Uusia ikkunoita maailman kaikkeuteen

Tähtitieteellinen yhdistys Ursa

**Uusia ikkunoita
maailmankaikkeuteen**

URSAN JULKAISUJA 20

Uusia ikkunoita maailman- kaikkeuteen

TOIMITTAJAT

Kalevi Mattila Heikki Oja

MUUT KIRJOITTAJAT

Juhani Karanka	Vilppu Piirola
Tapio Korhonen	Timo Rahunen
Lauri Malkamäki	Göran Sandell
Tapio Markkanen	Jarmo Torsti
Tapani Perko	Mauri Valtonen
Osmi Vilhu	

Helsinki

TÄHTITIEELLINEN YHDISTYS URSARY

Teoksen tekstit on lisensoitu avoimella CC BY 4.0 -lisenssillä. Piirrosten ja valokuvien lähteet on ilmoitettu kirjassa, ja niitä koskevat normaalit tekijänoikeussäännökset. Tämän teoksen on julkaissut Helsingin yliopiston kirjasto Tähtitieteellisen yhdistyksen Ursan luvalla.

Kannen valokuvat;
Avaruusteleskooppi (piirros Nasa)
Eta Carinae -sumu (kuva © Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., The Cerro Tololo Inter-American Observatory)
Kirjan muut kuvat ja piirrokset
© Ursan kuva-arkisto, Laivanvarustajank. 3, 00140 Helsinki 14, puh. 90-174 048

Kirjan taitto Arja Kyröläinen

ISSN 0357-7937

Painettu K.J. Gummerus Osakeyhtiön kirjapainossa
Jyväskylässä 1983

ISBN 951-9269-21-5

Sisältö

Lukijalle	7
Uusia ikkunoita maailmankaikkeuteen , Kalevi Mattila	8
Radioastronomia , Kalevi Mattila, Lauri Malkamäki, Göran Sandell VLA vihittiin käyttöön, Mauri Valtonen	10 14
Millimetri- ja submillimetritähtitiede , Kalevi Mattila	26
Infrapunatähtitiede , Tapio Markkanen Infrapunataivasta tutkimaan, Juhani Karanka	30 36
Suurten kaukoputkien vuosikymmen , Tapio Markkanen, Heikki Oja	42
Tulevaisuuden isot teleskoopit , Tapio Korhonen	57
Kuvailmaisimet , Vilppu Piirola	64
Tähtitaivas ultravioletisäteiden valossa , Kalevi Mattila, Heikki Oja	67
Havaintotyötä IUE-satelliitilla , Osmi Vilhu	76
Äärimmäinen ultravioletti – viimeinen tutkimaton alue , Heikki Oja	82
Röntgentähtitiede , Kalevi Mattila Uusia röntgentekokuita, Juhani Karanka Einsteinin tuloksia, Heikki Oja	87 93 100
Gammatähtitiede , Heikki Oja COS-B kuvasi Linnunrataa, Heikki Oja	101 104
Neutriinotähtitiede , Timo Rahunen Neutriinon oskillaatiot ja lepomassa, Timo Rahunen	108 114
Kosmiset hiukkaset – avaruuden maratoonarit , Jarmo Torsti Syntyvätkö kosmiset säteet supernovissa, Heikki Oja	117 121
Gravitaatiotähtitiede , Tapani Perko	122
Äyriäissumu säteilee kaikilla aallonpituuksilla , Heikki Oja	126
Peruskäsitteitä	130
Kirjallisuusviitteitä	131
Kirjoittajat ja toimittajat	132
Hakemisto	132
Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry	135
Ursan julkaisuja	136

Lukijalle

Viimeisten kahdenkymmenen vuoden aikana on tähtitieteessä tehty keksintöjä, jotka ovat hämmästyttäneet paitsi tutkijoita itseään myös laajempia kansalaispiirejä. Sellaiset uudet tähtitaivaan kohteet ja ilmiöt kuin kvasaarit, pulsarit, mustan kappaleen taustasäteily, röntgentähdet, tähtienväliset molekyylipilvet ja vielä hypoteettiset mustat aukot ovat esiintyneet usein sanomalehtienkin palstoilla. Näille uusille keksinnöille on ollut luonteenomaista se, että ne ovat perustuneet tähtitieteen uusilla aallonpituusalueilla, siis näkyvän valon alueen ulkopuolella, tehtyihin havaintoihin. Vanhin näistä uusista ikkunoista on radioastronomia, ala joka on juuri v. 1982 viettänyt 50-vuotishulaansa ja saavuttanut siis ns. kypsän iän.

Nykyisin tiedämme että avaruuden kohteet säteilevät kaikilla sähkömagneettisen spektrin aallonpituuksilla lyhimmistä gammasäteistä aina pisimpiin radioaaltoihin asti. Vain näkyvä valo, radioaallot ja muutamat kapeat infrapunasäteilyn kaistat pääsevät maanpinnalle asti. Muita säteilylajeja on päästy tutkimaan vasta avaruusaikakauden mukanaan tuomien raketin, satelliittien ja avaruusluontainten avulla, jotka ovat nostaneet tähtitieteilijän kaukoputket tai muut mittauslaitteet ilmakehän samean tai suorastaan läpäisemättömän kerroksen yläpuolelle.

Rinnan alussa mainittujen uusien kohteiden keksimisen kanssa on kaukoputkien, radioteleskooppien ja muiden havaintolaitteiden alalla tapahtunut parin viime vuosikymmenen aikana niin valtaisa kehitys, että sitä voidaan hyvällä syyllä verrata lähinnä vain siihen historialliseen aikaan kun Galilei ensimmäisen kerran suuntasi kauko-

putken kohden tähtitaivasta. Meille kaikille on tuttu se maailmankuvassa sekä tieteen ja tekniikan kehityksessä tapahtunut mullistus, jonka Kopernikuksen, Keplerin ja Galilein tutkimukset uuden ajan sarastuksessa panivat alulle. Sen sijaan voimme vasta aavistella niitä seurauksia, joita tähtitieteen meneillään olevalla "kultaisella kaudella" tulee olemaan maailmankuvamme ja tieteen sekä tekniikan tulevalle kehityssuunnalle. Voimme kuitenkin jo nyt todeta sen, että tähtitieteen vaatimukset äärimmäisen heikkojen kohteiden havaitsemisesta ja kulmaerotuskyvyn parantamisesta kaarisekunnin tuhannes- ja jopa miljoonasosiin ovat olleet vaikuttamassa mm. radiotekniikan kehitykseen aivan yleisestikin.

Yksi nykyajan tähtitieteen syvällisesti maailmankuvaamme vaikuttava tulos on tieto siitä että me ihmiset olemme kohtalonyhteydessä kaukasiin maailmankaikkeuden kohteisiin – emme ainoastaan ulkopuolisina kaukoputken läpi tähyilevinä tarkkailijoina, vaan myös oman materiaalsen alkuperämme kautta: ne kemialliset alkuaineet, joista ihmisenkin ruumis on rakentunut, syntyivät miljardeja vuosia sitten kaukaisten tähtien kuumissa keskuksissa, joista ne valtaisissa supernovaräjähdyksissä sinkoutuivat ulos avaruuteen. Siellä näitä atomeja kerääntyi pilviksi, joista uuden sukupolven tähdet muodostuivat. Ja eräiden tähtien ympärille muodostui tästä materiaasta myös planeettoja. Toistaiseksi tunnemme vain yhden tällaisen tapauksen – oman aurinkokuntamme, mutta lähivuosina voimme ensimmäistä kertaa onnistua löytämään vieraita aurinkokuntia.

Tässä kirjassa käydään läpi kaista kaistalta koko sähkömagneettinen

spektri ja selostetaan kunkin alueen havaintolaitteita ja havaintotuloksia. Kaikki luvut ovat itsenäisiä, ja lukija voi itse valita, minkäväristen silmäläpi hän haluaa maailmaamme katsoa. Lopuksi on selostettu vielä kaikkien eksoottisimpia tähtitieteen aloja, joiden havainnot ovat pääosin tulevaisuuden asia.

Käsissä oleva kirja on yli viiden vuoden työn tulos. Vuonna 1978 julkaistiin Tähdet ja Avaruus -lehdessä ensimmäiset artikkelit "Uusia ikkunoita maailmankaikkeuteen" -sarjassa. Viimeiset artikkelit ilmestyivät vuoden 1982 lopulla. Nämä artikkelit muodostavat kirjamme perustan. Kukin kirjoittaja on saattanut vuoden 1982 lopulla tekstinsä ajan tasalle. Muokkauksia ja uusia osuuksia kertyi runsaasti, jopa kolme kokonaista uutta artikkelia, ja siksi kirja antaa aiheesta huomattavasti täysipainoisemman ja ajankohtaisemman kuvan kuin Tähdet ja Avaruus -lehden alkuperäiset artikkelit.

Kirja on koetettu saattaa mahdollisimman halvalla lukijoiden käsiin, ja siksi sivut on osittain kuvattu suoraan alkuperäisistä lehden sivuista. Pyydämme anteeksi, että painotyön laatu ei tästä syystä ole aina aivan uuden veroista.

Kiitämme sydämellisesti kaikkia kirjoittajia, jotka tekivät suuren työn artikkelien kirjoittamisessa ja muokkauksessa. Käytännön toimitustyössä oli ratkaisevaa Arja Kyröläisen panos. Suuri osa piirroksista on Veikko Sinkosen puhtaaksi piirtämiä. Kuvituksessa avustivat myös graafikot K. ja I. Ilmanen.

Helsingissä tammikuussa 1983
Kalevi Mattila Heikki Oja

UUSIA IKKUNOITA MAAILMANKAIKKEUTEEN

Vuosituhsien ajan on ihmiskunta tutkinut tähtitaivasta ja aivan viime vuosikymmeniin ja vuosiin saakka on **valo** ollut ainoa sanansaattaja jonka tuomiin viesteihin tietomme meitä ympäröivästä maailmankaikkeudesta on perustunut (meteoritit toivat tietysti oman lisänsä lähiavaruudesta, aurinkokunnastamme). Tähdistä ja muista taivaankappaleista saapuvan valon tutkiminen — sen suunnan, spektrin ja polarisaation mahdollisimman tarkka mittaaminen — on edelleenkin hyvin keskeinen havaitsevan tähtitieteen alue. Viime vuosikymmeninä ja vuosina on kuitenkin "nähty päivänvalon" (vai pitäisikö sanoa "nähty tähtien valon") joukko uusia tähtitieteen aloja, mm. radioastronomia, infrapuna-astronomia, röntgenastronomia, jne. jotka nimensä mukaisesti tutkivat tähtitaivastaan kohteista tulevaa radio-, infrapuna-, röntgen- jne. säteilyä. Samoin kuin optisessa (näkyvä valo) tähtitieteessä on näissäkin kysymys taivaankappaleiden lähettämän **sähkömagneettisen säteilyn** havaitsemisesta ja analysoinnista. Säteilyn aallonpituus vain on toinen. Ihmissilmällä voi havaita aallonpituuksien 400–700 nm (0.0004–0.0007 mm) välillä olevaa sähkömagneettista säteilyä. Optisen tähtitieteen aallonpituusalue on n. 300–1000 nm. Oheisessa taulukossa on esitetty kaavamaisesti sähkömagneettisen säteilyn eri aallonpituusalueet. Nähdään, että optinen alue muodostaa varsin pienen osan koko aallonpituusalueesta. Monet sähkömagneettisen säteilyn aallonpituusalueet ovat meille ennestään tuttuja aivan muista yhteyksistä kuin tähtitieteestä. Tekniikan avulla ihminen on oppinut synnyttämään (lähettämään) ja vastaanottamaan (ilmaistamaan) mm. radioaaltoja, mikroaaltoja ja röntgensäteilyä jo paljon aikaisemmin kuin tähtitaivaan kohteista näillä aallonpituuksilla tuleva säteily oli löydetty.

Tällä hetkellä tähtitiede työskentelee jo sähkömagneettisen spektrin lähes koko aallonpituusalueella, gammasäteilystä (aallonpituus 1/100000 nm) aina pitkäaaltoisiin radioaaltoihin (n. 10 km) saakka. Muutamia täysin "valkoisia läiskiäkin" tosin on, ja monet aallonpituusalueet tunnetaan

vielä varsin puutteellisesti. Yleensä kunkin uuden "ikkunan" aukeaminen vastaa tilannetta joka on merkitykseltään verrattavissa siihen historialliseen hetkeen, jolloin Galileo Galilei ensi kertaa suuntasi kaukoputken kohden tähtitaivasta: aikaisemmin tunnetuista kohteista paljastuu uusia yllättäviä seikkoja ja — mikä vieläkin tärkeämpää — löytyy ennalta arvaamattomia uusia taivaankappaleita ja luonnonilmiöitä.

