

Pulsareiden röntgenpolarimetria

LuK Tutkielma
Turun yliopisto
Fysiikka
2026
Salla Kiviranta
Tarkastaja:
Doc. Sergey Tsygankov

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

TURUN YLIOPISTO
Fysiikan ja tähtitieteen laitos

Kiviranta, Salla Pulsareiden röntgenpolarimetria

LuK-tutkielma, 24 s., 3 liites.
Fysiikka
Huhtikuu 2026

Röntgenpulsarit ovat kiehtovia taivaankappaleita, jotka auttavat meitä ymmärtämään kompakteja kappaleita ja aineiden käyttäytymistä äärimmäisissä olosuhteissa. Tutkielma alkaa yleispätevällä läpikäynnillä neutronitähdistä, niiden syntymisestä ja ominaisuuksista.

Röntgenpulsareita ymmärtääksemme, pitää tietää ensin kaksoistähtijärjestelmistä ja miten ne toimii. Tutkielmassa esitellään vain tapaus, jossa toinen järjestelmän tähdistä on neutronitähti (suuri massainen kaksoistähtisysteemi). Tämä systeemi on olennainen röntgenpolarisaation ymmärtämiseen ja mittaamiseen.

Asiasanat: Neutronitähti, Kaksoistähtijärjestelmä, Pulsari, Röntgenpolarisaatio, Akreetio

Sisällys

Johdanto	1
1 Neutronitähdet	2
1.1 Syntyminen	2
1.2 Ominaisuudet	4
1.3 Neutronitähtien havaintoluokat ja magneettikentän merkitys	6
1.3.1 Matalan magneettikentän kohteet	6
1.3.2 Korkean magneettikentän kohteet	6
2 Kaksoistähtijärjestelmät	7
2.1 Massansiirto ja akreetio	9
2.2 Röntgenpulsarit	12
3 Röntgenpolarisaatio	14
3.1 Mittausmenetelmät	15
3.2 IXPE	17
4 Pulsareiden röntgenpolarisaatio	18
5 Yhteenveto	20

Johdanto

Massiivisten tähtien elinkaaren lopussa supernovaräjähdyks voi johtaa kompaktin kohteen (engl. compact object), kuten neutronitähden tai mustan-aukon syntymiseen. Neutronitähden ovat erittäin tiheitä tähtiä, joilla on erittäin voimakkaat gravitaatio- ja magneettikentät. Nämä tähdet ovat mielenkiintoisia tutkimuksen kohteita, sillä neutronitähtien aine esiintyy radikaaleissa olosuhteissa, joita ei voida laboratorioissa tuottaa. Niiden tutkiminen antaa ainutlaatuisia mahdollisuuksia tutkia aineen käyttäytymistä äärimmäisissä olosuhteissa. [1]

Osa neutronitähdistä havaitaan pulsareina, jotka lähettävät jaksollista sähkömagneettista säteilyä pyörimisensä seurauksena. Erityisesti röntgenpulsarit ovat kiinnostavia kohteita, sillä ne syntyvät kaksoistähtijärjestelmissä, ja synnyttää jaksollista röntgensäteilyä. Röntgenpulsarit tarjoavat mahdollisuuden tutkia akreetiota, voimakkaita magneettikenttiä ja säteilyn syntymekanismeja. [2]

Tutkimalla röntgensäteilyn polarisaatiota saamme lisätietoa säteilyn fysikaalisista ominaisuuksista. Polarisaatiomittaukset tarjoavat uuden ja tärkeän havaintomenetelmän neutronitähtien tutkimukseen. Viime vuosina röntgenpolarimetria on kehittynyt merkittävästi uusien satelliittimissioiden, kuten IXPE:n myötä, mikä on mahdollistanut röntgenpolarisaation mittaamisen yksittäisistä astrofysikaalisista kohteista. [3]

Tämän työn tarkoituksena on tarkastella pulsareiden röntgenpolarisaatiota ja siihen liittyviä fysikaalisia mekanismeja. Työssä käsitellään neutronitähtien ja kaksoistähtijärjestelmien perusominaisuuksia, akreetiota ja röntgensäteilyn syntyä sekä röntgenpolarisaation fysikaalista alkuperää ja mittaumenetelmiä. Lisäksi tarkastellaan röntgenpolarisaatio havaintoja ja niiden avulla saatavaa tietoa neutronitähtien magneettikentistä ja säteilygeometriasta. [4]

1 Neutronitähdet

Neutronitähdet ovat supernovaräjähdyksestä syntyneitä säteeltään pieniä (10-12 km) ja tiheitä tähtiä, joilla on voimakas magneettikenttä. Kun noin 8-25 Auringon massainen tähti räjähtää voi syntyä neutronitähti, joka koostuu hiukkastiheydeltään suuresta määrästä neutroneita. Neutronitähdet säteilee laajasti eri sähkömagneettisia allonpituuksia aina radioaallostasta gammasäteilyyn. [1]

1.1 Syntyminen

Tähti saavuttaa evoluutionsa loppuvaiheen, kun se on polttanut suurimman osan polttoaineestansa ja ydinreaktiot eivät pysty enää vastustamaan painovoiman aiheuttamaa painetta ja hydrostaattinen tasapaino rikkoutuu. Kun vedyn fuusio loppuu tähden ytimestä, fuusio siirtyy ytimen ympärille kuorikerrokseen. Tämän seurauksena tähden ydin alkaa kutistua ja kuumentua, mutta samalla tähden ulko-osat laajenevat ja tähti muuttuu punaiseksi jättiläiseksi tai superjättiläiseksi. Massiivisilla tähdillä fuusio jatkuu yhä raskaampiin alkuaineisiin ja tähden ytimeen muodostuu lopulta rautaydin. Raudan fuusio ei enää tuota energiaa, joten fuusioreaktiot eivät enää pysty vastustamaan gravitaatiota. Tähden ydin alkaa romahtamaan, ja riippuen tähden massasta, joko tähden uloimmat kerrokset vain leijuvat avaruuteen ja jäljelle jää tiivis ydin eli valkoinen kääpiö tai uloimmat kerrokset räjähtävät pois supernovaräjähdyksenä ja jäljelle jää musta aukko tai neutronitähti. Massiivisemmilla tähdillä ytimen romahdus jatkuu pidemmälle massan aiheuttaman paineen takia ja uloimmat kerrokset tähdestä voivat räjähtää supernovana avaruuteen. Tähden koosta riippuen ydin voi luhistua, joko neutronitähdeksi tai jatkaa luhistumista mustaksi aukoksi.

Kun 8-25 Auringon massainen tähti räjähtää, neutronitähden syntyminen on mahdollista. Massiivisilla tähdillä ytimen fuusio etenee rautaan asti, ja ytimeen muodostuu rautaydin, jonka massa kasvaa lopulta Chandrasekharin rajalle ($\approx 1,4$ Auringon

massaa). Tämän jälkeen elektronien degeneraatio ei enää pysty vastustamaan gravitaatiota, jolloin ydin romahtaa.. Chandrasekharin raja kertoo valkoisen kääpiön suurimman mahdollisen massan joka on 1,4 Auringon massaa. [5]

Ytimen romahtaessa tapahtuu paljon elektronisieppauksia tarkoittaen tapausta, jossa paine romahtaessa on niin suuri että elektronit puristuu ytimen sisään ja elektronit ja protonit yhdistyy neutroneiksi. Tällöin elektronien määrä vähenee ja elektronien aiheuttama degeneraatio paine painovoimaa vastaan pienenee. Tästä johtuen yhtimen romahtaminen ja tiivistyminen kasaan kiihtyy. Kun ydin on tiivistynyt niin tiiviiseen että protonit ja neutronit ovat niin lähellä toisiaan, atomiytimien vahva vuorovaikutus alkaa hylkimään ja ytimen romahdus pysähtyy äkillisesti. Tämä äkillinen ytimen romahtamisen pysähtyminen aiheuttaa shokki aallon, joka etenee ytimestä ulospäin. Shokkiaallon edetessä se menettää energiaa neutriinosäteilyyn ja atomiytimien hajoamiseen niin että aalto pysähtyy kokonaan. [5]

