutriino-lämmitysmekanismi (engl. delayed neutrino-heating mechanism), jossa protoneutronitähdestä kimpoava aine saa lisäenergiaa emittoituvista neutriinoista, on yksi potentiaalinen malli luhistumissupernovien räjähtämismekanismiksi. Yleisesti malleissa ja simulaatioissa nousee ongelmaksi se, että syntyvän shokkiaallon energia ei riitä puskemaan kaikkea ainetta pois ytimen ympäriltä, ja vaikka edellä mainittu mekanismi korjaa ongelmaa, räjähdysmekanismin simuloimiseen liittyy vielä avoimia kysymyksiä. [12] Puuttuvaa energiaa voisi selittää myös nopeasti pyörivien tähtien tapauksessa pyörimisenergian ja magneettikenttien väliset vuorovaikutukset [15].

Jos ulkokuorien sinkoaminen jostain syystä epäonnistuu tai jos syntyneen protoneutronitähden paine ei kykene ylläpitämään neutronitähteä, luhistuminen jatkuu edelleen ja ydin päättyy mustaksi aukoksi. Tähti ei siis koskaan luhistu suoraan mustaksi aukoksi, vaan siitä tulee ensin protoneutronitähti, jonka jälkeen luhistuminen jatkuu. Jos ulkokuorien sinkoaminen epäonnistuu, syntynyt supernovaräjähdys voi olla pienienerginen tai sitä ei tapahdu ollenkaan. Teoreettisesti on laskettu, että jos luhistuvan ytimen massa on pienempi kuin ns. Oppenheimerin–Volkoffin massa ($M_{OV} \approx 2\text{--}3M_{\odot}$), syntyneet neutronit voivat pysäyttää luhistumisen kokonaan. Suuressa paineessa ne alkavat degeneroitua aiheuttaen degeneraatiopaineen, joka estää syntyneitä neutronitähteä luhistumasta. Kuitenkin jos ytimen massa ylittää Oppenheimerin–Volkoffin rajan, ydin voi jatkaa luhistumistaan mustaksi aukoksi. Käytän-

nössä kuitenkin prosessit ovat epävakaita eikä osata vielä sanoa lainkaan suoraviivaisesti, milloin luhistumisen lopputuloksena on neutronitähti ja milloin musta aukko. Erityisesti suurimassaisilla tähdillä massan menetys vaikuttaa sen kehityspolkuun vaikeasti ennustettavilla tavoilla. [2, 9, 16]

Jotta pii voi fuusioitua raudaksi, tarvitaan yli $8M_{\odot}$ massa, mutta välillä $7,5-8M_{\odot}$ olevien tähtien ydin voi silti luhistua. Tällöin ydin koostuu hapesta, neonista ja magnesiumista, ja kun se lähestyy Chandrasekharin massaansa, luhistuminen alkaa elektronisieppauksien katalysoimana. Tämän tyyppisiä luhistumissupernovia kutsutaankin elektronisieppaussupernoviksi (engl. electron capture supernovae). [11]