Kaksi seikkaa on ollut keskeisiä uusien aallonpituusalueiden valtaamisessa: ensinnäkin se että on onnistuttu rakentamaan kyllin herkkiä ilmaisimia kyseisen säteilyn havaitsemiseksi ja toiseksi monissa tapauksissa se että on onnistuttu kohottamaan mittauslaitteet ("kaukoputket") säteilyä imevän ilmakehän yläpuolelle.

Maan pinnalta käsin on mahdollista tehdä esteettömästi havaintoja vain kahdessa ikkunassa, nimittäin optisessa (300–1000 nm) ja radioikkunassa (n. 3 mm–15 m). Tämän lisäksi on infrapuna-alueessa (0.001–

1 mm) useita "sameita" ikkunoita joissa havaintojen teko on mahdollista erikoisen hyviltä (pieni kosteus) havaintopaikoilta korkeilta vuorenhuipuilta. Kaikki muut alueet vaativat siis ilmakehän ulkopuolisia havaintoja satelliiteista, raketeista tai korkealle kohoavista ilmapalloista käsin.

Tässä kirjassamme käsitellään tähtitieteen uusia ikkunoita maailmankaikkeuteen. Tarkoituksena on kertoa kullakin alueella havaituista uusista kohteista ja muista tutkimustuloksista, mutta myös alueella käytetyistä havaintolaitteista, "kaukoputkista".

Paitsi sähkömagneettisen säteilyn eri aallonpituusalueita tullaan kirjassa käsittelemään myös maailmankaikkeudesta tulevia (vielä hypoteettisia) gravitaatioaaltoja (gravitaatioastronomia), neutriinoja (neutriinoastronomia) ja muita hiukkasia (kosminen säteily).

Kalevi Mattila

SÄHKÖMAGNEETTISEN SÄTEILYN AALLONPITUUSALUEET		
Aallonpituus	Taajuus	Nimitys
– 0.01 nm		Gammasäteily
0.01–0.1 nm		Kova röntgensäteily
0.1–10 nm		Pehmeä röntgensäteily
10–100 nm		Äärimmäinen ultraviolett
100–400 nm		Lähiultraviolett
300–1000 nm		Näkyvä valo
1–40 μm		Lähi-infrapuna
40–330 μm		Kaukoinfrapuna
0.1–1 mm		Submillimetrialue
1–10 mm	300–30 GHz	Millimetriradioaallot
1–100 cm	30–0.3 GHz	Senttimetri- Mikro- radioaallot aallot
1–10 m	300–30 MHz	Metriaallot
10–100 m	30–3 MHz	Lyhyet aallot
0.1–1 km	3–0.3 MHz	Keskipitkät aallot
1–10 km	300–30 kHz	Pitkät aallot
100 km	3 kHz	Erittäin pitkät aallot
1 nm = 10 ⁻⁹ m	1 GHz = 10 ⁹ Hz	
1 μm = 10 ⁻⁶ m	1 MHz = 10 ⁶ Hz	
	1 kHz = 10 ³ Hz	

RADIOASTRONOMIA

Vuonna 1930 amerikkalainen fyysikko Karl Jansky Bellin puhelinlaboratoriosta tutki kaukaisten rajuilmakeskusten häiriövaikutusta pitkiin radioyhteyksiin. Tarkoituksena oli yhteyksien parantaminen Atlantin yli. Hänellä oli käytettävissään melko tarkka suunta-antenni, jolla voitiin paikallistaa suunta, josta radioaallot tulevat. Aallonpituus oli 14,6 metriä. Jansky löysikin runsaasti kaukaisia häiriökeskuksia. Mutta vuonna 1932 hän löysi häiriökeskuksen joka poikesi muista. Se nimittäin liikkui päivän kuluessa idästä länteen. Aluksi Jansky arveli, että se oli Aurinko, koska Aurinko silloin oli säteilylähteen suunnassa. Kun hän pitempään seurasi häiriölähteen liikettä hän saattoi todeta, että se pysyi kiintotähti-taivaan kiertoliikkeen mukana eikä pian ollut enää Auringon suunnassa. Säteily tuli Jousimiehen tähtikuvios-ta, siis suunnasta missä tiedämme Linnunradan keskuksen sijaitsevan. Jansky oli tehnyt merkittävän keksinnön, itse asiassa aivan sattumalta (näin usein käy suurimpien keksintöjen suhteen, koska niitä ei osata odottaa). Hän oli osoittanut, että taivaalta saapuu radiosäteilyä. Lisäksi oli tullut osoitetuksi, että ilmakehä läpäisee näkyvän valon lisäksi myös radioaaltoja. Näin olivat radioyhteydet parantuneet paljon kauemmas kuin Atlantin taakse.

Radiotekniikan synty

Jansky keksintöä edelsi useita vuosikymmeniä kestänyt kehitys radiotekniikan alalla. Perustuksen tälle alalle loi englantilaisen Clark Maxwellin vuonna 1865 esittämä sähkömagneettinen kenttäteoria, josta seurasi puhtaasti teoreettisesti sähkömagneettisten aaltojen olemassaolo. Tällaista sähkömagneettista aaltoliikettä on mm. näkyvä valo, jonka aallonpituus on 400–700 nm (0,0004–0,0007 mm). Valoa paljon pitempiaaltoisten radioaaltojen (aallonpituus > 1 mm)

Kuva 1. 100 metrin läpimittainen Max-Planck-Institut für Radioastronomien radioteleskooppi Effelsbergissä Bonnin lähellä (Länsi-Saksa). Se on maailman suurin täysin suunnattava paraboloidiantenni. (Kuva G. Hutschenreiter)

Sähkömagneettisen spektrin pisimpiä aallonpituuksia sanotaan radioaalloiksi. Niistä voidaan tehdä havaintoja noin yhden millimetrin ja yli sadan metrin välisillä aallonpituuksilla. Radioalue oli ensimmäinen "uusi ikkuna maailmankaikkeuteen", ja se alkoi raottua 1930-luvulla.

olemassaolon todisti kokeellisesti saksalainen Heinrich Hertz vuonna 1888. Hetzin tutkimustulokset tulivat nopeasti hyödylliseen käyttöön kun italialainen Marconi vuonna 1895 keksi käyttää radioaaltoja langattomassa lennättimessä.

Tähtitieteilijät suhtautuivat Jansky keksintöön aluksi epäilevästi. Teoreettisesti oli tutkittu voisivatko taivaankappaleet lähettää niin voimakasta radiosäteilyä, että se voitaisiin havaita Maan pinnalla. Oli tultu kielteiseen tulokseen. Asian eteenpäin vieminen jäi aluksi harrastelijoille. Amerikkalainen radioinsinööri Grote Reber innostui Jansky keksinnöstä. Hän rakensi puutarhaansa 10 metrin läpimittaisen paraboloidipeilin. Vuodesta 1937 alkaen Reber tutki järjestelmällisesti taivaalta tulevaa radiosäteilyä ja valmisti kartan, jossa oli esitettynä Linnunradasta tulevan taustasäteilyn voimakkuus 1,9 metrin aallonpituudella. Näin oli tullut selvästi osoitetuksi radioaaltojen arvo tähtitieteelle. Reberin tulokset ilmensivät v. 1940 ja 1944 tärkeimmässä tähtitieteellisessä julkaisussa, *Astrophysical Journal*issa, jonka välityksellä ne nopeasti levisivät yleiseen tietoisuuteen tähtitieteilijöiden keskuudessa. Nyt tähtitieteilijätkin innostuivat asiaan. Järjestelmällinen tutkimus alkoi. 1940-luvun aikana onnistuttiin osoittamaan Auringosta tuleva radiosäteily sekä metriaalloilla (Auringon pilkkuihin ja flare'ihin liittyvät purkaukset) että senttimetriaalloilla (Auringon kromosfäärin 2000 K lämpötilaa vastaava "lämpösäteily"). Sodan aikana kehitettyä tutkaa käyttäen tutkittiin meteorien jättämiä vanoja ilmakehässä ja vastaanotettiin Kuuhun lähetetty tutkasignaali. Kuusta tuleva

lämpösäteily löydettiin senttimetriaalloilla.

Vuonna 1946 J. S. Heyn johtama ryhmä Englannissa keksi ensimmäisen erillisen radiolähteen Joutseen tähtikuviossa; se sai nimekseen Cygnus A. Englantilaiset Ryle ja Smith keksivät vuonna 1949 radiolähteen Cassiopeia A, joka on (metriaalloilla) taivaan voimakkain erillisen radiolähteen. Taurus A, Virgo A ja Centaurus A keksittiin jo varhaisessa vaiheessa englantilaisten tai australialaisten toimesta. Nämä radiolähteet eivät olleet minkään kirkkaan tähden suunnassa.

Radioalueen tärkeys huomataan

Radioastronomian kehitykselle hyvin merkittäviä olivat vuodet 1950–51. Tällöin löydettiin Linnunradan neutraalin vetykaasun lähettämä spektriviiva aallonpituudella 21 cm, jonka hollantilainen van de Hulst oli teoreettisesti laskenut. Viivan havaitseminen tapahtui miltei samanaikaisesti kolmessa eri maassa: Ewen ja Purcell USA:ssa, Muller ja Oort Hollannissa ja Christiansen ja Hindman Australiassa. Muita merkittäviä löytöjä oli Andromedan sumun (M 31) (jatkuva) radiosäteilyn havaitseminen, radiolähteen Cygnus A ja Cassiopeia A identifiointi optisesti havaittujen kohteiden kanssa, joka kävi mahdolliseksi Cambridgesissä (Ryle, Smith) kehitettyjen entistä tarkempien radiolähteen paikanmääräysmenetelmien ansiosta. Teorian alalla hyvin tärkeä oli tulos, että Linnunradasta ja erillisistä radiolähteistä tuleva pitkäaaltoinen ($\lambda \gtrsim 1$ m) säteily on ilmeisesti ns. synkrotronisäteilyä. Hyvin perustavanlaatuinen oli havainto että myös radiolähteet, samoin kuin tähdetkin, tuikkivat. Tuikkimisen syy vain on radioaalloilla toinen, nimittäin ilmakehän ylimpien, ionisoituneiden kerrosten (ionosfäärin) epäsäännöllisyydet.

Täten oli vuoden 1951 loppuun mennessä luotu perusta kaikkien radioastronomian eri haarojen kehittymiselle. Oli myös käynyt selväksi, että radioastronomiset havainnot muodostuivat tärkeäksi astrofysiikan osaksi. Optisen ja radioastronomian yhteen-sulautuminen oli jo tässä vaiheessa

alkanut, kuten radiolähteiden optinen tunnistaminen ja Linnunradan rakenteen tutkimukset 21 cm spektriviivan ja optisten havaintojen pohjalta osoittivat. Nykyisin onkin mahdollista puhua radioastronomiasta jonkinlaisena muusta tähtitieteestä irrallisena alueena.

1950-luvun alusta kuluneina vuosina on yksi keskeisen tärkeä kehitys suunta radioastronomiassa ollut suuntatarkkuuden parantaminen yhdistämällä kahdesta tai useammasta erillisestä radioteleskoopista tulevat signaalit. Toinen tärkeä kehitys suunta tekniikan alalla on ollut millimetrialueen mukaantulo viime vuosina. Eräät kiehtovimmat uudet maailmankaikkeuden kohteet ja ilmiöt on viime vuosina keksitty juuri radioastronomisesta: kvasaarit (vuonna 1963), kosminen 3 asteen taustasäteily (v. 1965), pulsarit (v. 1967) ja mutkikkaat tähtienväliset molekyylit (1970-luvulla).

Radioteleskoopit

1940-luvun lopulla muodostettiin useita radioastronomian tutkimusryhmiä ja perustettiin radio-observatorioita. Monet näiden tutkijoista olivat työskennelleet tai saaneet koulutuksensa tutkan kehitystyön parissa toisen maailmansodan aikana ja samaa perua olivat myös ensimmäiset radioteleskoopit, sillä tutka-antenneita käytettiin alkuaikoina laajalti radioastronomisessa tutkimuksessa. Huomattavimpia tutkimusryhmiä olivat Oortin johtama Dwingeloon ryhmä Hollannissa, Martin Rylen johtama Cambridgen ryhmä ja Bernard Lovellin ryhmä Jodrell Bankin observatoriossa Englannissa. Myös Australiassa oli erittäin merkittävä Bowenin ja Pawsey'n johtama tutkimusryhmä. 1950-luvun lopulla perustettiin USA:ssa Kansallinen radioastronominen observatorio (NRAO), joka on tämän hetken tuotteliain radio-observatorio maailmassa.