Nyt tiivistä ydintä voidaan jo kutsua alkeelliseksi neutronitähdiksi nimeltä protonineutronitähti, joka sisältää protoneita, neutroneita ja elektroneita. Protoneutronitähti sisältää paljon neutriinoja ja osa näistä absorboituu pysähtyneen shokkiaallon ja ytimen välissä olevaan aineeseen. Neutriinujen vapautuminen aiheuttaa protonineutronitähden sisällä neutronisaation, eli sen että protonit sieppaavat elektroneja ja muuttuu neutroneiksi. Neutriinujen absorboitumisesta väliaineeseen purkautuu niin paljon energiaa että shokkiaallolle tapahtuu ikään kuin uudelleenkäynnistys ja shokkiaalto onnistuneesti räjäyttää supernovana tähden uloimmat osat avaruuteen ja jäljelle jää romahtanut tähden ydin eli neutronitähti jonka massa on noin 1,2 – 2 Auringon massaa ja säde noin 10 – 12 km. Nuoren neutronitähden kuoren ja ytimen lämpötilaerot ovat suuria. Ensimmäisen 10-100 vuoden aikana tähti menettää paljon energiaa neutriinosäteilyn kautta ja lämpötilaerot tasoittuvat tähden jäähtyessä lähes isotermiseksi. [5, 6]

Supernovaräjähdyksessä voi aiheuttaa niin sanotusti potkaisun (engl. pulsar kick), jo-

ka voi muuttaa neutronitähden nopeutta (lineaarista liikemäärää) ja pyörimisakselin suuntaa. Epätasainen supernovaräjähdyks voi saada neutronitähden liikkumaan kovaa vauhtia pitkin avaruutta. Vastasyntyneen neutronitähden sisällä tapahtuu paljon konvektiota, joka voi vaikuttaa sen kiertoimpulssiin ja liike-impulssiin varsinkin supernovaräjähdyksestä aiheutuvan potkaisun yhteydessä. Neutronitähtien pyöriävä liike syntyy, koska kulmamomentti säilyy romahtavassa ytimessä. Kun ydin kutistuu, sen pyörimisnopeus kasvaa samalla tavalla kuin taitoluistelijan pyörähdys nopeutuu, kun hän vetää kädet lähemmäs vartaloa. [7]

1.2 Ominaisuudet

Neutronitähdet ovat poikkeuksellisia astrofysikaalisia kohteita sillä, niillä on paljon ominaisuuksia minkä syntymisestä ja toiminnasta emme vielä tiedä kaikkea. Nämä tähdet ovat suuria tiheydeltään ja niillä on voimakkaimmat tiedetyt magneettikentät. Neutronitähtiä voi olla hankala tutkia niiden pienen koon takia, mutta niiden voimakkaiden ominaisuuksien takia niitä on pystytty tutkimaan ja on saatu tietoa siitä, miten aine käyttäytyy radikaalien olosuhteiden alla. Koska kuitenkin aineen käyttäytymisestä neutronitähden suuren paineen alla ei tiedetä, käytetään teoreettisia malleja täydentämään havaintoja. Teoreettisista malleista ollaan huomattu että neutronitähden rakenne seuraa tilanyhtälöä, joka kertoo paineen, tiheyden ja energian välisestä riippuvuudesta. [8]

Neutronitähdet ovat erittäin tiheitä kappaleita, sillä massa on 1 – 2 Auringon massan luokkaa, mutta säde kuitenkin vain 10 – 12 km suuruinen. Tämä suhteutus tuottaa sen että neutronitähden sisällä vallitsee suuri paine ja tiheys on monta kertaa atomin ydintä tiheämpi. Yksi kuutio senttimetri neutronitähden ainetta painaisi siis noin biljoona kiloa eli $1\text{cm}^3 = 10^{12}\text{kg}$. Suuri paine pitääkin neutronitähettä kasassa ja estää sitä luhistumasta mustaksi aukoksi. [8]

Äärimmäisen suuri gravitaatiokenttä on myös yksi neutronitähtien ominaisuuks-

sista. Voimakas gravitaatio johtuu neutronitähden suuresta tiheydestä. Neutronitähdet ovat mustien aukkojen ohella tiheimpiä tunnettuja astrofysikaalisia kohteita, ja niiden erittäin voimakas gravitaatiokenttä aiheuttaa merkittävää aika-avaruuden kaareutumista sekä gravitaation aikaansaamaa aikadilaatiota niiden läheisyydessä. [8]

Mielenkiintoisin piirre neutronitähdissä on kuitenkin niiden voimakas magneettikenttä joka voi olla jopa biljoonia kertoja maapallon magneettikenttää voimakkaampia. Voimakkaat magneettikentät voidaan selittää kaden mekanismin kautta. Ensimmäinen mekanismi liittyy magneettivuon säilymiseen. Kun massiivinen tähti räjähtää supernovana ja sen ydin romahtaa neutronitähdeksi, tähden säde pienenee tuhansista tai miljoonista kilometreistä noin kymmeneen kilometriin ja koska tähden magneettikenttä on "jäätynyt"/kiinnittynyt plasmaan niin magneettivuo säilyy romahduksessa. Koska pinta-ala pienenee dramaattisesti, mutta vuo pysyy likimain samana, magneettikentän voimakkuus kasvaa voimakkaasti. [9]

Toinen, erityisesti magnetareihin liittyvä mekanismi tapahtuu kun tähti on protonineutroni vaihessa, jolloin tähti on erittäin kuuma, sen sisällä tapahtuu voimakkaita konvektioita (aine kiertää ja sekoittuu) ja se pyörii nopeasti. Kaikki tämä aiheuttaa tähden sisällä tehokkaan magnetohydrodynaamisen prosessin, joka voi vahvistaa magneettikentän jopa $10^{14} - 10^{15}$ gaussin voimakkuuteen. [9]

Koska neutronitähden aine johtaa sähköä erinomaisesti, sen liike indusoi sähkövirtoja. Nämä sähkövirrat puolestaan synnyttävät magneettikenttiä. Jos olosuhteet ovat oikeat, syntyy itseään vahvistava prosessi, jossa liikkuva johtava aine luo sähkövirtoja, joista syntyy magneettikenttiä. Magnetohydrodynamiikassa magneettikentän induktioyhtälö saadaan johtamalla Maxwellin yhtälöt ja Ohmin laki yhdistettyinä plasma-virran malliin. Tämä kuvaa, miten liikkuva sähköä johtava aine vaikuttaa magneettikentän syntymiseen ja selittää samalla, miten heikot alkuperäiset kentät voivat vahvistua liikkeen ja konvektion avulla neutronitähden sisällä.

[9, 10]

1.3 Neutronitähtien havaintoluokat ja magneettikentän merkitys

Neutronitähtiä voidaan luokitella niiden havaittujen ominaisuuksien perusteella useisiin alaluokkiin. Keskeisiä luokitteluperusteita ovat magneettikentän voimakkuus, pyörimisnopeus, ikä sekä havaittu säteilymekanismi. Vaikka eri luokat eivät välttämättä muodosta täysin erillisiä luokkia, ne kuvaavat neutronitähtien erilaisia fyysisiä kehitysvaiheita ja ympäristöjä.