4 Vaikutukset ja tutkimus

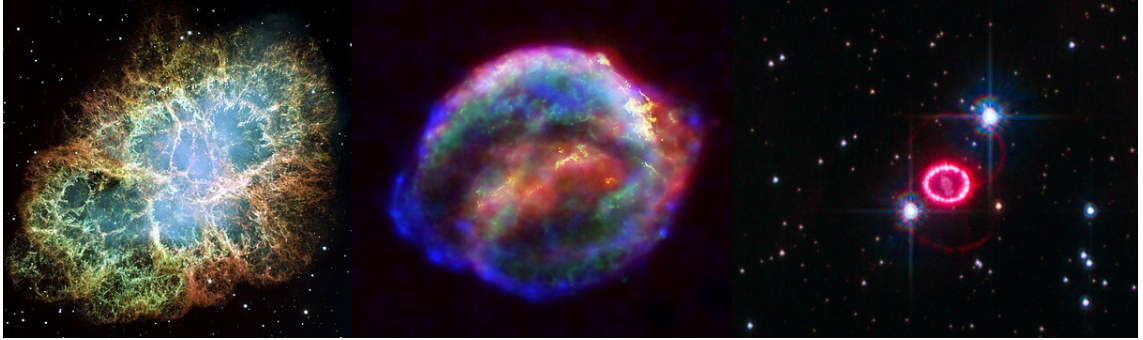
4.1 Vaikutus ympäröivään avaruuteen

Supernovaräjähdykset jättävät jälkeensä supernovajäännöksen eli laajenevan shokkiaallon. Aalto törmää sitä ympäröivään aineeseen ja vuorovaikuttaa sen kanssa. Samalla se levittää avaruuteen räjähdyksessä syntyneitä raskaita alkuaineita. Supernovajäänteiden evoluutiota voidaan kuvata eri vaiheilla, joista ensimmäisessä shokkiaalto voi levittäytyä vapaasti avaruudessa. Tähtienvälisen aineen paine on aaltoon verrattuna mitätön, joten aine voi levitä menettämättä nopeuttaan huomattavasti. Lopulta aalto alkaa kuitenkin hidastua kerättyään mukaansa tarpeeksi tähtienvälistä ainetta. Jos supernovan ympärillä oleva tähtienvälinen aine on tiheää, aallon hidastumiseen kuluu vähemmän aikaa, mutta tyypilliselle supernovalle siihen kuluu n. 100 vuotta. Tämän jälkeen aineen viileneminen ja hidastuminen kiihtyvät edelleen erityisesti shokkiaallon keulassa, jolloin siihen muodostuu viileä ja tiivis kuori, jonka kerää mukaansa lisää tähtienvälistä ainetta. Kun aallon nopeus on äänennopeuden luokkaa, supernovajäänteiden voidaan katsoa sulautuneen tähtienväliseen aineeseen.

Aikaa tähän kuluu yhteensä n. 100 000 vuotta eli supernovajäänteet voidaan havaita vielä pitkään räjähdysten jälkeen. [2, 17]

Myös supernovajäänteissä voidaan havaita erilaisia tyyppisiä niiden ulkomuodon perusteella. Yleisin tyyppi on ns. kuori-tyyppi (engl. shell-type), jossa voidaan havaita kirkas rengas, jonka energia on peräisin itse supernovaräjähdyksestä. Toinen harvinaisempi tyyppi on ns. plerion-tyyppi (engl. plerion-type), joka on epäsäännöllisempi ja kirkas myös keskeltä. Plerion-tyyppinen supernovajäänteeseen saa energiaa, kun räjähdyksessä syntyneestä neutronitähdestä lähtevä säteily vuorovaikuttaa shokkiaallon kanssa. Jäänteistä ei voida helposti suoraan sanoa, minkä tyyppisestä supernovasta se on lähtöisin, mutta sen vuorovaikutuksesta tähtienvälisen aineen kanssa voidaan selvittää esimerkiksi, millaisessa ympäristössä supernovan emotähti on syntynyt ja räjähtänyt. [2, 17]

Kuvassa 6 on esitelty kolme esimerkkiä historiallisesti merkittävien supernovien jäänteistä. Ensimmäisenä oikeassa reunassa kuvassa on vuonna 1054 havaitun supernovan SN 1054 jäänteeseen eli Rapusumu. SN 1054 voitiin havaita maasta paljain silmin, ja siitä tehtiin havaintoja erityisesti Kiinassa. Rapusumu on nykyään yli 10 valovuotta leveä, kirkas plerion-tyyppinen supernovajäänteeseen. Jäänteeseen keskellä on havaittu pulsari eli nopeasti pyörivä neutronitähti, mikä viittaa siihen, että kyseessä oli luhiutumissupernova, ja muiden havaintojen perusteella on voitu päätellä kyseessä olleen elektronisieppaussupernova. Keskimmäisenä kuvassa 6 on jäänteeseen supernovasta SN 1604 eli Keplerin supernovasta. Supernova on luokiteltu tyyppiksi Ia, ja myös tämä räjähdys voitiin nähdä maasta paljain silmin päiväsaikaan. Sen jäänteeseen on kuori-tyyppinen, ja se laajenee edelleen nopeudella n. 5000 km/s. SN 1604 on viimeisin Linnunradassa havaittu supernova, ja se havaittiin yli 400 vuotta sitten, mikä on odotettua pidempi aika, sillä on arvioitu, että Linnunradassa tapahtuisi superno-



Kuva 6. Rapusumu [19], Keplerin supernova [20] ja SN 1987A [21].

varäjähdyksiä noin 50 vuoden välein. SN 1604:n jälkeen läheisin havaittu supernova on Linnunradan seuralaisgalaksissa, Suuressa Magellanin pilvessä räjähtänyt SN 1987A, joka on kuvassa 6 viimeisenä. Se on yksi tutkituimmista supernovista, ja siitä saadun informaation avulla on voitu vahvistaa supernoviin liittyvien teorioiden pätevyyttä. SN 1987A on luokiteltu tyyppin II-P supernovaksi, ja sen jäänteissä voidaan nähdä kirkas rengas, jonka keskeltä on yritetty havaita neutronitähti. [1, 2, 5, 18]