Radioteleskooppi on laite joka kerää radioaaltoja laajalta alueelta. Vastaanottimessa teleskoopista saatu signaali ensin vahvistetaan ja saataan lopuksi ihmiselle havaittavaan muotoon. Radioastronomiassa käytettävien antennien monimuotoinen joukko voidaan jakaa esimerkiksi kolmeen ryhmään seuraavasti: täysin suunnattavat antennit, rajoitetusti suunnattavat antennit ja kiinteät antennit. Kosmisten radiosignaalien luonteen vuoksi, nehan ovat hyvin heikkoja ja valoon verrattuna pitkä-

aaltoisia, on riittävän kulmaerotuskykyyn ja herkkyys saavuttamiseksi antennit yleensä rakennettava varsin suuriksi. Tämän vuoksi on usein ollut taloudellisempaa turvautua vain osittain suunnattaviin tai jopa kiinteisiin rakenteisiin. Kaikkein monipuolisin antennityyppi on kuitenkin täysin suunnattava paraboloidinen "malja-antenni". Tällainen antenni muodostuu suuresta paraboloidisesta pääpeilistä ja joissakin antenneissa on lisäksi polttopisteen lähellä pienempi hyperboloidinen apupeili, josta radioaalto heijastuvat takaisin päin sekundaaripolttopisteeseen pääpeilin pinnan lähelle (ns. Cassegrain-teleskooppi). Antennista tuleva signaali johdetaan polttopisteeseen sijoitetun suppuronmuotoisen syöttötorven tai dipolin välityksellä vastaanottimeen.

Kun optisella kaukoputkella katsotaan tähteä, se ei näy pistemäisenä (vaikka ilmakehän häiriöitäkään ei olisi) vaan pienenä diffraktiolevynä, jossa

kirkkaus pienenee reunalle päin ja jonka ympärillä on vielä valoisia renkaita. Aivan vastaava ilmiö esiintyy luonnollisesti myös radioteleskoopissa. Tällöin keskellä olevasta diffraktiolevystä käytetään nimitystä *pääkeila* ja ympäröivistä renkaista nimitystä *si-vukeilat*. Pääkeilan *puoliarvolevy* (HPBW = half power beam width) käytetään yleensä kuvaamaan radioteleskoopin kulmaerotuskykyä, ja se tarkoittaa niiden pisteiden välimatkaa joissa pistemäisen kohteen aiheuttaman diffraktiolevyn kirkkaus on puolet puolien huippuarvostaan. Paraboloidiantenneille se saadaan kaavasta $HPBW = 70^\circ \times (\lambda/D)$, jossa λ = aallonpituus ja D = antennin läpimitta samoissa yksiköissä (esim. metreissä). Sama kaava pätee myös optisille kaukoputkille. Silmän erotuskyky on noin 2 kaariminuuttia. Yhtä tarkan radioteleskoopin läpimitan 1 metrin aalloilla pitäisi yllä olevan kaavan mukaan olla 2 km! 5 mm aalloilla riittää läpimitaksi

Kuva 2. Cambridgen 5 kilometrin apertuurisynteesiradioteleskooppi. Yksittäisen peilin läpimitta on 13 m.

10 metriä samaan kulmatarkkuuteen pääsemiseksi.

Radioteleskoopissa käytetään suuren koon vuoksi tavallisesti atsimutaalista pystytystä, jolloin toinen akseli on pystysuorassa ja toinen vaakasuorassa. Antennin suuntaus ja lähteen vuorokautisen liikkeen seuranta tapahtuvat nykyisin melkein poikkeuksetta tietokoneen avulla.

Peilipintojen tarkkuusvaatimus riippuu vastaanotettavasta aallonpituudesta. Pinnan virhe, so. pinnan keskimääräinen poikkeama täydellisestä paraboloidista saa olla enintään $1/10-1/20$ halutusta minimiaallonpituudesta. Siis esimerkiksi 1 cm:n radioaaltoja vastaanottavan antennin pintatarkkuuden on oltava vähintään 1 mm. Mitä suurempi antenni on sitä vaikeampaa on suuren pintatarkkuuden saavuttaminen ja niinpä esimerkiksi 1-3 mm:n aaltoalueen antennien läpimitat ovat vain n. 5-20 mm.

Tavallisesti on ainakin herkin osa vastaanotimesta asennettu suoraan antennin fokukseen, loppuosa taas on antennin läheisyydessä sijaitsevassa ohjaus- ja valvontahuoneessa, jonne on sijoitettu myös tiedon tallintalaitteet. Vastaanotimesta saatava signaali muutetaan tietokoneella luettavaan muotoon ja talletetaan magneettinauhalle (tai reikäkortille tai -nauhalle) myöhemmää käsittelyä varten. Järjestelmään kuuluu myös tarkkailuinstrumentti toimiva piirturi. Antennia ohjaa ja vastaanotinlaitteiston toimintaa säätelee tavallisesti pientietokone, jota myös käytetään mittaustulosten nopeaan "on line" -käsittelyyn tulosten välittömän tarkkailua varten.

Radio-observatoriot

Radioteleskooppeja on vaikeaa asettaa suuruusjärjestykseen niiden monimuotoisuuden ja erikoistuneisuuden (eri teleskooppeilla eri aallonpituusalue) vuoksi. Taulukossa 1 on esitetty suurimmat "maljamaiset" radioteleskoopit.

Millimetrialueen radioteleskoopit muodostavat oman ryhmänsä. Aallonpituusalueella 1-8 mm pinnan tarkkuusvaatimus on niin suuri, että yli 20 metrin läpimittaisia teleskooppeja ei ole toistaiseksi rakennettu, mutta juuri valmistumassa on kylläkin 30 metrin läpimittainen teleskooppi Ranskan ja Länsi-Saksan yhteistä millimetrialueen observatoriota varten (Institut de Radioastronomie Millimétrique). Tähän mennessä tehokkain millimetrialueen radioteleskooppi on Kitt Peakin vuorella Arizonassa USA:ssa sijaitseva

TAULUKKO 1.
SUURIMMAT "MALJAMAISET" RADIOTELESKOOPIT

Läpimitta	Lyhin aallonp.	Sijainti	Huomautuksia
305 m	5 cm	Arecibo, Puerto Rico, USA	Rajoitetusti suunnattava
100 m	8 mm	Effelsberg, Länsi-Saksa	Suurin täysin suunnattava teleskooppi
91.5 m	5 cm	Green Bank, West Virginia, USA	Rajoitetusti suunnattava ns. transiiteleskooppi
76.2 m	10-20 cm	Jodrell Bank, Macclesfield, Englanti	Ensimmäinen suuri paraboloidipeili
70 m	1.5 cm	Jevpatoria, Krim, Neuvostoliitto	Kuuluu Kaukaisten avaruusyhteyksien keskukselle
64 m	1.5 cm	Goldstone, Kalifornia, USA	Kuuluu USA:n avaruushallinnolle Nasalle
64 m	2.5 cm (3 mm)	Parkes, Australia	Antennin 17 m:n keski-osaa voidaan käyttää aina 3 mm:iin asti
64 m	1.3 cm	Tidbinbilla, Australia	Kuuluu Nasalle
64 m	1.3 cm	Madrid, Espanja	Kuuluu Nasalle

NRAO:n 11 m:n läpimittainen paraboloidi, joka valmistui v. 1967 ja jolla on tehty havaintoja 1 mm aallonpituudelle asti. Kaksi muuta jo kauan käytössä ollutta millimetrialueen antennia ovat neuvostoliittolaiset Lebedevin Fysikaalisen Instituutin (valm. 1957) sekä Krimin Astrofysikaalisen observatorion 22 metrin läpimittaiset antennit, joiden minimiaallonpituus on noin 8 mm. Kilpailijoita on kuitenkin ilmaantunut, sillä Amherstiin (Massachusetts, USA) on valmistunut 13.7 m:n peili, jonka tarkkuus lienee samaa luokkaa kuin Kitt Peakin peillä, ja Räässä Ruotsissa (Göteborgin lähellä) on äskettäin saatu käyttöön 20 m:n peili, joka on käyttökelpoinen ainakin vielä 2 mm:n aalloilla. Myös Itäpöytämaassa Brasiliassa sekä Kirkkonummella Suomessa (Teknillisen korkeakoulun radiolaboratorio) on tarkat 13.7 m:n radioteleskoopit, joilla voitaneen tehdä havaintoja n. 3 millimetrin aallonpituudelle saakka. Vastaavanlainen radioteleskooppi on myös Espanjassa Madridin lähellä.

Koska todella suuret, yli 200 metrin läpimittaiset täysin suunnattavat radioteleskoopit ovat hyvin kalliita tai suorastaan mahdottomia rakentaa, on ongelma pyritty kiertämään rakentamalla monta pienempää teleskooppi toimimaan yhteen kytkettyinä. Näitä laitteita kutsutaan interferometreiksi ja ne rakennetaan nykyisin tavallisesti täysin suunnattavista

paraboloidipeileistä jonon muotoon. Mikäli yhden tai useamman antennin paikkaa jonossa on lisäksi mahdollista muuttaa, voidaan tällaisella antennijonolla päästä samaan lopputulokseen kuin yhtenäisellä paraboloidiantennilla, jonka läpimitta on sama kuin antennijonon pituus. Koska antennijonon antennien yhteinen pinta-ala on paljon pienempi kuin vastaavan yhtenäisen paraboloidipinnan, on laitteen herkkyys kuitenkin pienempi. Antennijono antaa tietyllä havaintohetkellä hyvän kulmaerotuskyvyn vain antennijonon suunnassa (esim. itä-länsisuuntainen antennijono rekta-skensiosuunnassa meridiaaniin katsottaessa) kun taas tätä vastaan kohtisuorassa suunnassa erotuskyky ei ole sen parempi kuin jonon yksityisellä antennilla. Maapallon vuorokautisen pyörimisliikkeen vaikutuksesta antennijonon suuntakulma lähteestä katsottuna kuitenkin muuttuu. Useiden 12 tuntia kestävien havaintojaksojen (joiden välillä antennia siirretään uusiin paikkoihin kiskoja pitkin) tulokset tietokoneella yhdistämällä on mahdollista laatia havaitusta alueesta kartta, joka vastaa ko. suurta kulmaerotuskykyä kummassakin koordinaattisuunnassa. Tällaisen havaintosarjan tuloksena saadaan siis samanaikaisesti kartoitetuksi tietty alue tai vaalla, jonka ala vastaa yhden jonoon kuuluvan yksittäisen antennin keilaa. Tässä suhteessa menetelmä vastaa valokuvausta, jossa myös saadaan sa-

VLA vihittiin käyttöön

Uusi suuri radioteleskooppi on valmistunut Yhdysvaltoihin Uuden-Meksikon osavaltioon. Teleskoopin nimi on VLA (Very Large Array eli hyvin suuri antennilinja), ja se on maailman suurin radioaaltoluella kuvia muodostava teleskooppi.

Radioaalloilla on kauan ollut vaikeuksia tarkan kuvan muodostamisessa, koska teleskoopin erotuskyky (so. pienin välimatka, jonka päästä kaksi läheistä tähteä voivat erottua kahtena tähtenä kaukoputkessa) on suoraan verrannollinen käytettyyn aallonpituuteen. Radioastronomiassa tutkitaan yleisesti aaltoja, jotka ovat noin 100 000 kertaa valoaaltoja pidempiä. Kun 12 cm läpimittaisella amatöörin kaukoputkella voi periaatteessa saavuttaa yhden kaarisekunnin erotuskyvyn, vastaavaan saavutukseen päästään radioteleskoopilla vasta kun sen läpimitta on noin 12 km. Teleskoopin peilin pinnan täytyy olla oikean muotoinen tarkkuudella, joka on paljon parempi kuin käytetty aallonpituus. Siten em. radioteleskoopin pinta ei saisi vääristyä mistään kohdasta senttimetrinkään vertaa sitä eri suuntiin käännettäessä. On kyseenalaista voiko tällaista 12 km läpimittaista antennijärjestelmää ollenkaan konstruoida.

Ongelman ratkaisemiseksi voidaan ajatella 12 km läpimittainen, ympyrämuotoinen alue täytetyksi pienemmillä radioteleskoopeilla, joista kukin vastaa suuren teleskoopin pinnan yhtä osaa. Silloin eri pinnan osista saapuneet signaalit voidaan yhdistää tietoko-

neessa sen sijaan, että ne yhdistyisivät automaattisesti ison teleskoopin polttopisteessä. Jos kukin pienistä antennista olisi esim. 12 metriä läpimitaltaan, voimme helposti laskea, että 12 kilometrin läpimittaisen alueen täyttämiseksi tarvitaan noin miljoona teleskooppia. Tämä suunnitelma aivan ilmeisesti kaatuu kustannuskykyyn.