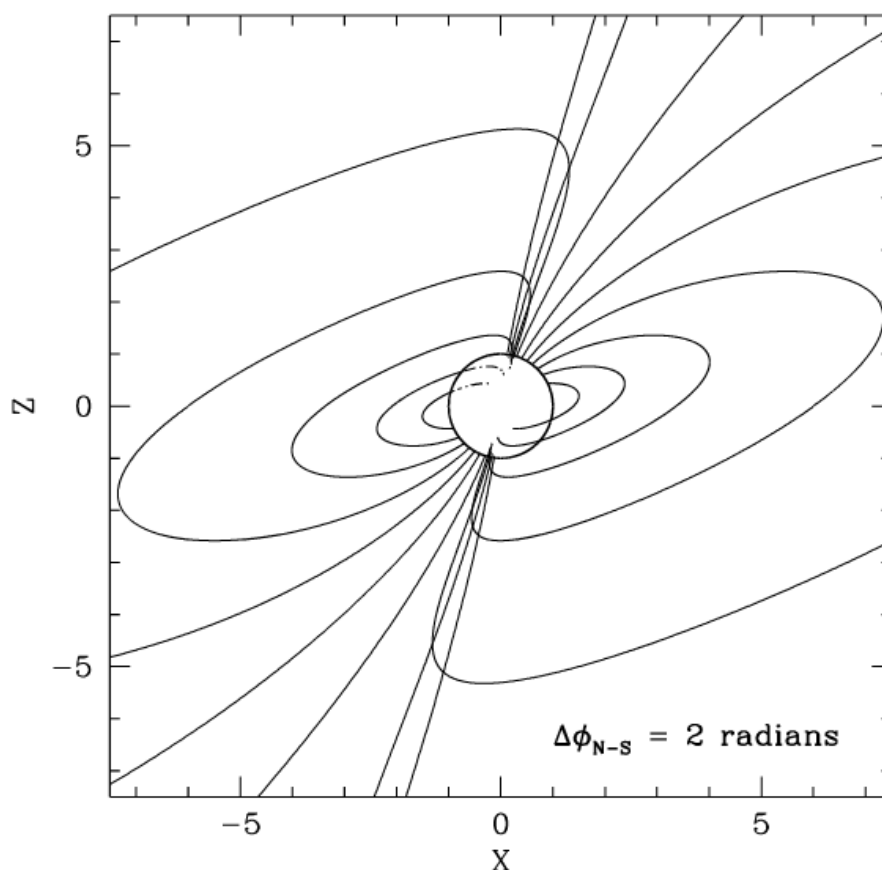
1.3.1 Matalan magneettikentän kohteet

Matalamman magneettikentän neutronitähtiin kuuluvat esimerkiksi radiopulsarit, millisekuntipulsarit sekä osa röntgen- ja gammapulsareista. Näissä kohteissa havaittu säteily syntyy tyypillisesti pyörimisenergian vapautumisesta tai hiukkasten kiihtymisestä magnetosfäärissä. Millisekuntipulsarit ovat vanhoja neutronitähtiä, jotka ovat kiihtyneet nopeaan pyörimiseen akkretion seurauksena kaksoistähtijärjestelmässä, minkä vuoksi niiden pyörimisjaksot ovat erittäin lyhyitä ja stabiileja. [11]

1.3.2 Korkean magneettikentän kohteet

Korkean magneettikentän neutronitähtiin kuuluvat magnetarit, joiden pintamagneettikentät voivat olla luokkaa $10^{14} - 10^{15} \text{G}$, minkä vuoksi ne ovat siis universumin voimakkaimpia tunnettuja "magneetteja". Näissä kohteissa säteilyä hallitsee magneettikenttään varastoituneen energian vapautuminen pikemminkin kuin pyörimisenergia. Magnetarit yhdistetään havaintoluokkiin kuten poikkeaviin röntgenpulsareihin (AXP, engl. Anomalous X-ray Pulsar) ja pehmeään gammasäteilyn toistajiin (SGR, engl. Soft Gamma Repeater), jotka tunnetaan voimakkaista röntgen- ja gammapurkauksistaan. [1, 12]

Magnetarien tapauksessa sisäiset toroidin malliset magneettikenttäkomponentit voivat olla jopa 10 kertaa voimakkaampia, kuin niiden ulkoinen magneettikenttä. Tämä kiertää ulkoista dipolikenttää, mikä vääristää magnetosfäärin rakennetta ja vaikuttaa säteilyn emissio- ja polarisaatio-ominaisuuksiin. Tätä havainnollistaa kuvassa 1 esitetty magnetosfäärin kiertymämalli. [12]



Kuva 1. Esimerkki magnetarien dipolikiertymästä, jossa kiertymäkulma on 2 radiaania [12]

2 Kaksoistähtijärjestelmät

Kaksoistähtijärjestelmä tarkoittaa järjestelmää, jossa kaksi tähteä on gravitaation sitomina toisiinsa ja kiertää yhteistä massakeskipistettään. Tällaiset järjestelmät ovat hyvin yleisiä maailmankaikkeudessa, ja merkittävä osa tähdistä kuuluu kaksois-

tai monitähtijärjestelmiin. Tässä työssä tarkastellaan erityisesti järjestelmiä, joissa neutronitähti kiertää tavallista tähteä, keskittyen niin sanottuihin suuren massan (engl. high-mass) järjestelmiin.

Kun tähti kiertää kaksoisjärjestelmän massakeskipistettä, se vuoroin liikkuu meitä kohti ja vuoroin pois päin. Tämä liike aiheuttaa Doppler-siirtymän, jota voidaan havaita, kun pulssien saapumisajat vaihtelevat jaksollisesti. Tätä vaihtelua kutsutaan radiaalinopeuskäyräksi, ja sen avulla voidaan päätellä monia asioita tähtien välillä, kuten onko pyörimisrata ympyrän (sini-muotoinen käyrä) vai ellipsin muotoinen. Kaikista saaduista tiedoista on voitu määrittää massafunktio, joka määrittää kumppanitähden pienimmän mahdollisen massan: [13]

$$f(M_p, M_c) = \frac{4\pi^2 x^3}{P_b^2 T_\odot} = \frac{(M_c \sin i)^3}{(M_c + M_p)^2}, \quad (1)$$

jossa x on mitattu valosekunteina, $T_\odot \equiv GM_\odot/c^3 = 4.925490947\mu\text{s}$, M_p ja M_c ovat pulsarin ja sen kiertolaisen massat ja P_b on neutronitähtien kiertoaika toistensa ympäri. [13]

Pitkäaikainen pulssien mittausta antaa kuitenkin tarpeeksi lisätietoa, jotta voidaan laskea kaksoistähtisysteemin kokonaismassa periastronin etenemisnopeuden kaavalla:

$$\dot{w} = 3 \left(\frac{2\pi}{P_b} \right)^{\frac{5}{3}} \frac{T_\odot^{\frac{2}{3}} (M_c + M_p)^{\frac{2}{3}}}{(1 - e^2)}, \quad (2)$$

jossa \dot{w} on periastronin etenemisnopeus ja e on radan eksentrisyys. [13]

Jos saatu kokonaismassa on suuri eli enemmän kuin kaksi ja puoli Auringon massaa ($> 2,5M_\odot$), niin toinen kiertävä kappale on toinen neutronitähti tai jopa musta-aukko. [13]