Rautaa raskaammat alkuaineet ovat peräisin supernovaräjähdyksistä ja neutronitähtien törmäyksistä, jotka ovat kuitenkin supernovia harvinaisempia. Rautaa raskaammat alkuaineet syntyvät pääosin neutronisieppauksissa, joissa neutronit pääsevät tunkeutumaan atomiytimiin ja voivat muuttua siellä protoneiksi tai elektroneiksi. Supernovilla on siis iso rooli maailmankaikkeuden kemiallisen kehityksen kannalta. Muita vaikutuksia, joita supernovilla on niitä ympäröivään avaruuteen, ovat esimerkiksi linnunradan korona ja kosminen säteily. Linnunradan ympärillä on kuuma vaippa eli korona, jota supernovien epäillään ylläpitävän. Räjähdyksistä vapautuva energia lämmittää tähtienvälistä ainetta, ja useiden supernovien summana Linnunradan ympärille muodostuu korona. Kosmiseksi säteilyksi kutsutaan suurienergiisiä hiukkasia, joita voidaan havaita myös maapallolla. Hiukkaset syntyvät supernovaräjähdyksissä ja ne koostuvat pääosin lähes valonnopeudella kulkevista protoneista ja alfahiukkasista. Kosminen säteily vaikuttaa esimerkiksi Maasta teleskoopeilla teh-

täviin havaintoihin, joissa käytetään CCD-kameraa. [2, 5, 22]

4.2 Tutkimus ja hyödyntäminen

Supernovia on hyödynnetty maailmankaikkeuden etäisyyksien mittaamisessa jo vuosikymmeniä. Tyypin Ia supernovat soveltuvat tähän erityisen hyvin, sillä ne ovat kirkkaita ja niiden valokäyrät ovat keskenään riittävän homogeenisia samankaltaisten emotähntien takia. Menetelmän avulla voitiin myös todistaa maailmankaikkeuden laajenemisen kiihtyminen, ja sen avulla voidaan myös yrittää saada arvioita Hubblen vakiolle. Myös tyypin II-P supernovia voidaan käyttää etäisyyksien määrittämisessä standardikynttilöinä, vaikka ne ovat tyyppiin Ia verrattuna himmeämpiä ja niiden ympärillä on usein ekstinktiota aiheuttavaa pölyä. [1] Linnunradassa supernovien havaitsemista rajoittaakin sen keskuksen tähtienvälinen pöly, mikä voi selittää sen, miksi SN 1604 on viimeisin Linnunradassa havaittu supernova. Supernovia on kuitenkin voitu havaita runsaasti Linnunradan lähigalakseissa, ja supernovajäänteiden havaitseminen onnistuu Linnunradassakin radioalueilla, sillä ne ovat voimakkaita radiolähteitä. [2]

Yksi uudemmissa tutkimuskohteista on ns. superkirkkaat supernovat (engl. superluminous supernovae), harvinainen supernovatyyppejä, jotka ovat kirkkaampia kuin muut supernovatyypit ja joiden emotähdestä tai räjähdysmekanismista ei tiedetä paljoa. Niiden energianlähteeksi on ehdotettu esimerkiksi luhistumisessa syntyvää nopeasti pyörivää magnetisoitunutta neutronitähteä eli magnetaria tai mustaa aukkoa, johon puotoavasta aineesta vapautuu gravitaatioenergiaa. [1]

Supernovien tutkimisessa tärkeänä instrumenttina on ollut Hubble-avaruusteleoskooppi (engl. Hubble Space Telescope, HST), jota on hyödynnetty myös esimerkiksi kuvassa 6 esiintyvien Rapusumun ja Keplerin supernovan kuvaamisessa. HST:n avulla on

voitu tunnistaa tyypin II-P supernovien emotähdiksi punaisia ylijättiläisiä, mutta havaintoja tällaisista tähdistä, joiden massa on välillä $15\text{--}30M_{\odot}$, on vähemmän kuin mitä voisi olettaa. Tätä havaintojen puutetta kutsutaan punaisten ylijättiläisten ongelmaksi (engl. red supergiant problem). Tyyppien Ib ja Ic emotähdistä ei myöskään ole vielä montaakaan havaintoa. [1]

Nykypäivänä ja lähitulevaisuudessa HST:n rinnalla tärkeitä havaintoja saadaan myös James Webb -avaruusteleskoopin (engl. James Webb Space Telescope, JWST) avulla. JWST:ltä odotetaan tuloksia mm. tähtienvälisen aineen muodostumisen ja vuorovaikutuksen osalta, sekä lisätietoa tyypin Ia supernovien eri räjähdysmekanismeista. Sen lisäksi, että supernovia voidaan havaita suoraan teleskoopeilla, niitä voidaan myös mallintaa simulaatioilla. Niiden avulla voidaan saada tietoa siitä, millaisia elementtejä tarvitaan räjähdysen onnistumiseen. Tulevaisuudessa supernovista saadaan uusien havaintojen avulla lisää tietoa ja malleja saadaan simulaatioiden kehityessä tarkemmiksi. [1, 12]