Käytännössä osoittautuu kuitenkin riittäväksi täyttää 12 km alue harvempaan pienillä kaukoputkilla. Joka tapauksessa tarvittaisiin vieläkin satoja pieniä antennejä. Kustannuksia voidaan edelleen alentaa, jos käytetään hyväksi maan pyörimisliikettä akselinsa ympäri. Valittakoon antenniverkoston keskustaksi vaikkapa maan pohjoisnapa. Silloin kukin antenni kiertää navan ympäri kerran vuorokaudessa ja kattaa renkaanmuotoisen alueen. Sen sijaan että yhdistäisimme antennin vastaanottamat signaalit heti, panemme ne muistiin tietokoneeseen ja yhdistämme eri renkaan kohdista ja eri antennista saadut signaalit vasta vuorokauden kuluessa. Kosmisten radiolähteiden kohdalla voimme yleensä olettaa, ettei lähde ole muuttunut vuorokauden kuluessa, joten eri renkaiden kohdista eri vuorokauden aikoina katsellaan samaa radiosäteilyä.

Käytännössä voimme asettaa antennit suoraan 12 km mittaiseen linjaan, jonka keskipiste on maan navalla. Silloin jo 12 tunnin kuluessa linja on peittänyt koko 12 km läpimittaisen alueen, ja signaalit voidaan yhdistää. Jos meillä on enemmän antennejä käytettävissä,

voimme muodostaa Y:n muotoisen antennisommitelman navan ympärille, jolloin radiolähteen kuva voidaan panna kokoon jo 8 tunnin kuluessa.

Tätä menetelmää kutsutaan apertuurisynteesiksi, ja sitä on erityisesti kehittänyt Sir Martin Ryle Cambridgen yliopistosta. Tämän työn ansiosta hänelle myönnettiin fysiikan Nobelin palkinto v. 1974. Antennilinjaa ei tarvitse välttämättä sijoittaa pohjoisnavalle, vaan samaan tulokseen päästään esimerkiksi Cambridgen läheisellä pellolla, johon Ryle työryhmineen on rakentanut 4,6 km pituisen, kahdeksasta 15 m antennista koostuvan linjan. Sillä saavutettiin ensimmäistä kertaa yhden kaarisekunnin erotuskyky radiolähteiden kartoituksessa muutama vuosi sitten.

Periaatteessa samanlaisella menetelmällä voidaan saavuttaa eräiden kirkkaiden galaksien ytimien ja kvasaarien kartoituksessa jopa alle 0,001 kaarisekunnin erotuskyky, kun linjana käytetään kahta tai useampaa eri mantereilla sijaitsevaa radioteleskooppia. Esim. Metsähovin 14 m radioteleskooppia on käytetty tähän tarkoitukseen yhteistyössä muiden observatorioiden kanssa. Tässä ns. VLBI-teknikassa ei kuitenkaan muodostu varsinaista kuvia, vaan signaalien antamat tiedot sovitetaan teoreettisiin malleihin, joita voidaan käyttää varsinaisen radiokuvan vastineina.

Yhdysvalloissa NRAO:ssa (National Radio Astronomy Observatory) alettiin 1960-luvun alussa suunnitella radioteleskooppiin, joka ylittäisi huomattavasti kaikkien muualla valmiilla olevien linjojen suorituskyvyn. Vuoteen 1965 mennessä suunnitelmat olivat valmiina, mutta vasta kun Cambridgen ja Westerborkin (Hollanti) linjojen uudet ja

yllättävät havaintotulokset olivat ilmestyneet, ryhdyttiin VLA-projektiä viemään täydellä vauhdilla eteenpäin. Ensimmäinen antenni valmistui vuoden 1975 lopulla, ja neljä lisää seuraavan vuoden aikana. Linjan pituus kasvoi sitä mukaa kun lisää antennejä valmistui ja jo muutama vuosi sitten tuli keskeneräisestä VLA:sta maailman suurin apertuurisynteesiteleskooppi.

VLA koostuu 27:stä varsinaisesta ja yhdestä vara-antennista, kukin 25 m läpimitaltaan. Ne on sijoitettu kolmeen haaraan, jotka ulottuvat keskustasta 19, 21 ja 21 km päähän. Teleskooppi on siis Y:n muotoinen ja tarvitsee 8 tuntia yhden kohteen kartoittamiseen. 200 tonnin painoisia antennejä voidaan siirtää "asemalta" toiselle riippuen siitä kuinka suuri erotuskyky kulloinkin halutaan. Sitä varten kutakin linjaa seuraa kaksiraiteinen rautatie, jota pitkin antennien siirtelyyn rakennettu veturi kulkee. Kun antennit ovat pääteasemillaan, voidaan VLA:lla saavuttaa jopa 0,13 kaarisekunnin erotuskyky 1,3 cm radioaalloilla. Se on huomattavasti parempi kuin tavallisessa tähtivalokuvauksessa saavutettava optinen erotuskyky. Lisäksi VLA pystyy havaitsemaan 10 kertaa heikompia signaaleja kuin mikään aikaisempi radioteleskooppi.

VLA:n rakennuspaikaksi tarvittiin riittävän suuri tasainen alue syrjässä ihmisasutuksesta ja mieluiten kuivassa ilmastossa ja korkealla merenpinnasta. Lisäksi eteläinen sijainti Yhdysvaltain rajojen sisällä katsottiin edulliseksi, jotta mahdollisimman paljon eteläistä taivasta olisi näkyvissä. Käytännöllisesti katsoen ainoa sopiva paikka löytyi Uuden-Meksikon San Augustinin tasangolta, joka on kuivuneen ylänköjärven pohja noin 2,5 km korkeudella merenpinnasta. Noin 50 km läpimittaisella puuttomalla tasangolla sijaitsee 3 karjatilaa, ja sen läpi kulkee yksi ainoa vähäliikenteinen maantie. Matkaa lähimpään kaupunkiin Socorroon on noin 80 km.

VLA:n rakentaminen tuli maksamaan noin 70 miljoonaa dollaria ja sen vuotuiset käyttökustannukset ovat noin 5 miljoonaa dollaria. Jo kustannustenkin puolesta on helppo arvata, ettei VLA:ta suurempaa radioteleskooppia tulla varmasti rakentamaan tällä vuosisadalla. Radioastronomit ovat jo nyt aimo askeleen optisen astronomian kollegojaan edellä, ainakin siihen asti kunnes Yhdysvaltain avaruusteleskooppi saadaan maatakiertävälle radalleen.

Mauri Valtonen

manaikaisesti rekisteröidyksi useita kuvaelementtejä. Menetelmästä käytetään nimitystä apertuurisynteesi (apertuuri = aukko, synteesi = yhdistäminen). Apertuurisynteesiä on erikoisesti kehittänyt Martin Ryle, joka lähinnä tämän keksintönsä ansioista on saanut aatelistarvon sekä vuoden 1974 fysiikan Nobelin palkinnon yhdessä pulsarien keksijän Anthony Hewishin kanssa, joka osallistui myös apertuurisynteesin kehittämiseen.

Suuria teleskooppeja

Toistaiseksi suurin apertuurisynteesiradioteleskooppi on Cambridgessa Englannissa. Se on 5 km pituinen itä-länsisuuntainen antennijono, joka muodostuu kahdeksasta 13 m läpimittaisesta paraboloidiantennista. Hollannissa Westerborkissa on 1,6 km pituinen itä-länsisuuntainen antennijono, joka muodostuu 12:sta 25 m:n paraboloidiantennista. Suurin tämänlaatuinen teleskooppi on valmistunut Uuden-Meksikon tasangolle USA:han. Teleskooppi on valtavan Y:n muotoinen.

Kunkin sakaran pituus on 21 km ja laite muodostuu 27:stä 25 m:n paraboloidiantennista. Tämä interferometri antaa minimiaallonpituudellaan (~1 cm) noin 0,05 kaarisekunnin kulmaerotuskyvyn, joka on jo parempi kuin optisissa havainnoissa saavutettava. Tarkempi selostus VLA-antennista on oheisessa laatikossa.

Pyrittäessä äärimmäisen hyvään kulmaerotuskykyyn on kehitetty ns. VLBI-teknikka (Very Long Baseline Interferometry = hyvin pitkäkantainen interferometria, jossa interferometrin antennit voivat olla jopa eri puolilla maapalloa). Radioteleskoopeilla samanaikaisesti vastaanotettavia signaaleja ei tällöin voida yhdistää välittömästi vaan ne on ensin rekisteröitävä magneettinauhalle, jotka sitten yhdistetään jälkepäin tietokoneella. Menetelmässä on oleellista että aika rekisteröidään myös magneettinauhalle erittäin suurella tarkkuudella, jotta radioaaltojen vaihe kummassakin havaintopaikassa on tiedossa. Ajan rekisteröinnissä on käytettävä atomikelloja. VLBI-teknikalla päästään nykyisin noin tuhan-

nesosa kaarisekunnin tarkkuuteen suhteellisessa paikanmääräyksessä.

Puolitaitin suunnattavien antennien ryhmästä mainittakoon ns. Krausin antenni, jossa säteily heijastuu ensin suuresta vaakakselin ympäri kääntyvästä tasopinnasta kiinteään pystyssä olevaan paraabelin muotoiseen seinään, josta se edelleen heijastuu paraabelin polttopisteessä olevaan vastaanottiin. Suuret tällaiset antennit on Ohion valtionyliopistossa USA:ssa sekä Nancayn radio-observatoriossa Ranskassa.

Samantapaisen periaatteen mukaan toimii Zelentshukskajassa Neuvostoliitossa lähellä 6 metrin optista teleskooppia sijaitseva RATAN 600 -radioteleskooppi, joka muodostuu 600 metrin läpimittaisen ympyrän kehälle sijoitetuista käännettävistä paraboloidipinnan muotoisista levyistä, kooltaan 2 x 7,5 m. RATAN:in pinta-ala vastaa 130 metrin läpimittaista yhteistä paraboloidiantennia. Krausin antennilla voidaan tehdä havaintoja vain meridiaanissa. Sen sijaan RATAN voidaan suunnata mihin tahansa taivaan kohtaan.

Kuva 3. Radiotaivaan kartta 1,2 metrin aallonpituudella (Ko ja Kraus 1957). Alemmassa kuvassa radiotaivas esitettyä saman kartan mukaan sellaisena kuin sen näkisimme jos silmämme olisivat valon asemesta herkät radiosäteilylle.

VLA (Kuva National Radio Astronomy Observatory)

Kuva 4. Radiokartta taivaan alueesta = 14 h–15 h ja = 24°–30°. Kartta on tehty Yhdysvaltain Kansallisen radioastronomian observatorion (NRAO) 90 metrin teleskoopilla 1400 MHz:n taajuudella (aallonpituus 21 cm). Radiolähteet näkyvät siinä kumpareina, joiden korkeus ilmoittaa lähteen vuontiheyden. Heikoimmat kartassa näkyvät lähteet ovat noin 0.2 Jy.

Erään erikoisen antennityypin muodostavat ns. dipolikentät, joissa vaakasuoran metalliverkon yläpuolelle on sijoitettu suuri määrä dipolian-tenneita (periaatteessa samanlaisia kuin käytetään tavallisissa TV-antenneissa). Dipolit on kytketty samaan vastaanottoimeen. Järjestämällä sopivia vaihe-eroja eri dipoleista tulevien signaalien välille voidaan tällaisen antennin keilaa suunnata eri korotuskulmille. Tämän tyyppisillä antenneilä on se etu, että ne tulevat varsin halvoiksi ja ne voidaan rakentaa hyvinkin suuriksi, jolloin radioaallot saadaan keräytyä laajalta alalta ”talteen” ja saavutetaan suuri herkkyys. Ne ovat kuitenkin käyttökelpoisia vain pitkillä aalloilla (noin 1 metri tai yli). Suuri tämän tyyppinen antenni, joka muodostuu 2048 dipolian-tennistä ja peittää 1.8 hehtaarin alan, valmistui v. 1967 Cambridgeen. Jo samana vuonna Bell ja Hewish tekivät sillä historiaa keksiessään pulsarit.