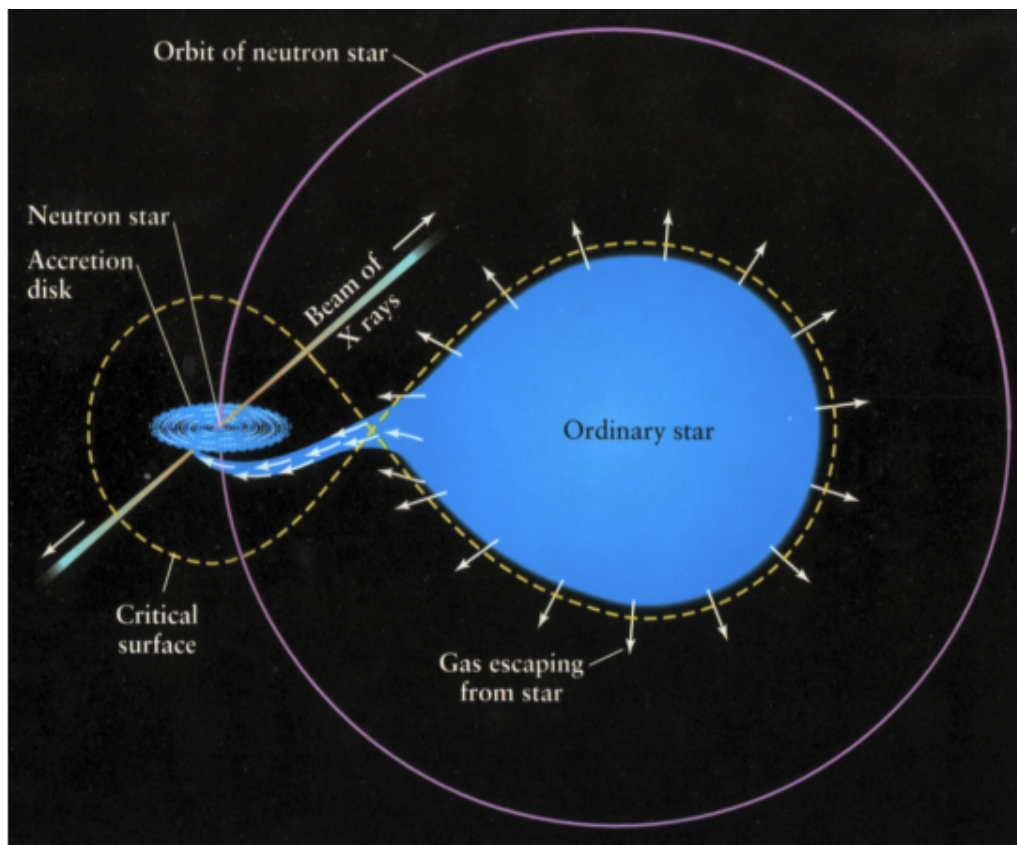
Tällaiset kaksoistähtisysteemit lähtevät liikkeelle kahdesta OB-pääsarjan tähdestä, jotka kiertävät toisiaan. Näistä kahdesta tähdestä toinen on syntyessään isompi. Isompi tähti räjähtää todennäköisimmin ensin supernovana ja jäljelle jää neutroni-

tähti tai musta-aukko. Räjähdyksestä aiheutuva potkaisu voi muuttaa kiertoradan suuntaa, nopeutta, muotoa tai toinen kappale voi jopa lentää posi systeemistä. [13]

Seuraavaksi toinen tähti voi laajentua elinkaarensa lopussa niin että se ympäröi neutronitähden yhteiseen kaasukehään, jolloin kiertorata pienenee esimerkiksi kaasun aiheuttaman kitkan takia. Lopulta toinenkin tähti kehittyy elinkaarensa loppuun. Riittävän massiivinen tähti voi räjähtää supernovana jättäen jälkeensä neutronitähden tai mustan aukon, kun taas pienimassaisempi tähti päättyy valkoiseksi kääpiöksi. Joissakin tapauksissa järjestelmä voi myös hajota supernovaräjähdyksen seurauksena. Ajan kuluessa kuitenkin jotkut näistä systeemeistä yhdistyy aiheuttaen voimakkaita räjähdyksiä, kuten kilonovia (neutronitähtien yhdistyminen). Isoista räjähdyksistä syntyviä gravitaatioaaltoja ja gammasäteilypurkauksia pystytään havaitsemaan. [13]

2.1 Massansiirto ja akreetio

Kun kaksoistähtijärjestelmässä toinen tähdistä laajenee evoluutionsa seurauksena riittävän suureksi, se voi saavuttaa niin sanotun Roche-pinnan, joka on gravitaatio- ja keskipakovoimien yhdessä määräämä kuvitteellinen ekvipotentiaalipinta. Tämä pinta rajaa tilavuuden, jonka sisällä tähti kykenee pitämään kaasunsa gravitaationsa sitomana kiertoliikkeestä huolimatta. Kun tähti täyttää Roche-pintansa, sen ulko-osien kaasu ei pysy enää tähden gravitaation vaikutuksessa, vaan voi virrata kohti kumppanitähteä Lagrangen eli tasapaino pisteiden kautta. Tällöin alkaa massansiirto, jossa ainetta siirtyy systemaattisesti tähdestä toiseen, kuten kuvasta 2 nähdään. [13, 14]



Kuva 2. Massansiirto neutronitähdelle. [15]

Kun ainetta virtaa tähdestä, kohti kumppani tähteä se ei välttämättä putoa tähden itseensä vaan muodostaa ensin pyörivän kaasulevyn ympärille kuvan 2 mukaan. Tämän levyn virtauksen vaikutuksesta massa liikkuu kokoaika enemmän sisäänpäin menettäen kulmamomenttia. Aine pääsee liikkumaan sisäänpäin tähteä kohti, koska se menettää osan pyörimisenergiastaan aineen väliseen kitkaan. Lopulta aine kiertyy tähden pinnalle tai pinnan lähiympäristöön. Tätä aineen kiertymistä kumppanitähden ympärille kutsutaan akreetioksi (engl. accretion). [13]

Kaksoistähtijärjestelmissä neutronitähden ympärille voi muodostua kertymäkiekko (engl. accretion disc), kun kumppanitähdestä siirtyy ainetta, joka jää pyörimään neutronitähden ympärille. Kertymäkiekkoon putoava aine vapauttaa gravitaatioenergiaa, joka säteilee pääasiassa röntgenalueella. Voimakkaan magneettikentän tapauksessa kiekko ei kuitenkaan ulotu tähden pinnalle asti, vaan sen sisäreuna si-

jaitsee kauempana tähdestä, jolloin säteilyominaisuudet poikkeavat yksinkertaisesta kertymäkiekkomallista. Aineen siirtyessä kumppanitähdestä neutronitähden ympärille kiertämään, aineella on tällöin kulmaliikemäärää, joka pitää sen pyörimässä neutronitähden ympärillä Keplerin lakien mukaisesti. Aine menettää osan tästä kulmaliikemäärästään viskositeetin takia eli magneettisten ilmiöiden ja tubulenssin aiheuttaman sisäisen kitkan takia. Näin aine pääsee liikkumaan kiekossa kohti neutronitähteä. [8, 16]

Neutronitähden vahva magneettikenttä muodostaa ympärilleen magnetosfäärin, jonka ulkoreuna eli Alfvénin säde r_A määrittää alueen, jossa magneettinen paine tasapainottaa akretion paineen ja ohjaa plasman magneettikentän kenttälinjoja pitkin kohti magneettisia napoja. [17, 18]

$$r_A = \left(\frac{\mu^2}{\dot{M}(2GM_{ns})^{1/2}} \right)^{2/7}, \quad (3)$$

jossa $\mu = (1/2)B_{ns}R_{ns}^3$ on neutronitähden magneettinen dipolimomentti neutronitähden säteellä R_{ns} ja sen pinnan magneettikentän voimakkuudella B_{ns} . G on gravitaatiovakio, M_{ns} on neutronitähden massa ja \dot{M} on akkretionopeus, jonka oletetaan pysyvän vakiona aineen virratessa Bondin säteeltä neutronitähden pinnalle stationaarisessa mallissa. [19]

Plasman kohdatessa navat se muodostaa akreetiopylväitä (engl. accretion columns). Akkreetiopylväät syntyvät kun akreetio kiekon aine kulkeutuu magneettisille navoille. Tätä ei tule kuitenkaan sekoittaa akreetiosuihkuihin (engl. accretion jets), sillä se on erinlainen ilmiö, jota ei välttämättä kaikkilaneutronitähdillä edes esiinny. [17, 18]