Viitteet

- [1] J. Vinkó, T. Szalai ja R. Könyves-Tóth, *Universe* **9**, 244 (2023).
- [2] H. T. Karttunen, K. J. T. Donner, P. T. Kröger, H. T. Oja, M. T. Poutanen ja T. Tähtitieteellinen yhdistys Ursa, *Tähtitieteen perusteet, Ursan julkaisuja, 146*, kuudes laitos., 6. laitos ed. (Tähtitieteellinen yhdistys UrsaHelsinki, 2016).
- [3] P. Hasan, *Resonance* **22**, 213 (2017).
- [4] H. J. G. L. M. Lamers ja E. M. Levesque, *Understanding stellar evolution, AAS IOP astronomy* (IOP PublishingBristol, UK, 2017).
- [5] C. Iliadis, *Nuclear Physics of Stars* (John Wiley & Sons, IncorporatedNewark, United States, 2015).
- [6] A. V. Filippenko, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **35**:309–55 (1997).
- [7] M. J. Childress, D. J. Hillier, I. Seitenzahl, M. Sullivan, K. Maguire, S. Taubenberger, R. Scalzo, A. Ruitter, N. Blagorodnova, Y. Camacho, J. Castillo, N. Elias-Rosa, M. Fraser, A. Gal-Yam, M. Graham, D. A. Howell, C. Inserra, S. W. Jha, S. Kumar, P. A. Mazzali, C. McCully, A. Morales-Garoffolo, V. Pandya, J. Polshaw, B. Schmidt, S. Smartt, K. W. Smith, J. Sollerman, J. Spyromilio, B. Tucker, S. Valenti, N. Walton, C. Wolf, O. Yaron, D. R. Young, F. Yuan ja B. Zhang, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **454**, 3816 (2015).
- [8] D. Maoz, F. Mannucci ja G. Nelemans, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **52**, 107 (2014).
- [9] S. J. Smartt, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **47**, 63 (2009).
- [10] S.-C. Yoon, *Publications of the Astronomical Society of Australia* **32**, e015 (2015).
- [11] L. Rezzolla, P. Pizzochero, D. I. Jones, N. Rea ja I. Vidaña, *The physics and astrophysics of neutron stars, Astrophysics and Space Science Library ; v.457* (SpringerCham, 2019).
- [12] K. Maeda, arXiv:2210.00326 [astro-ph] (2022).
- [13] N. Smith, arXiv:1612.02006 [astro-ph] 403 (2016).
- [14] R. J. Foley, P. J. Challis, R. Chornock, M. Ganeshalingam, W. Li, G. H. Marion, N. I. Morrell, G. Pignata, M. D. Stritzinger, J. M. Silverman, X. Wang, J. P. Anderson, A. V. Filippenko, W. L. Freedman, M. Hamuy, S. W. Jha, R. P. Kirshner, C. McCully, S. E. Persson, M. M. Phillips, D. E. Reichart ja A. M. Soderberg, *The Astrophysical Journal* **767**, 57 (2013).
- [15] A. Heger, B. Müller ja I. Mandel, arXiv:2304.09350 [astro-ph] (2023).
- [16] E. O’Connor ja C. D. Ott, *The Astrophysical Journal* **730**, 70 (2011).

- [17] A. Bamba ja B. J. Williams, arXiv:2211.02217 [astro-ph] 1 (2022).
- [18] A. De Angelis ja S. Broccio, *Universe* **7**, 430 (2021).
- [19] J. Hester ja A. Loll, *Rapsumu* (NASA, ESA, 2005), viitattu 29.02.2024. Haettu osoitteesta <https://hubblesite.org/contents/media/images/3885-Image>.
- [20] R. Sankrit ja W. Blair, *SN 1604* (NASA, ESA, JHU, 2004), viitattu 29.02.2024. Haettu osoitteesta <https://chandra.harvard.edu/photo/2004/kepler/>.
- [21] K. France, P. Challis ja R. Kirshner, *SN 1987A* (NASA, ESA, 2010), viitattu 29.02.2024. Haettu osoitteesta <https://hubblesite.org/contents/news-releases/2010/news-2010-30.html>.
- [22] H.-Y. Chen, S. Vitale ja F. Foucart, *The Astrophysical Journal Letters* **920**, L3 (2021).