Radiotaivaan kartoitus

Sen jälkeen kun Grote Reber julkaisi vuonna 1944 ensimmäisen karttansa Linnunradan radiosäteilystä 1.9 metrin aallonpituudella on useita vastaavanlaisia karttoja tehty eri aallonpituuksilla ja paremmalla kulmaerotuskyvyllä. Tämän Linnunradan tason suuntaan keskittyneen taustasäteilyn lisäksi on löydetty useita tuhansia

erillisiä radiolähteitä (engl. discrete radiosources), joista kirkkaimmat kuten Cassiopeia A, Centaurus A on jo aiemmin mainittu. Kuvassa 3 on esitetty kartta radiotaivaasta 1.2 metrin aallonpituudella (Ko ja Kraus, 1957). Käytetyn antennin kulmaerotuskyky oli $8^\circ \times 1^\circ$ ($\alpha \times \delta$), joten pienemät yksityiskohdat eivät näy. Kartassa on esitetty radiotaivaan taustakirkkaus saman pintakirkkauden käyrien avulla, jotka on numeroitu 2:sta 150:een asti kasvavan pintakirkkauden mukaan. Näiden käyrien voi kuvitella vastaavan topografisen kartan korkeuskäyriä jolloin mäet vastaavat voimakkaan radiosäteilyn ja laaksot heikon radiosäteilyn alueita. Kuvan 3 alaosassa sama kartta on esitetty sellaisena kuin sen ”näkisimme” jos silmämme valon sijasta pystyisivät havaitsemaan radiosäteilyä. Karttaan on myös merkitty kirkkaimmat erilliset radiolähteet. Ne on esitetty avoimilla tai umpinaisilla symboleilla sen mukaan onko kulmaläpimitä suurempi vai pienempi kuin 1° . Voimme todeta että radiotaivaan ulkonäkö muistuttaa aika paljon optisesti havaittavaa. Myös radioalueella havaitaan kirkas Linnunradan vyö ja kirkkauden kasvu kohden Linnunradan keskuksen suuntaa. Linnunradan tason suunta (galaktinen ekvaattori) on merkitty pilkkuviivalla ja radiosäteilyn harjanteen nähdään seuraavan sitä varsin hyvin. Samoin havaitaan joukko erillisiä ”radiotähtiä” eri puo-

lilla taivasta. Nämä ”radiotähdet” eivät kuitenkaan ole samoja tähtiä kuin optisessa alueessa havaittavat. Kirkkaampien radiolähteiden joukossa ei Auringon lisäksi (jota karttaan ei ole merkitty) ole ylipäättään yhtään tähteä vaan ne ovat joko Linnunradan kuuluvia kaasusumuja tai Linnunratamme ulkopuolella olevia usein poikkeuksellisia tähtijärjestelmiä. Myös Linnunradan taustasäteilyn alkuperä on toinen kuin optisesti havaittavan Linnunradan kirkkaan tähtivyön. Tämä säteily ei nimittäin synny tähdissä vaan tähtienvälisessä kaasussa.

Linnunradan radiosäteily: taivaallisia synkrotroneja ja kuumia vetypilviä

Tutkimalla Linnunradan taustasäteilyn spektriä (kuva 5) eli säteilyn voimakkuutta aallonpituuden funktiona on päädytty seuraavaan käsitykseen sen synnystä:

Metriä pitemmillä aalloilla Linnunradan säteily on ns. *synkrotronisäteilyä*. Synkrotronisäteily keksittiin tehtäessä tutkimuksia synkrotroneiksi nimettyillä hiukkaskiihdyttimillä. Osoittautui, että kun elektroni liikkuu erittäin suurella nopeudella (hyvin lähellä valon nopeutta) synkrotronin voimakkaassa magneettikentässä (tuhansia gausseja), jossa sen suunta koko ajan muuttuu (sehän kiertää pitkin ympyrää tai tarkemmin pitkin spiraalia), niin se lähettää säteilyä, joka tietyissä olosuhteissa on näkyvää valoa. Tähtienvälisessä avaruudessa magneettikentät ovat hy-

Kuva 5. Linnunradan radiosäteilyn spektri kaavamaisesti esitettynä aallonpituusalueessa 1 cm–15 m. Linnunradan jatkuva radiosäteily muodostuu kahdesta komponentista, synkrotronisäteilystä joka on vallitsevana pitkillä aallonpituuksilla ja ionisoituneen vetykaasun termisestä säteilystä joka on vallitsevana lyhyillä aallonpituuksilla.

vin heikkoja synkrotroniin verrattuna (luokkaa sadastuhanneosa gaussia), mutta alueet, joista otamme vastaan säteilyä, ovat niin suuria, että heikkokin magneettikenttä riittää synnyttämään havaittavissa olevan kokonaissäteilyn voimakkuuden.

Metriä lyhyemmillä aalloilla Linnunradan säteilyssä on mukana synkrotronisäteilyn lisäksi ns. *termistä säteilyä* ionisoituneesta tähtienvälisestä kaasusta (etupäässä vetyä). Tämä säteily syntyy siten, että kaasun lämpötilaa (n. 10 000 kelviniä) vastaavalla nopeudella liikkuvat elektronit ohittaessaan vety-ytimen eli protonin muuttavat sähköisen vetovoiman vaikutuksesta hiukan liikesuuntaansa, jolloin syntyy säteilyä. (Aina kun elektronilla on kiihtyvyyttä eli sen nopeus tai liikesuunta muuttuu tapahtuu säteilyn emissiota tai absorptiota.)

Tämä terminen säteily on keskittynyt erittäin voimakkaasti Linnunradan tason suuntaan, jossa ionisoituneen kaasun alueet (ns. H II -alueet) esiintyvät kuumien tähtien ympärillä. Terminen säteily ja synkrotronisäteily ovat suunnilleen yhtä voimakkaita 1 metrin aallonpituudella, kun taas 10 cm ja sitä lyhyemmillä aallonpituuksilla terminen säteily on jo valitsevana.

21 senttimetrin tähtitiede

Edellä kuvattu Linnunradan radiosäteily on ns. *jatkuvaa* eli *kontinuumisäteilyä*, mikä tarkoittaa sitä, että säteilyn spektri ulottuu tasaisena suuren aallonpituusalueen (taajuusalueen) yli. Radioastronomiassa ryhdyttiin pian kosmisen radioikkunan avautumisen jälkeen tutkimaan mahdollisuutta radiotaajuusalueessa esiintyvien *spektriviivojen* löytämiseksi. Grote Reberin v. 1940 ja 1944 julkaisemat Linnunradan (jatkuvan) radiosäteilyn havainnot herättivät suurta kiinnostusta Leidenin observatorion (Hollanti) johtajassa, kuuluisassa Linnunradan tutkijassa Jan H. Oortissa. Oort havaitsi heti mikä valtava merkitys näillä havainnoilla oli ja korosti varsinkin niitä mahdollisuuksia, joita yhdenkin spektriviivan löytäminen radioalueesta tarjoaisi Linnunradan tutkimukselle. Leidenin observatorion tutkija H. C. van de Hulst onnistuikin teoreettisesti osoittamaan v. 1945, että luonnon yleisimmällä alkuaineella, vedyllä, esiintyy 21.1 cm:n aallonpituudella spektriviiva ja että tähtienvälisen avaruuden laajoista neutraalin atomaarisen vedyn pilvistä pitäisi voida havaita säteilyä tässä spektriviivassa (emissioviiva). Leidenissa ryhdyt-

Kuva 6. Neutraalin atomaarisen vetykaasun jakautuminen linnunratajärjestelmässämme ns. ”Leidenin-Sydneyn” kartoituksen mukaan. Kuvan keskellä on Linnunradan keskus, siitä 3.8 cm ylöspäin Aurinko (☉), joka todellisuudessa on noin 30 000 valovuoden päässä keskuksesta. Valkoiset alueet kuvassa esittävät suuremman vetytiheyden alueita.

tiinkin heti rakentamaan erityistä vastaanotinta tämän säteilyn havaitsemiseksi. Ennen hollantilaisia ehtivät kuitenkin amerikkalaiset Ewen ja Purcell, jotka v. 1951, kuusi viikkoa ennen hollantilaisia Mulleria ja Oortia, keksivät 21 cm:n viivan. Muutamia viikkoja myöhemmin viivan havaitsivat myös Christiansen ja Hindman Australiassa.

Leidenin tutkijaryhmä ryhtyi välittömästi tämän jälkeen kartoittamaan koko pohjoista Linnunrataa 21 cm viivan avulla. Vastaavan työn eteläiselle Linnunradalle tekivät australialaiset (Sydney) radiotähtitieteilijät. 21 cm spektriviivan avulla oli nyt ensimmäisen kerran avautunut mahdollisuus kartoittaa oma linnunratajärjestelmämme sen etäisimpiä kolkkia myöten. Optisia havaintoja niin suuresti haittaava, tähtienvälisen pölyhiukkasten aiheuttama valon heikenneminen on radioalueessa merkityksetön.

Tämän ”Leidenin-Sydneyn” kartoituksen tulos, joka valmistui v.

1959, on esitetty kuvassa 6. Kuvasta näkyy selvästi, ettei neutraali vetykaasu ole jakaantunut tasaisesti koko Linnunradan tasoon, vaan on keskittynyt pitkiksi jonoiksi. Nämä jonot ovat meidän Linnunratamme kierteishaaroja, jollaisia oli optisesti jo kauan havaittu muissa galakseissa.

Tämän Linnunradan ”yleiskartan” lisäksi 21 cm spektriviivan avulla on voitu selvittää Linnunradan keskuksen arvoituksia. Sieltä on mm. löytynyt 10 000 valovuoden etäisyydellä keskuksesta oleva kierteishaarapari joka näyttää etääntyvän keskuksesta 50 km/s nopeudella. Vielä lähempänä keskusta esiintyy n. 2000 valovuoden läpimittainen voimakkaasti litistynyt kaasukiekkokko joka pyörii akselinsa ympäri ja samalla laajenee. Nämä laajenemisliikkeet ovat osoituksena massan ulosvirtauksesta Linnunratamme ytimestä, ilmiö jonka syy on vielä hämärän peitossa.

Vedyn 21 cm:n spektriviivan avulla on myös voitu tutkia yksityiskoh- taisesti lähellä meitä olevia tähtien-

Kuva 7 a. Ajokoirien kiertessumun M 51 radiosäteilyn kartta 21 cm:n aallonpituu- della (jatkuva radiosäteily). Mittaustulok- set on muutettu tv-näyttölaitteen avulla valokuvaa vastaavaan muotoon, jossa kirkaammat alueet vastaavat suurempaa säteilyn voimakkuutta.

Kuva 7 b. M 51 21 cm radiosäteilyn (jatku- va säteily) voimakkuutta esittävät käyrät on projisoitu sinisessä valossa otetun va- lokuvan päälle. Huomaa optisen ja radi- okuvan hyvä yhteensopivuus.

Kuva 7 c. M 51 neutraalin vedyn 21.1 cm spektriviivassa havaittuna. Esitystapa sa- ma kuin kuvassa 7 b. Huomaa vedyn ja- kautuman hyvä yhteensopivuus optisten kiertessumujen kanssa. (Kaikki kuvien 7 a—c radiokartat on tehty Westerborkin synteesiradioteleskoopilla Hollannissa.)

välisiä kaasupilviä, muun muassa niissä vallitsevia lämpötiloja, nopeuk- sia ja magneettikenttiä. Lisäksi on viime vuosina käynyt mahdolliseksi kartoittaa 21 cm:n viivan avulla myös muita galakseja ja näin selvit- tää niiden pyörimisliikettä sekä tähti- envälisen vetykaasun esiintymistä niissä (ks. kuva 7c).

Yhteenvedon voidaan todeta, että vedyn 21 cm:n spektriviivalla on ol- lut varsin ratkaiseva osuus oman Linnunratamme ja muiden galaksien

tutkimuksessa. Sen avulla tehtävä tutkimustyö on tällä hetkellä jo niin laajaa, että tässä yhteydessä voidaan hyvällä syyllä puhua omasta tähtitie- teen haarasta, "21 cm:n tähtitietee- tä".

Viime vuosina on 21 cm viivan li- säksi löydetty myös muita radiotaa- juusalueessa esiintyviä spektriviivoja, mm. vedyn, heliumin ja hiilen ns. rekombinaatioviivoja sekä useita kym- meniä eri molekyylien lähettämiä spektriviivoja.