Korkeamassainen röntgen kaksoistähtisysteemi "HMXB" (engl. High-mass X-ray binary) koostuu massiivisesta tähdestä, kuten OB-luokan superjättiläisestä, ja kompaktista kappaleesta, tässä tapauksessa neutronitähdestä, joka akretoi massaa kumppanitähden voimakkaasta tähtituulesta. Kun kaasua liikkuu neutronitähden gravitaa-

tiokentässä kohti neutronitähden pintaa, se vapauttaa gravitaatiopotentiaalienergi-
aa, mikä näkyy voimakkaana röntgensäteilynä. Tähtituulen ominaisuudet vaikutta-
vat röntgensäteilyn voimakkuuteen ja neutronitähden pyörimisjakson sekä kiertoai-
kojen väliseen suhteeseen. Röntgensäteilyn säteilytehoa voidaan kuvata akreetiolu-
minositeettinä L_{acc} . [17, 18]

$$L_{acc} = GM\dot{M}/R_*, \quad (4)$$

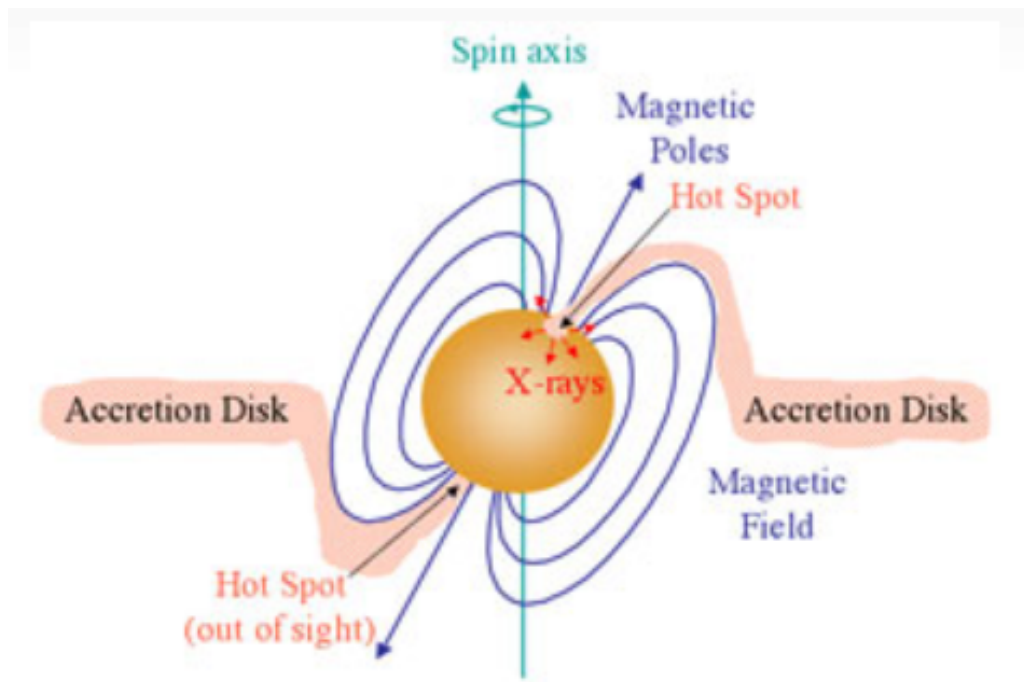
jossa M ja R_* on neutronitähden massa ja säde, G on gravitaatiiovakio ja \dot{M} kertoo
massan akreetiovirrasta.

Matala massaisessa röntgenkaksoistähtisysteemissä "LMXB"(engl. Low-mass X-
ray binary) toinen tähdistä on kompakti objekti (neutronitähti tai musta aukko) ja
toinen on tyypillisesti $1 - 2M_{\odot}$ massainen tähti. Jos kompakti kohde on neutroni-
tähti, sen magneettikenttä on usein heikompi kuin HMXB-järjestelmissä, mikä joh-
tuu siitä, että tällaiset järjestelmät ovat tyypillisesti vanhempia ja neutronitähden
magneettikenttä on ehtinyt heiketä ajan kuluessa magneettikentän vaimenemisen
seurauksena. [20–22]

2.2 Röntgenpulsarit

Pulsareita voidaan havaita, kun niiden magneettikenttä on kallellaan pyörähdysak-
seliin nähden ja magneettikentän napojen lähettämä säteily voidaan havaita jak-
sottaisina intensiteettivaihteluina eli pulsseina. Röntgenpulsari on neutronitähti, jo-
ka säteilee säännöllisiä röntgenpulsseja. Se on osana kaksoistähtijärjestelmää, jos-
sa neutronitähdellä on tavallinen kumppanitähti. Neutronitähti vetää voimakkaan
gravitaationsa avulla kaasua kumppanitähdestä. Tämä aine ei putoa suoraan täh-
den pinnalle, vaan se ohjautuu neutronitähden erittäin voimakkaan magneettikentän
vuoksi magneettisia kenttäviivoja pitkin kohti tähden magneettisia napoja, missä ai-
ne iskeytyy neutronitähden pinnalle relativistisilla nopeuksilla ja vapauttaa valtavan

määrän energiaa röntgensäteilynä magneettisilta navoilta. Kun aine törmää neutronitähden pintaan navoilla, se kuumenee äärimmäisen kuumaksi ja alkaa säteillä voimakkaasti röntgensäteilyä. Näille erittäin kuumille magneettisille napa-alueille syntyy niin sanotut kuumat alueet (engl. hot spot), kuten kuvasta 3 nähdään. [23]



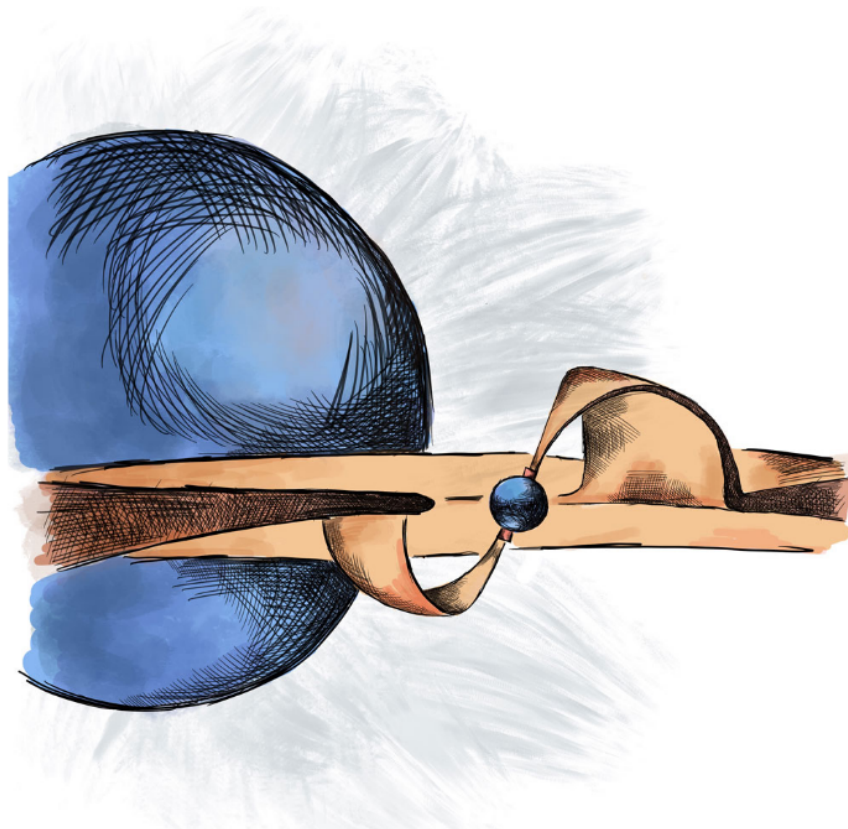
Kuva 3. Röntgenpulsarin asetelma.

<https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/x/X-ray+Pulsar>

Neutronitähti pyörii nopeasti akselinsa ympäri, ja röntgensäteilyä syntyy erityisesti näillä kuumilla napa-alueilla. Koska säteily lähtee kapeina säteilykeiloina, tähden pyöriminen saa säteilyn näyttämään Maasta katsottuna säännöllisesti vilkkuvalta majakan valolta. Tämän vuoksi havaitaan säännöllisiä röntgenpulsseja, joista röntgenpulsarit ovat saaneet nimensä. Pulsseista voidaan myös mitata neutronitähden pyörimisnopeus, joka voi vaihdella sekunneista jopa tuhannesosasekunteihin. [23]

Röntgenpulsarit ovat siksi erityisen kiinnostavia tutkimuskohteita, että niiden säteily kertoo paljon neutronitähden äärimmäisistä olosuhteista. Pelkkä säteilyn kirkkaus, spektrit ja pulssiprofiilit eivät kuitenkaan kerro kaikkea säteilyn syntymeka-

nismeista ja magneettikentän rakenteesta. Tämän takia tutkimalla röntgensäteilyn polarisaatiota saadaan tarkempi kuva säteilyn syntymekanismeista. Röntgenpolarisaation mittaaminen avaa uuden tavan tutkia röntgenpulsareita ja auttaa ymmärtämään tarkemmin, miten säteily syntyy neutronitähden voimakkaassa magneettikentässä.



Kuva 4. Röntgenpulsareissa kumppanitähti luovuttaa materiaalia neutronitähdelle, joka joko muodostaa akkretiokiekon tai virtaa suoraan tähtituulen mukana. Tietyllä etäisyydellä neutronitähdestä, magnetosfäärisäteen kohdalla, magneettikentän paine ohjaa materiaalin liikkeen magneettikentän viivojen mukaisesti kohti tähden magneettisia napoja, missä se menettää energiansa pääosin röntgensäteilynä. [2]

3 Röntgenpolarisaatio

Kaikki sähkömagneettiset säteilyn aallot kukevat poikittain eli niiden sähkökenttävektorit värähtelevät kohtisuorassa alloon menosuuntaan nähden. Polarisaatio tar-

koittaa kun poikittaisen aallon värähtely on suuntautunut tiettyyn suuntaan tai tasoon sen sijaan että se värähtelisi kaikkiin suuntiin. Polarisaatiota voi tapahtua aalolle kun se heijastuu, siroaa, kulkee polarisaatiosuodattimen läpi tai voimakkaassa magneettikentässä. [24]

Röntgenpolarisaatio tarkoittaa, että röntgensäteilyn sähkömagneettisen kentän värähtely osoittaa tiettyyn suuntaan, jota voidaan mitata polarimetrian avulla. Neutronitählien röntgensäteily on usein polarisoitunutta. Tämä syntyy voimakkaan magneettikentän ($10^{12} - 10^{15} \text{G}$) ja tähden ympärillä olevan epäsymmetrisen plasman vaikutuksesta. Koska plasma on sidoksissa magneettikenttäviivoihin niin plasma kulkee sen mukana. Kun röntgensäteily kulkee epätasaisten plasmavirtausten läpi, se kokee anisotrooppisen emissiovaikutuksen: eri polarisaatiotilat etenevät eri tavoin plasmassa, jolloin jäljelle jää järjestäytynyt sähkömagneettisen kentän värähtely, eli polarisaatio. Relativististen elektronien synkrotronisäteily voi tuottaa lineaarista polarisaatiota eristyneissä neutronitähdissä, mutta akkretioivissa röntgenpulsareissa polarisaatio syntyy pääasiassa muista säteily- ja sirontamekanismeista voimakkaassa magneettikentässä. Röntgensäteily voi myös kokea Thomson- tai Compton-sirontaa esimerkiksi kertymäkiekossa tai tähtituulessa, tällöin sirontakulma rikkoo symmetrian ja määrittää sähkökentän värähtelysuunnan, mikä lisää polarisaatiota. Lopuksi, jos säteilylähde ei ole pallosymmetrinen, esimerkiksi litistynyt kertymäkiekko, eri suunnista tuleva säteily ei kumoa toistensa polarisaatiota, jolloin voidaan havaita polarisaatiota. Röntgenpolarisaatio antaa meille mahdollisuuksia tutkia esimerkiksi magneettikentän rakennetta ja säteilygeometriaa. [3]

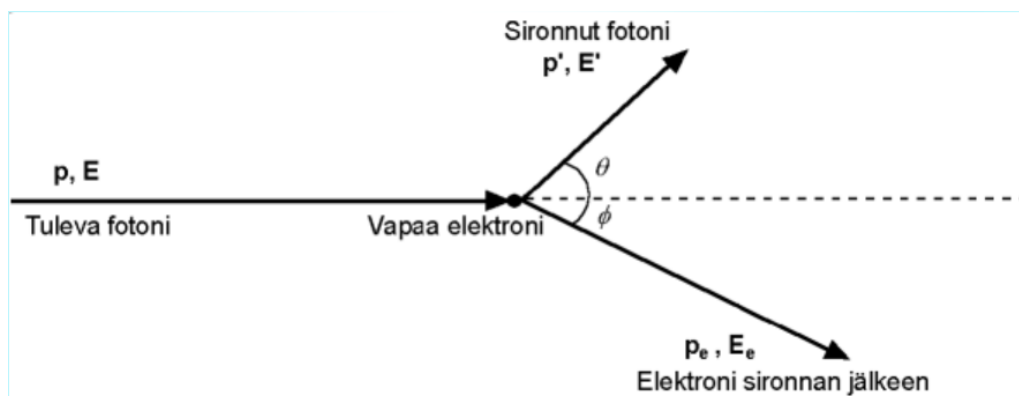
3.1 Mittausmenetelmät

Fotoelektrinen efekti On nykyaikainen ja herkkä menetelmä pehmeän röntgensäteilyn polarisaation mittaamiseen. Menetelmä perustuu siihen, että havaintolaitteen detektoriin saapuvat röntgenfotonit ionisoivat detektorin atomeja, minkä seu-

rauksena atomeista emittoituu fotoelektroneja. Fotoelektrinen elektroni on elektroni, joka irtoaa atomista, kun siihen osuu fotoni ja se luovuttaa energiansa elektronille. Tämän vapautuneen elektronin lähtösuunta vastaa polarisaation suuntaa ja mittaamalla elektronien suuntajakauma, voidaan päätellä säteilyn polarisaatio. Tämä tekniikka on yksi tärkeimmistä röntgenpolarimetrian instrumenteissa, joka löytyy esimerkiksi "Imaging X-ray Polarimetry Explorer"(IXPE) satelliitista. [3, 4]

Bragg-heijastus Perustuu suoraan Braggin lakiin, joka kuvaa miten sähkömagneettinen säteily, tässä tapauksessa röntgensäteily siroaa kiteaineesta. Menetelmässä käytetään monikerrosoptisia rakenteita tai kidepintoja, jotka heijastavat säteitä tietyssä kulmassa (usein 45°). Heijastettujen säteiden intensiteetti riippuu polarisaation suunnasta eli joissain kulmissa heijastus on tehokkaampaa, jolloin polarisaatiotieto näkyy heijastuneen säteilyn kulmajakaumassa ja intensiteetissä.[3]

Comptonin sironta On korkeaenergisien röntgensäteilyn mittaamiseen käytetty menetelmä, jossa röntgensäteet siroavat Comptonin ilmiön mukaan. Compton-sironnassa fotoni törmää elektroniin ja siroaa, jolloin osa fotonin energiasta ja impulssista siirtyy elektroniin ja fotoni lähtee uuteen suuntaan. Fotonit siroavat todennäköisemmin kohtisuoraan alkuperäisen sähkömagneettisen kentän suuntaan, jota voidaan mitata polarimetreillä tekemällä mittauksia sirontakulmista ja siten päätellä säteilyn lineaarisen polarisaation suunta ja voimakkuus. [3, 25]