Molekyyli- pilvien radiosäteily

Näkyvän valon alueessa olevien spektriviivojen avulla oli jo 1930-luvul- la onnistuttu löytämään kolme mole- kyyliä tähtienvälisestä avaruudesta, kaikki vain kaksiatomisia, nimittäin CN, CH ja CH⁺. C = hiili, H = vety, N = typpi, O = happi jne, CH⁺ tarkoittaa positiivisesti varattua ionia. Ensimmäinen radioastronomisesti keksitty molekyyli, sekin vain kaksiatom-

TAULUKKO 2.											
VUOTEEN 1982 MENNESSÄ HAVAITUT TÄHTIENVÄLISET MOLEKYYLIT.											
Atomien lukumäärä	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	
Epäorgaaniset yhdisteet	H ₂	H ₂ O	NH ₃								
	OH	H ₂ S									
	SO	N ₂ H ⁺									
	SiO	SO ₂									
	SiS	HNO									
	NO	O ₃									
Orgaaniset yhdisteet	NS										
	CH ⁺	HCN	H ₂ CO	HC ₃ N	CH ₃ OH	HC ₅ N	HCOOCH ₃	HC ₇ N	—	HC ₉ N	
	CH	HNC	HNCO	C ₄ H	CH ₃ CN	CH ₃ CCH		(CH ₃) ₂ O			
	CN	C ₂ H	H ₂ CS	H ₂ CNH	CH ₃ SH	CH ₃ NH ₂		CH ₃ CH ₂ OH			
	CO	HCO	HNCS	NH ₂ CN	NH ₂ CHO	CH ₃ CHO		CH ₃ CH ₂ CN			
	CS	HCO ⁺	C ₃ N	HCOOH		H ₂ CCHCN					
		OCS		H ₂ C ₂ O							
		HCS ⁺									
Taulukossa esiintyvien alkuaineiden kemialliset merkit:		Järjestysluku									
		H = vety	1								
		C = hiili	6								
		N = typpi	7								
		O = happi	8								
		S = rikki									
		Si = pii									

TAULUKKO 3.
TYYPILLISIÄ ARVOJA ERI MOLEKYYLILÄHTEIDEN FYSIKAALISILLE OMINAISUUKSILLE.

Ominaisuus	Yksikkö	Standardi- pilvi	Pimeä sumu	H II -alueen CO-vaippa	yhteydessä esiintyvä Tiheä pilvi	Prototähti (OH/H ₂ O maserlähte)	Sirkumstel- laarinen vaippa
Kulmaläpimitta			10 ¹ -1 ^o	1 ^o (Orion A)	~3' (Orion A)	0".0003-0".1	
Läpimitta	(parsek)	10	1	10	0.5	1-40 ⁴ AU	<1 AU
Visuaalinen ekstinktio	A _V (magnitudi)	0.3	1-10	>10	>10		~1
Kaasun kokonaistiheys	(hiukkasten lkm/cm ³)	10	10 ³ -10 ⁴	10 ³ -10 ⁴	10 ⁴ -10 ⁶	10 ⁵ -10 ¹³	10 ⁵ -10 ⁶
Lämpötila	T _k (kelvin)	70	10	20	30-100	10-1000	~700
Massa	M (Auringon massa)	300	100	10 ⁵	400	0.01-100	<<1

minen, oli hydroksyyli- radikaali (OH), joka löydettiin vuonna 1963. Tähti- envälisen molekyyli- tähtitieteen syn- tyhetkenä sen nykyisessä muodossa voidaan kuitenkin pitää ensimmäis- ten moniatomisten molekyylien am- moniak (NH₃) ja veden (H₂O) löy- tymistä vuonna 1968. Seuraavana vuon- na löydettiin ensimmäinen moniatomi- nen orgaaninen yhdiste, nimittäin for- maldehydi (H₂CO). Tähän mennessä on interstellarisessa avaruudessa havaittu jo yli 50 erilaista molekyyliä, joukossa jopa 11-atomisia orgaanisia yhdisteitä (taulukko 2).

Molekyyli- t esiintyvät yleensä tiheis- sä tähtienvälisestä kaasusta ja pölystä koostuvissa pilvissä. Näkyvän valon alueella nämä pilvet ovat läpinäkymät- tömiä, mutta radiosäteily läpäisee ne esteettä. Täten on voitu radioalueessa havaittujen molekyyli- viivojen avulla ensi kertaa tutkia näiden pilvien fysi- kaalisia ja kemiallisia ominaisuuksia. Tiheimpien ja massiivisimpien pilvien sisällä tai niiden läheisyydessä esiintyy usein hyvin nuoria tähtiä, jotka ovat syntyneet näissä pilvissä. Molekyyli- tistä tehdyt havainnot ovat antaneet mah- dollisuuden tutkia tähtien syntyproses- sin varhaisia vaiheita.

Kuva 8. Orionin sumu (M 42) ja fomalde- hydin (H₂CO) jakautuma sen suunnassa. Kuvaan piirretyt "korkeuskäyrät" esittä- vät formaldehydin 2 millimetrin spektrivi- van voimakkuutta. Molekyyli- pilvi on nä- kyvässä valossa havaittavan emissiosu- mun takana.

Molekyyli- en lähdealueet

Tähtienvälisiä molekyyli- t on ha- vaittu useissa eri tyyppisissä lähteissä (pilvissä), joiden koko, tiheys, lämpötila ja kemiallinen koostumus vaihtelevat suuresti. Yhteisenä piirteenä molekyy- lien lähdealueille on tähtienvälisen pö- lyn esiintyminen niissä. Tähtienväliset kohteet, joissa molekyyli- t on tähän mennessä havaittu, voidaan jakaa seu- raaviin pääluokkiin:

1. Harvat neutraalin kaasun ja pölyn muodostamat tähtienväliset pilvet ("standardipilvet")

2. Pimeät sumut
3. H II -alueiden yhteydessä esiintyvät molekyyli- pilvet
4. Prototähdet (infrapuna-alueen läh- teitä, joiden uskotaan olevan synty- mässä olevia tähtiä)
5. Sirkumstellariset vaipat (eli tähtien ympärillä olevat kaasu- ja pölyker- rokset)

Taulukossa 3 on esitetty kullekin luokalle tyypilliset tiheyden, lämpötilan, massan ym. arvot.

Useimmat tähän mennessä löyde- tyistä molekyyli- tistä on havaittu vain muutamissa. H II -alueiden yhteydessä

esiintyvissä tiheissä molekyyli-pilvissä, joista tärkeimmät ovat Sagittarius B2, Orion A ja W51. Useimmat uudet molekyyli- on löydetty Sag B2:sta ja useita molekyyliä ei ole muualla havaittuakaan. Esimerkkinä Linnunradassa hyvin laajalle levinneestä molekyylistä voidaan ottaa CH. Se on havaittu sekä näkyvän valon alueessa että radioastronomisesti. CH:n on havaittu esiintyvän sekä harvoissa pilvissä, pimeissä sumuissa että H II -alueiden yhteydessä. Samalla tavalla laajalle levinneitä molekyyliä ovat CO (häkä), OH, H₂CO ja mahdollisesti NH₃.

Pimeät sumut

Pimeissä sumuissa vastaavuus optisesti havaitun kohteen ja molekyyli-lähteen välillä on kaikkein ilmeisin.

Kuvassa 9 on esimerkki tyypillisestä pimeästä sumusta, nimeltään L134. Pimeässä sumussa olevat tähtienväliset pölyhiukkaset absorboivat ja sirottavat pilven takana olevien tähtien valoa aiheuttaen täten voimakkaan varjostus-efektin eli ekstinktion. Tyypillinen arvo pimeän sumun aiheuttamalle ekstinktiolle on 1–10 magnitudia (1 mag vastaa

vaimennusta $1/2.512 \approx 0.4$). Pölyhiukkasten läpimitta on n. $5 \cdot 10^{-5}$ cm, eli valon aallonpituuden luokkaa. Niiden albedo eli heijastuskyky on noin 0.6 ts. 60 % hiukkasen saamasta valosta heijastuu ja 40 % absorboituu. Absorboituneen osan hiukkanen säteilee lämpötilaansa vastaavalla aallonpituudella (infrapuna-alueessa) takaisin ympäröivään avaruuteen.

Pimeiden sumujen läpimitat vaihtelevat laajoissa rajoissa, $d \lesssim 0.03$ pc:sta aina satoihin parsekeihin asti (1 parsek = 3.26 valovuotta, valovuosi = 9.5 biljoonaa km). Pienimpiä ja tiheimpiä pimeitä sumuja kutsutaan nimellä globuli. Niiden uskotaan olevan kehityksessään pisimmälle ehtineitä pimeitä sumuja, ja niissä olosuhteet tähtien tiivistymiselle ovat suotuisimmat.

Samoin kuin tähtienvälisessä avaruudessa yleensä, muodostaa pimeässä sumussakin pääosan massasta vety. Neutraalin vedyn 21 cm viiva on havaittu absorptioviivana noin 50 %:ssa pimeistä sumuista. Neutraalin atomaarisen vedyn massa pimeissä sumuissa ei kuitenkaan läheskään vastaa tähtienvälisessä aineessa yleensä havaittua vetykaasun ja pölyn massasuhdetta, joka on noin 100. Näyttää varmalta,

että suurin osa pimeiden sumujen vedystä onkin molekulaarisessa muodossa. Molekulaarisella vedyllä (H₂) ei esiinny spektriviivoja radioalueessa. Se on havaittu harvoissa tähtienvälisissä pilvissä ultravioletti-alueessa ($\lambda \approx 110$ nm) olevien spektriviivojen perusteella. Johtuen pölyhiukkasten aiheuttamasta erittäin voimakkaasta ekstinktiosta ultravioletti-alueessa ei H₂:ta ole kuitenkaan voitu havaita pimeissä sumuissa.

Pimeissä sumuissa on tähän mennessä havaittu molekyyli OH, H₂CO, NH₃, CS, CO, CH, HCN, HCO⁺ ja HNC. Molekyyli OH ja CO ovat sopivia pilven lämpötilan määrittämiseen; saadut lämpötilat ovat 5 ja 30 kelvinin välillä. Kokonaistiheyden arvioidaan olevan 10^3 – 10^4 molekyyliä cm³:ssä, josta suurin osa olisi H₂:ta.

Kuvassa 9 on esitetty hydroksyyli-molekyylin (OH) jakautuma pimeän sumun L134 alueessa. Kuten nähdään on vastaavuus optisesti havaittavan pölypilven kanssa erittäin selvä.

Erittäin yllättävä ja mielenkiintoinen pimeissä sumuissa havaittu ilmiö on formaldehydin (H₂CO) viivojen esiintyminen absorptioviivoina. Taustasäteilylähteenä, josta H₂CO-molekyyli voi absorboida säteilyä, on tässä tapauksessa maailmankaikkeuden alkuräjähdyksestä peräisin oleva kosminen mustan kappaleen taustasäteily, jonka spektri ja intensiteetti vastaavat 2.7 K lämpötilaa. Jotta H₂CO-molekyyli voisi absorboida tätä säteilyä tulee niiden virityslämpötilan olla alle 2.7 K. Tämän saavuttamiseksi tarvitaan jokin jäähdysmekanismi.

H II -alueiden yhteydessä esiintyvät molekyyli-pilvet

Suurin osa taulukossa 2 luetelluista molekyyleistä on tähän mennessä havaittu vain H II -alueiden yhteydessä esiintyvissä tiheissä molekyyli-pilvissä. Kaikkein rikkain molekyyli-lähde on Linnunradan keskuksen lähellä oleva Sagittarius B2, jossa kaikki taulukossa 2 mainitut molekyyli- on voitu havaita ja jossa useimmat uudet tähtienväliset molekyyli-löydöt nykyisin tehdään. Toinen hyvin rikas molekyyli-pilvi on havaittu H II -alueen Orion A yhteydessä. Näkyvän valon alueessa tämä H II -alue on jo kauan tunnettu Orionin suurena kaasusumuna M42 (kuva 8).

H II -alueet ovat ionisoituneen vedyn, heliumin ja muiden kaasujen muodostamia pilviä, joissa lämpötila on noin 10 000 K. Ne voidaan havaita niiden jatkuvan radiosäteilyn avulla. Joissakin tapauksissa, esim. kun H II -alue on riittävän lähellä, se voidaan myös havaita optisesti, jolloin puhu-

Helsingin yliopiston observatoriossa on aloitettu kosmisten vesihöyrymasereiden havaintotyö, jossa käytetään Metsähovin 13.7 metrin radioteleskooppia ja siihen liitettyä vastaanotinta ja ns. akusto-optista spektrometriä. Vasemmalla Metsähovissa havaittu vesihöyryn 1.35 cm spektriviiva prototähtialueessa W 49N. Spektri muodostuu useista eri komponenteista, jotka liikkuvat eri nopeuksilla. Oikealla Teknillisen korkeakoulun radioteleskooppi Metsähovissa Kirkkonummella. (Valokuva Hannu Karttunen)

taan emissiosumusta sen säteilemän optisen emissioviivaspektrin mukaan. H II -alueen muodostumiseksi on tarpeen yhden tai useamman hyvin kuumen, siis O- tai B-spektriluokkaan kuuluvan nuoren tähden esiintyminen kaasupilven lähellä. Näiden tähtien säteily sisältää runsaasti lyhytaaltoista ultravioletisäteilyä ($\lambda \leq 91.2$ nm), joka ionisoi pilvessä olevan vedyn.