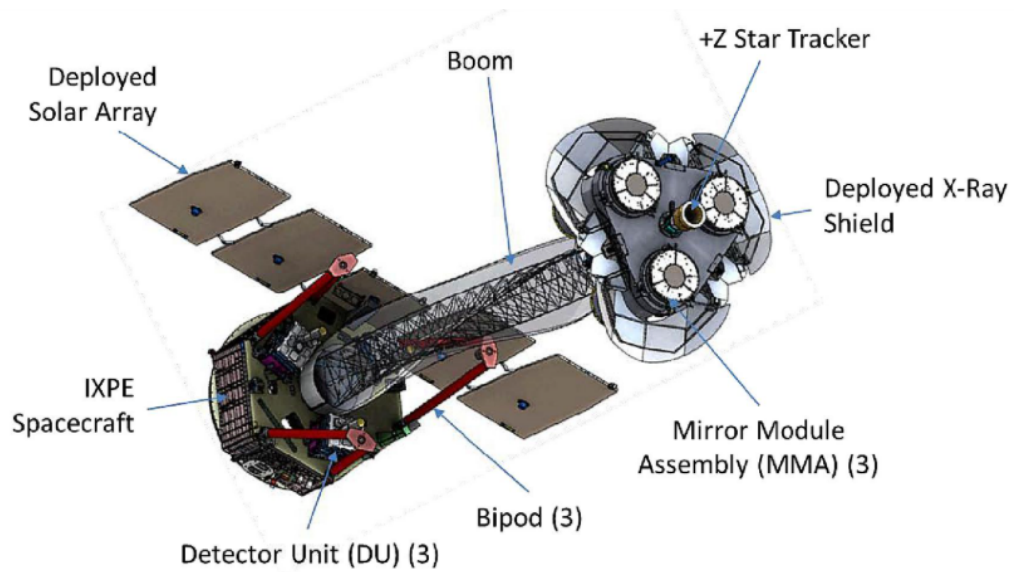


Kuva 5. Comptonin sironta

<https://norssiportti oulu.fi/staff/webbimappi/Compton-sironta.htm>

3.2 IXPE

Imaging X-ray Polarimetry Explorer (IXPE) on NASA:n vuonna 2021 laukaisema satelliitti, joka on suunniteltu kuvantamaan röntgensäteilyn sijaintia, energiaa ja polarisaatiota avaruudesta. IXPE koostuu kolmesta identtisestä peili-detektoriyksiköstä, jotka mahdollistavat samanaikaisen kuvantamisen, spektroskopian ja polarimetrian. Peilit fokusoivat 2 – 8 keV energisiä röntgensäteitä detektorille. IXPE:n toimintaperiaate perustuu fotoelektriseen ilmiöön ja "Gas Pixel Detector" (GPD) on tämän satelliitin keskeinen havaintolaite tälle ilmiölle. GPD toimii poltto tasossa eli tasossa jossa teleskoopin peilit ja linssit kokoavat säteilyn. GPD:n tarkka pikselirakenne mahdollistaa, että suurista röntgenfotonien määristä voidaan mallintaa polarisaation suuntaa ja astetta, lisäksi se mittaa kunkin fotonin energian ja saapumisaajan, josta saadaan tietoa miten polarisaatio käyttäytyy ajan kuluessa. IXPE mahdollistaa uudenlaisena teknologiana sen että voidaan mitata röntgenpolarisaatiota yksittäisistä kohteista. [4]



Kuva 6. Kuva IXPE:n rakenteesta [26]

Vaikka IXPE on yksi tämän hetken tärkeimmistä röntgenpolarisaatiomissioista, laukaisujen ja suunnitteilla olevien projektien kirjo on laajempi. Intian avaruustutkimusorganisaation XPoSat (X-ray Polarimetry Satellite) on maan ensimmäinen polarimetrialle omistettu satelliitti, joka laukaistiin vuonna 2024. Satelliitissa on kaksi pääinstrumenttia: toinen mittaa röntgensäteilyn polarisaatiota ja toinen tarjoaa polarisaation spektriominaisuuksia. XPoSat:n toiminta perustuu Thomsonin sirontaan. Seuraava merkittävä polarisaatiomissio on Kiinan johdolla toteutettava eXTP (enhanced X-ray Timing and Polarimetry), jonka laukaisu on suunniteltu vuodelle 2030. eXTP tulee sisältämään jopa yhdeksän teleskooppia ja sen energiavaihteluväli on 0,5–80 keV, ja sen toteutus on yhteistyöprojekti Kiinan tiedeakatemian, kiinalaisten yliopistojen ja useiden eurooppalaisten tutkimuslaitosten kesken. [27, 28]

4 Pulsareiden röntgenpolarisaatio

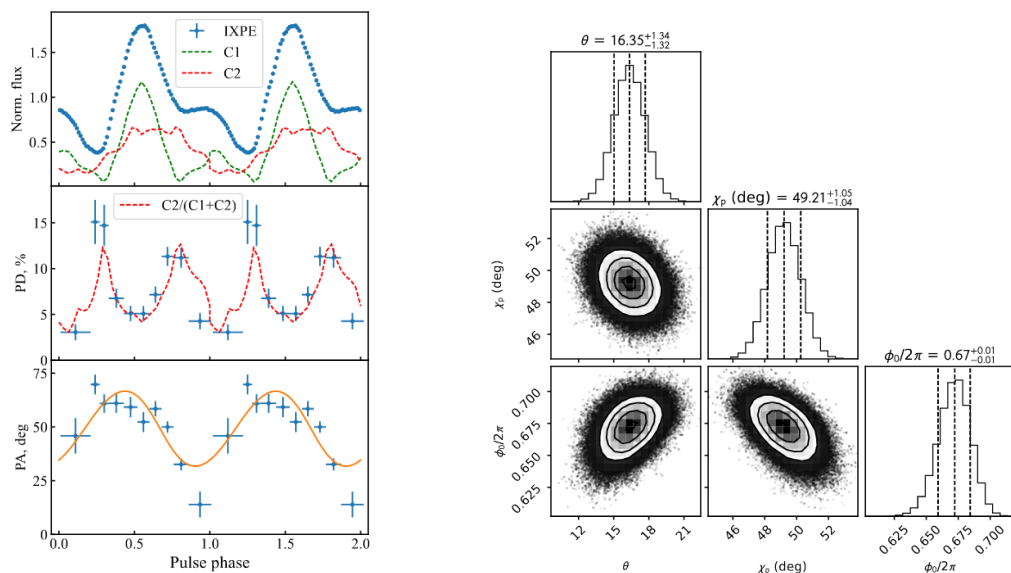
Viime vuosien aikana röntgenpolarimetriaa hyödyntävät havaintolaitteet, kuten IXPE, ovat mahdollistaneet akkretioivien röntgenpulsarien tutkimisen polarisaatiohavaintojen avulla. Röntgenpolarisaatio antaa tietoa säteilyn sähkökentän värähtely-

suunnasta ja paljastaa magneettikenttien ja emissioalueiden rakenteita. Ensimmäiset merkittävät vaihe-erotellut polarisaatiohavainnot akkretioivasta röntgenpulsarista saatiin kohteesta Cen X-3, joka on tarjonnut mahdollisuuden tutkia, miten akkretion ja voimakkaan magneettikentän vuorovaikutus muokkaa havaittavaa röntgensäteilyä ja sen geometrisia ominaisuuksia. [29]

Havainnot tehtiin kahdessa kirkkaustilassa, jotka erosivat noin kertaluokalla säteilyvuon suhteen. Himmennetyssä tilassa polarisaatiota ei pystytty mittaamaan luotettavasti, mutta kirkkaassa tilassa havaittiin polarisaatioaste noin 5,8 prosenttia ja kulma noin $49,6^\circ$. Polarisaatio vaihtelee pulssivaiheen mukana ja on kääntäenverrannollinen säteilyvuon kanssa: maksimi-intensiteetin aikana polarisaatioaste pienenee, ja kulma muuttuu merkittävästi. Tämä käyttäytyminen voidaan selittää sillä, että eri vaiheissa havaitsija näkee säteilyä eri osista akkretiopylvästä ja neutronitähden pinnasta. "Rotating vector model"(RVM) sovituksen perusteella pulsarin pyörimisakselin projektio taivaalla on noin 49° ja magneettinen akseli kallistunut noin 17° pyörimisakseliin nähden, mikä osoittaa, että röntgenpolarimetria antaa suoraa tietoa neutronitähden geometriasta, jota spektri- ja aikahavainnot eivät yksin paljasta.