Itse H II -alueissa ei molekyyliä esiinny, koska ne hajoaisivat hyvin nopeasti niissä vallitsevan korkean lämpötilan ja voimakkaan ultravioletti-säteilyn ansiosta. H II -alueiden yhteydessä on havaittu kolmenlaisia molekyyli-lähteitä:

- Laajat H II -alueita ympäröivät kaasui- ja pölyvaipat.
- Näiden vaipojen keskuksissa esiintyvät pienet tiiviimmät pilvet.
- OH- ja H₂O-viivoissa havaittavat "maseroivat" hyvin pieniläpimitaiset lähteet.

Kohdassa a) mainitut vaipat on useimmissa tapauksissa havaittu hiilimonoksidin (CO) avulla. Myös OH ja H₂CO on havaittu näissä vaipoissa. Samoin kuin pimeiden sumujen tapauksessa on näidenkin pilvien kaasu kuitenkin todennäköisesti pääasiassa molekulaarista vetyä. Johtuen näiden pilvien suuresta koosta ja tiheydestä ($n \sim 10^3$ – 10^4 molekyyliä cm³:ssä) niiden massat ovat hyvin suuria, kertaluokkaa 10^5 tai jopa 10^6 Auringon massaa (Sag B2) ja ne ovat massiivisimpia tuntemiamme kohteita Linnunradassa.

Kohdassa b) mainitut molekyyli-pil-

vet ovat läpimitaltaan noin 0.5 pc, siis yhtä kertalukua pienempiä kuin CO-vaipat. Vastaavasti niiden massat ovat vain muutaman satojen Auringon massojen luokkaa. Sen sijaan tiheydet näissä pilvissä ovat noin 10–100 kertaa suuremmat kuin missään muissa tähtienvälisissä pilvissä. Todennäköisesti juuri suuremman tiheyden ansiosta näissä pilvissä esiintyy hyvin monia ja mutkikkaitakin molekyyliä. Kuvassa 8 on esitetty Orionin sumun alue formaldehydin (H₂CO) 2 mm:n viivan ($2_{02} \rightarrow 2_{01}$) avulla kartoitettuna, joka esiintyy emissiossa. Lähes samanlainen jakautuma on hiilimonosulfidilla (CS), kun taas syaanivedylle (HCN) havaittu jakautuma on noin kaksi kertaa laajempi. Tämän molekyyli-pilven samoin kuin CO-pilvenkin täytyy olla optisesti havaitun Orionin sumun takana, sillä muuten niissä oleva pöly estäisi optiset havainnot kokonaan.

Molekyyli-pilvissä oleva pöly voidaan havaita sen lähettämän termisen säteilyn perusteella, joka havaitaan infrapuna-alueessa aallonpituuksilla $\lambda \approx 10$ –100 mikronia vastaten pölyn lämpötilaa, joka on luokkaa 30–100 kelviniä.

Eri tieteiden välistä yhteistyötä

Molekyyli-ivaraadioastronomia tarjoaa hyvän esimerkin tieteenalasta, jonka kehitys on ollut mahdollinen luonnontieteiden ja tekniikan välisen läheisen yhteistoiminnan ansiosta. Millimetrialueella toimivien herkkien radio-

vastaanottimien kehittäminen on ollut perusedellytys mm-alueessa olevien molekyylien spektriviivojen havaitsemiseksi. Myös radioteleskoopille asetettavat vaatimukset ovat mm-alueessa paljon suuremmat kuin perinteisissä metri- ja desimetrialueissa, minkä vuoksi mm-alueen havaintoja varten on jouduttu rakentamaan omat teleskoopkinsa. Uusien molekyyli-ivivojen löytämiseksi on viivan aallonpituus ensin tunnettava tarkasti joko molekyylin rakennevakioista laskemalla tai sitten laboratoriossa tehtyjen mittausten perusteella. Uusien molekyylien löytämiseksi on radioastronomian ja laboratorio- ja teoreettisen fysiikan välinen yhteistyö ollut ratkaiseva. Tällä hetkellä tunnetaan jo niin monia ja niin mutkikkaita tähtienvälisiä molekyyliä, että niiden välisten reaktioiden tutkimiseen tarvitaan kemistin koulutusta. Yhä mutkikkaampien, nimenomaan orgaanisten molekyylien löytäminen tähtienvälisessä avaruudesta tarjonnee tulevaisuudessa yhteistyömahdollisuuksia myös biokemian suunnassa, koska kemiallisilla reaktioilla tähtienvälisissä pilvissä ja elollisissa organismeissa näyttää olevan monia yhteisiä piirteitä huolimatta reaktioympäristöjen tavattomasta erilaisuudesta. Tässä yhteydessä on myös mainittava kysymys elämän synnystä ja esiintymisestä maailmankaikkeudessa. On mahdollista, että elämän perusmolekyyli- muodostuivat tähtienvälisissä pilvissä jo ennen tähtien ja niitä ympäröivien planeettojen tiivistymistä niistä.

Kuva 9. Pimeä sumu L134 ja hydroksyylin (OH) jakautuma siinä. Kuvaa piirretyt korkeuskäyrät esittävät hydroksyylin 18 cm (1667 MHz) spektriviivan voimakkuutta. (Radiohavainnot tehty Bonnin 100 metrin radioteleskoopilla, K. Mattila, A. Winnberg ja M. Grasshoff.)

"Radiovalokuvia" läheisistä galakseista

Koska meidän linnunratajärjestelmämme on tavallinen spiraaligalaksi, niin on mielenkiintoista tutkia esiintyykö myös muilla samantyyppisillä galakseilla radiosäteilyä. Edellä on mainittu, että Andromedan sumun (M 31) radiosäteily keksittiin jo vuonna 1950. Radiosäteilyn jakautuman tutkiminen lähimmissäkin galakseissa on käynyt kuitenkin mahdolliseksi vasta viime vuosina interferometriavulla. Erikoisesti tällaisia tutkimuksia varten suunniteltua Westerborkin apertuurisynteesiteleskooppiä käyttäen on kartoitettu useampia kymmeniä läheisiä galakseja 49 cm, 21 cm (jatkuva säteily!) ja 6 cm aallonpituuksilla.

Erikoisen sopiva tutkimuskohde on Ajokoirien suuri kiertessumu M 51 joka on näkösädetä vastaan lähes kohtisuorassa ja jossa on kaksi selvää, symmetristä kiertehaaraa. Kuvassa 7 a on esitetty M 51:n radiokartta 21 cm:n aallonpituudelle (jatkuva säteily) Matthewsonin, van der Krutin ja Brouwin (1972) Westerborkin radioteleskoopilla tekemien havaintojen mukaan. Se on esitetty TV-kuvaputken välityksellä valokuvaksi "muunnettuna". Kirkkaammat alueet vastaavat suurempaa radiosäteilyn voimakkuutta. Kartan kulmaerotuskyky (HPBW) on $24'' \times 32''$ ($\alpha \times \delta$). Kuva 7 b esittää M 51:n radiopintakirkkauden käyriä projisoituina sinisessä valossa otetun valokuvan päälle. Tässä kuvassa A. Segalowitzin

mukaan (1977) on kiertehaarojen näkymisen parantamiseksi vähennetty yli koko galaksin ulottuva melko tasaisesti jakautunut radiosäteilykomponentti.

Tämän radiokartan silmiinpistävin piirre on kahden selvän kiertehaaran esiintyminen jotka seuraavat optisesti näkyviä kiertehaaroja, mutta ovat niiden sisäreunalla, jossa myös pölyjuovat sijaitsevat. Voimakkaamman radiosäteilyn alueet vastaavat suuremman kaasutiheyden alueita, jotka siis ovat M 51:n kiertehaarojen sisäreunassa. Tämä M 51:stä saatu havaintotulos on sopusoinnussa ns. tiheysaaltoteorian kanssa, joka on esitetty spiraaligalaksien kiertehaarojen selitykseksi. Myös voidaan päätellä ettei M 51:ssä havaittu radiosäteily voi olla pelkästään supernovajäännösten yhteisvaikutuksen tulos, koska tässä tapauksessa maksimin tulisi sijaita kirkkaiden optisten kiertehaarojen alueella, missä on eniten tähtiä ja siis myös eniten supernovia. Tällaista supernovajäännösteoriaa on esitetty Linnunradan radiotaustasäteilyn selitykseksi.

Radiogalakset

Tavallisten galaksien kuten Linnunratajärjestelmän, Andromedan sumun, M 51:n, M 81:n jne. radiosäteily on paljon heikompaa kuin optinen säteily, vain noin $1/100000$ — $1/1000000$ osa siitä.

Useimmat erillisistä radiolähteistä, joita tunnetaan jo tuhansia, ovat ns. radiogalakseja, joilla suhde optisen ja

radiosäteilyn välillä on aivan päinvastainen kuin optisilla galakseilla. Radiogalakset voidaankin määritellä siten, että ne ovat galakseja joiden radiosäteily on 10 — 1000000 kertaa voimakkaampi kuin minkään tavallisen galaksin. Niillä radiosäteilyn voimakkuus on samaa luokkaa ja jopa korkeampi kuin optinen säteily.

Taivaan toiseksi voimakkain erillinen radiolähde (metrialucella) Cygnus A on tyypillinen esimerkki radiogalakseista. Välittömästi sen keksimisen jälkeen vuonna 1946 sille yritettiin löytää optinen vastine. Kuitenkin vasta kun Graham Smith Cambridgesissä vuonna 1951 onnistui interferometrisesti mittaamaan sen rektaskension ja deklinaation ± 1 s ja $\pm 40''$ tarkkuudella, saattoivat Baade ja Minkowski Mount Palomarin 5 metrin kaukoputkea käyttäen löytää tästä paikasta kaukaisen, vain 15 magnitudia olevan galaksin tai kuten aluksi näytti kaksi lähekkäistä galaksia (kuva 10). Baade ja Minkowski esittivätkin tämän vuoksi ajatuksen, että kyseessä olisi kahden galaksin yhteentörmäys ja että voimakas radiosäteily syntyy tässä katastrofissa galaksien kaasupilvien törmäyksessä toisiinsa. Myöhemmät tutkimukset ovat kuitenkin osoittaneet tämän hypoteesin vääräksi. Kyseessä ei ole kaksi galaksia vaan yksi ns. dB-tyypinen (Dumbell = nostopaino) galaksi, jossa on kaksi kirkasta ydintä keskellä ja laaja yhteinen halo niiden ympärillä. Sitä paitsi on osoittautunut että pääosa radiosäteilystä ei tulekaan täsmälleen optisesti havaitun gal-

laksin suunnasta, vaan kahdesta säteilyalueesta, jotka ovat noin 1.5 kaariminuutin päässä galaksista, symmetrisesti sen kummallakin puolella (katso kuva 10). Tämä Cygnus A:ssa havaittu radiolähteen kaksikomponenttirakenne on hyvin yleinen — suorastaan sääntö — radiogalakseilla. Yleensä ei radiogalakseilla esiinny lainkaan pelkästään yhdestä komponentista muodostuvaa radiolähteen rakennetta.

Radiogalakseiden radiosäteilyn spektrin ja polarisaation perusteella on nykyisin selvää, että kyseessä on synkrotronisäteily. Kyseisissä lähteissä täytyy siis olla magneettikenttä ja nopeasti, lähes valon nopeudella liikuvia elektroneja. Näiden elektronien tarvitseman erittäin suuren energialähteen täytyy sijaita optisesti havaittavassa keskusgalaksissa, sen keskusytimessä.

Kvasaarit

Niin yllättäviä ja kiehtovia kuin radiogalakset jo ovatkin, niin kaikkein hämmästyttävimmiksi ekstragalaktisiksi kohteiksi osoittautuivat kvasaarit, jotka keksittiin vuonna 1963 optisen havaintoyhteistyön tuloksena. Kvasaarien löytöhistoria on ehkä sopivinta aloittaa vuodesta 1960, jolloin Matthews'n onnistui Owens Valley Radio Observatoryn interferometrillä Kaliforniassa mitata radiolähteen 3 C 48 paikka noin 5'' tarkkuudella.