Havaituissa polarisaatiomittauksissa Cen X-3:ssa on huomattavaa, että polarisaatioaste on paljon pienempi kuin yksinkertaiset mallit ennustaisivat. Voimakkaassa magneettikentässä eri polarisaatiomuotojen vuorovaikutuspoikkipinnat eroavat merkittävästi toisistaan, jolloin toinen polarisaatiokomponenteista voi paeta neutronitähden atmosfäärin syvemmistä kerroksista ja hallita kokonaissäteilyä, minkä vuoksi säteilyn odotetaan olevan voimakkaasti polarisoitunutta. Neutronitähden pintakerroksessa ja akkretiopylväissä tapahtuva polarisaatiotilojen sekoittuminen ja siron-ta voivat vähentää havaittavaa polarisaatiota merkittävästi. Näin ollen cyclotron-säteilyn periaatteet selittävät polarisaation alkuperää, mutta todellinen havaittu polarisaatio syntyy useiden komponenttien, kuten pintakerrosten, akkretiopylväiden ja akkretiokurtainin, yhteisvaikutuksesta. [29]

Yksi työn keskeisistä tuloksista on kuitenkin havainto siitä, että polarisaatioaste on selvästi pienempi kuin monissa teoreettisissa malleissa ennustettu. Tutkijat ehdottavat, että tämä voi johtua neutronitähden pinnan yläkerroksen kuumenemisestä akkretion seurauksena. Kuuma pintakerros voi aiheuttaa polarisaatiomoodien sekoittumista, mikä vähentää havaittavaa polarisaatioastetta. Lisäksi osa polarisaatio-signaalista voi syntyä säteilyn heijastuessa neutronitähden pinnasta tai akkretiovirran muodostamasta niin kutsutusta akkretioverhosta (engl. accretion curtain). [29]



Kuva 7. Havainnot röntgenpulsarista Cen X-3 osoittavat, että polarisaatioaste ja -kulma vaihtelevat pulssivaiheen mukaan, ja polarisaatio on pienimmillään säteilyvuon ollessa suurimmillaan. Rotating vector model selittää tämän vaihtelun ja mahdollistaa pulsarin geometrian, kuten magneettisen akselin kallistuksen ja pyörimisakselin suunnan, arvioinnin. Tulokset viittaavat, että havaittu polarisaatio syntyy eri komponenttien summana, mukaan lukien akkretiopylväät, neutronitähden pinnan kerrokset ja akkretioverhot, ja että polarisaatiomittaukset tarjoavat keskeistä tietoa neutronitähden geometriasta ja säteilyn syntymekanismeista. [29]

5 Yhteenveto

Röntgenpolarisaatio tarjoaa tärkeää lisätietoa neutronitähtien magneettikentän rakenteesta, säteilyn syntyalueista ja geometriasta, jota ei voida saada pelkkien spektri-

ja aikavaihtelumittausten avulla. Polarisaatiomittausten avulla voidaan tutkia esimerkiksi akkretiopylväiden rakennetta ja neutronitähden magneettisen akselin suuntausta. Cen X-3:n kaltaisten kohteiden polarisaatiohavainnot osoittavat, että röntgenpolarimetria tarjoaa uuden ja aiempia menetelmiä täydentävän keinon testata akkretioivien neutronitähtien säteilymalleja.

Uudet röntgenpolarimetriaan suunnitellut satelliitit, kuten IXPE, ovat mahdollistaneet röntgenpolarisaation mittaamisen yksittäisistä kohteista, mikä on avannut uusia mahdollisuuksia neutronitähtien ja röntgenpulsareiden tutkimukseen. Tulevaisuuden polarisaatiomittaukset tulevat todennäköisesti lisäämään ymmärrystä akreetiosta, voimakkaista magneettikentistä ja säteilyn syntymekanismeista äärimmäisissä olosuhteissa.

Tekoälyn käyttö tutkielmassa

Tässä työssä on käytetty mallia ChatGPT 5.3 lähteiden etsimiseen, tekstin sujuvuuden ja oikeakielisyyden parantamiseen ja tiedon hankkimiseen/käsitteiden selittämiseen.

Viitteet

- [1] Isaac Vidana, A short walk through the physics of neutron stars, 2018.
- [2] Alexander Mushtukov ja Sergey Tsygankov, general review on X-ray pulsars, 2023, arXiv:2204.14185 [astro-ph].
- [3] Philip Kaaret, intro to X-ray polarimetry, 2016, arXiv:1408.5899 [astro-ph].
- [4] Michela Rigoselli *et al.*, IXPE detection of highly polarized X-rays from the magnetar 1E 1841-045, 2025, arXiv:2412.15811 [astro-ph].
- [5] H.-Thomas Janka *et al.*, Core-Collapse Supernovae: Reflections and Directions, 2012, arXiv:1211.1378 [astro-ph].
- [6] J. M. Lattimer ja M. Prakash, *Science* **304**, 536 (2004) [doi:10.1126/science.1090720](https://doi.org/10.1126/science.1090720).
- [7] Hans-Thomas Janka, Neutron Star Formation and Birth Properties, 2004, arXiv:astro-ph/0402200.
- [8] J. Alfredo Collazos, Structural characteristics and physical properties of neutron stars: theoretical and observational research, 2023, arXiv:2303.08734 [astro-ph].
- [9] Sandro Mereghetti *et al.*, *Space Science Reviews* **191**, 315 (2015) [doi:10.1007/s11214-015-0146-y](https://doi.org/10.1007/s11214-015-0146-y).
- [10] Induction equation, 2025, page Version ID: 1329656584.
- [11] Andrew Lyne, .
- [12] Sandro Mereghetti, *The Astronomy and Astrophysics Review* **15**, 225 (2008) [doi:10.1007/s00159-008-0011-z](https://doi.org/10.1007/s00159-008-0011-z).
- [13] Konstantin Postnov ja Lev Yungelson, *Living Reviews in Relativity* **17**, 3 (2014) [doi:10.12942/lrr-2014-3](https://doi.org/10.12942/lrr-2014-3).
- [14] Jakub Cehula ja Ondřej Pejcha, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **524**, 471 (2023) [doi:10.1093/mnras/stad1862](https://doi.org/10.1093/mnras/stad1862).
- [15] Manica Perko, .
- [16] Sudip Bhattacharyya, *Advances in Space Research* **45**, 949 (2010) [doi:10.1016/j.asr.2010.01.010](https://doi.org/10.1016/j.asr.2010.01.010).
- [17] Francesca M. Fornasini *et al.*, High-mass X-ray Binaries, 2023, arXiv:2308.02645 [astro-ph].
- [18] Juhan Frank *et al.*, *Accretion Power in Astrophysics: Third Edition* (PUBLISHER, 2002), publication Title: Accretion Power in Astrophysics ADS Bibcode: 2002apa..book.....F.

- [19] N. R. Ikhsanov *et al.*, *Astrophysical Bulletin* **80**, 122 (2025)
[doi:10.1134/S1990341324600923](https://doi.org/10.1134/S1990341324600923).
- [20] Robert Popham ja Rashid Sunyaev, *The Astrophysical Journal* **547**, 355 (2001)
[doi:10.1086/318336](https://doi.org/10.1086/318336).
- [21] Renee M. Ludlam, *Reflecting on Accretion in Neutron Star Low-Mass X-ray Binaries*, 2024, arXiv:2401.15787 [astro-ph].
- [22] P. Chris Fragile *et al.*, *The Astrophysical Journal Letters* **867**, L28 (2018)
[doi:10.3847/2041-8213/aaeb99](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aaeb99).
- [23] X-ray pulsar, 2026, page Version ID: 1334607247.
- [24] S. Trippe, *Polarization and Polarimetry: A Review*, 2014, arXiv:1401.1911 [astro-ph].
- [25] Ettore Del Monte *et al.*, *Compton Polarimetry*, 2023, arXiv:2301.09934 [physics].
- [26] IXPE (Imaging X-ray Polarimetry Explorer) - eoPortal.
- [27] XPoSat, 2026, page Version ID: 1336154251.
- [28] The Enhanced X-ray Timing and Polarimetry (eXTP) mission.
- [29] Sergey S. Tsygankov *et al.*, *The Astrophysical Journal Letters* **941**, L14 (2022)
[doi:10.3847/2041-8213/aca486](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aca486).