Jordell Bankissa tehty mittaukset olivat jo osoittaneet että lähteen läpimitta on hyvin pieni, alle $1''$. Käyttäen 3 C 48:n tarkkaa paikkaa Sandage valokuvasi alueen Palomarin 5 metrin teleskoopilla ja saattoi todeta, ettei 3 C 48:n suunnassa ollut havaittavissa heikointakaan galaksia. Sen sijaan tarkasti radiolähteen paikalla oli 16. suuruusluokan tähti, joka oli muuten tavallisen näköinen mutta väriltään poikkeuksellisen sininen. Matthews ja Sandage saattoivat tunnistaa kaksi muutakin radiolähdettä, 3 C 196 ja 3 C 286, jonkin verran heikompia tähtien kanssa. Pian osoittautui kuitenkin ettei kysymys ollut suinkaan tähdistä. Radiolähteen 3 C 273 paikka onnistuttiin vuonna 1962 määrittämään erittäin tarkasti (alle $1''$) käyttäen lähteen peittymistä Kuun taakse, mikä kyseisenä vuonna sattui kolme kertaa. Tämän erittäin tarkan paikan perusteella radiolähde voitiin tunnistaa 13. suuruusluokan tähden kanssa. Hollantilaisryhtinen Maarten Schmidt ryhtyi tutkimaan kyseisen tähden spektriä, joka oli hyvin arvoituksellinen: siinä oli havaittavissa seitsemän leveää emissioviivaa mutta niiden aal-

lonpituudet eivät sopineet yhteen minkään tunnettujen spektriviivojen kanssa. Schmidtin suuri keksintö oli havainto että spektriviivat olivatkin mitä tutuimman alkuaineen, vedyn, hyvin tunnettuja Balmer-sarjan viivoja, jotka vain olivat siirtyneet paikaltaan useita kymmeniä nanometrejä punaiseen päin!

Olettamalla tälle "tähdelle" punasiirtymä $z = \Delta\lambda/\lambda = 0.158$ joka Dopplerin periaatteen mukaan vastaa pakonopeutta $v = z \times c = 47400$ km s⁻¹, kaikki havaitut viivat asettuivat oikeille aallonpituuksilleen. Tämän jälkeen oli välittömästi mahdollista tunnistaa 3 C 48:n spektrissä esiintyneet viivat, jotka antoivat sille punasiirtymän $z = 0.367$. Hyvin nopeassa tahdissa voitiin sitten identifioida useita kymmeniä radiolähteitä tähtien kanssa. Joillekin näistä saatiin vielä tuntuvasti suurempiakin punasiirtymiä. Suurin tähän mennessä havaittu kvasaarin punasiirtymä on $z = 3.78$, mikä erikoisen suhteellisuusteorian mukaisen Dopplerin kaavan mukaan vastaa pakonopeutta $v = 0.916 \times c$ (c = valon nopeus) eli 274 600 km s⁻¹.

Kvasaarien nimitys (engl. quasar) on lyhennelmä sanoista quasi-stellar radio source eli tähtimäinen radiolähde. Kvasaarien suuret punasiirtyvät vastaavat Hubblen lain mukaan erittäin suuria etäisyyksiä. Kaukaisimmat havaitut kvasaarit, jotka samalla ovat kaukaisimpia kohteita ylipäänsä, ovat noin 10 miljardin valovuoden etäisyydellä.

Kvasaarien valtavan suuret etäisyydet merkitsevät myös että niiden absoluuttiset kirkkaudet ovat erittäin suuria, ne ovat jopa 100 kertaa kirkkaampia kuin kirkkaimmat galaksit optisilla aallonpituuksilla. Niiden on todettu olevan myös muuttuvia sekä optisen että radiosäteilyn alueella aikaskaaloissa jotka vaihtelevat muutamista viikoista vuosiin. Tämä merkitsee että pienimmät kvasaarit eivät voi olla läpimitaltaan paljon suurempia kuin muutamia valoviikkoja. Verrattuna galaksien tyypillisiin läpimittoihin, jotka ovat kymmeniä tuhansia valovuosia, kvasaarit ovat siis erittäin pieniä kohteita. Yksi suurimpia arvoituksia onkin edelleen miten näin pienessä tilavuudessa voi syntyä sellaisia äärimmäisen suuria energiamääriä kuin kvasaarien on todettu säteilevän.

Radiosäteily Auringosta, Kuusta ja planeetoista

Ensimmäisen yrityksen Auringon radiosäteilyn havaitsemiseksi teki Sir

Kuva 11. "Valokuva" tyypin II purkauksesta Auringon länsireunalla.

Oliver Lodge v. 1900. Laitteiston huonon herkkyyden vuoksi hän ei kuitenkaan onnistunut vastaanottamaan mitään. V. 1942 havaittiin Englannin rannikon sotilastutkissa häiriöitä ($\lambda = 5$ m), jotka J. S. Hey selitti johtuvan suureen auringonpilkkuun liittyvästä radiosäteilystä. Edellisestä riippumatta havaitsivat Bell-laboratoriossa työskentelevä G. C. Southworth samana vuonna Auringon radiosäteilyn 10 cm:n aallonpituudella ja G. Reber v. 1943 1.87 m:n aallonpituudella.

Auringon säteilyspektri seuraa optisilla ja infrapuna-aallonpituuksilla varsin tarkasti lämpötilassa 6000 K olevan mustan kappaleen säteilyjakautumaa (ns. Planckin säteilylaki). Sama pätee myös 30 GHz:ä suuremmille ($\lambda < 1$ cm) radiotaajuuksille. Näillä taajuuksilla myös radioaurinkon koko vastaa optista läpimittaa ja säteilyjakauma yli Auringon kiekon on tasainen. 1 cm:ä pitemmillä aallonpituuksilla Auringon radiovoointiheys on huomattavasti suurempi kuin Planckin säteilylaki ennustaisi. Aallonpituuden mukana Auringon läpimitta kasvaa ja on 5 m:n aalloilla jo yli kaksinkertainen optiseen kiekoon verrattuna. Desimetrialloilla esiintyy lisäksi ns. reunan kirkastuminen, joka on erityisen voimakas n. 50 cm:n aallonpituudella. Ilmeisesti millimetrisäteily on lähtöisin lähellä Auringon näkyvää pintaa olevista kerroksista ja pitempiaaltoinen desimetri- ja metrisäteily koronasta.

Edellä oleva pätee hiljaiselle Auringolle. Auringon ollessa aktiivinen tapahtuu myös sen radiosäteilyssä muutoksia. Hidas vaihtelu auringonpilkkumäärän mukana (jakso 11 v) on selvintä 3—60 cm:n aallonpituuksilla. Lisäksi esiintyy nopeita, voimakaita purkauksia, jotka on jaoteltu viiteen eri tyyppiin.

Australialainen radioaurinkotutkija Paul Wild on kehittänyt radioteleskoopin, jolla Auringon radiopurkauk-

Kuva 10. Radiogalaksin Cygnus A kartta Cambridgen 1.6 km synteesiradioteleskoopilla havaittuna. Aallonpituus 6 cm. Kartan kulmaerotuskyky on $6'' \times 10''$, jota osoittava ympyrä on kuvan oikeassa alakulmassa. Kuvan keskellä oleva kaksiosainen täplä esittää valokuvan perusteella piirrettyä Cygnus A:ta vastaavaa optista galaksia. Sen sijainti ja mittakaava ovat oikein. Radiogalakset on siis paljon laajempi kuin sen optinen vastine.

set voidaan saattaa silmin nähtävään (valokuvaukselliseen) muotoon. Tämä "radioheliografi" (tai Wildin ympyrä) sijaitsee Culgoorassa Australiassa ja se koostuu 96:sta 13 m:n läpimittaisesta antennista, jotka on sijoitettu 3.2 km:n läpimittaiseen ympyrään. Kuvassa 11 on radioheliografilla otettu "radiovalokuva" purkauksesta Auringon länsireunalla. Auringon reunankirkastuminen on myös selvästi näkyvissä.

Kuu ja planeetat, Jupiteria lukuunottamatta, säteilevät radioalueella varsin tarkoin eri lämpötiloissa (50—600 K) olevien kappaleiden tavoin.

Jättiläisplaneetta Jupiter muodostaa selvän poikkeuksen. Infrapuna- ja radioalueella n. 3 cm:iin saakka radiospektri käyttäytyy kuin 150 K:n lämpötilassa oleva musta kappale. Tätä pitimmillä aalloilla spektri ei seuraa Planckin lakia, vaan on runsaasti sen yläpuolella. Ylimääräinen säteily on synkrotronisäteilyä Jupiterin voimakkaaseen magneettikenttään joutuneista nopeista hiukkasista (vrt. Maan van Allenin vyöhykkeet).

Tasaisen synkrotronisäteilyn lisäksi on Jupiterista havaittu tulevan voimakkaita radiopurkauksia 15 m:n aallonpituusalueella. Purkaukset esiintyvät 9 h 55 min:n jaksossa, joka ei ole tarkkaan sama kuin Jupiterin oma pyörähdysaika, vaan sama kuin Jupiterin kuun Ion kiertoaika planeetan ympäri. On esitetty, että Io tavalla tai toisella vaikuttaisi purkauksen syntyyn tai vastaanotto-olosuhteisiin.

Supernovajäännökset

Supernovaräjähdyksissä jättiläistähtien kaasukehän ulommat osat lentävät suurella nopeudella ympäröivään avaruuteen. Muutamien satojen tai tuhansien vuosien kuluttua paikalla on nähtävissä hajanainen ja rikkinäinen kaasupilvi, supernovajäännös, joka loistaa kirkkaasti optisissa valokuvissa.

Radioalueella supernovajäännökset ovat taivaan voimakkaimpiin kuuluvia lähteitä. Polarisatiohavainnoista on käynyt ilmi, että sekä optinen että radiosäteily on synkrotronimekanismin tuottamaa.

Ehkä kuuluisin supernovajäännös on Äyriäissumu. Kuvassa 12 on Äyriäissumun synteesiradiokartta optisen valokuvan päällä. Aallonpituus on 11.1 cm ja resoluutio 10". Voidaan nähdä, että optinen ja radiosäteily vastaavat paikallisesti hyvin toisiaan.

Pulsarit

Pulsarien löytyminen vuonna 1967

Kuva 12. Äyriäissumun kirkkausjakautuma 11.1 cm:n aallonpituudella. Taustana on optinen valokuva samasta alueesta. Kartta on tehty NRAO:n synteesiteleskoopilla, jonka monivärisäntä keila on nähtävissä oikealla.

oli yksi tähtitieteen yllättävimmistä tapahtumista. Cambridgen yliopiston tutkijat Jocelyn Bell ja A. Hewish havaitsivat radiolähteiden vilkkumista tutkiessaan oudon, kellontarkkuudella toistuvan pulssisignaalin. Signaali tuli selvästi tietyistä suunnista taivaalta, mikä rajasi pois sen mahdollisuuden, että kyseessä olisi maanpäällinen radiomajakka. Saattoiko olla mahdollista, että signaali olisi jonkin vieraan sivilisaation lähettämä? Kerrotaan, että tutkimuksen alkuvaiheessa lähteille annettiin nimet LGM 1, LGM 2 jne., jossa LGM oli lyhennys sanoista "Little green men", pienet vihreät miehet! Lisätutkimusten valossa tästä teoriasta oli kuitenkin nopeasti luovuttava. Signaalien voimakkuus vaihteli epäsäännöllisesti eikä mitään koodia ollut havaittavissa. Lisäksi, jos signaali olisi lähtöisin joltakin kirkkaasta kiertävältä planeetalta, pitäisi pulssissa olla dopplersiirtymiä. Mitään sellaista ei kuitenkaan löytynyt. Niinpä ensimmäisen pulsarin nimeksi tuli CP 1919, joka tarkoittaa Cambridgen pulsari rektaskensioilla 19 h 19 min.

Mikäli havaittu pulssit johtuivat tähden (tai lähteen) värähtelystä tai pyörimisestä, viittasi pulssien lyhyt väliaika erittäin pienikokoiseen kohteeseen, joko valkoiseen kääpiöön tai neutronitähteen. Osoittautui vaikeaksi selittää pulssit värähtelevällä valkealla kääpiöllä, ja parhaaksi teoriaksi jäi nopeasti pyörivä neutronitähti. Säteily lähtee tähtestä kapeassa keilassa, joka tähden mukana pyöriessään pyyhkii taivasta. Keilan sattuminen maapalloon havaitaan nopeana pulssina.

Cambridgeläisten tutkijoiden löy-

töä seurasi kaikkialla maailmassa hurja pulsarien metsästyksen. Vuoteen 1970 mennessä oli löytynyt yli 50 pulsaria, ja nykyisin niitä tunnetaan jo toista sataa. Menestyksellisimpiä teleskooppeja tässä työssä ovat olleet Arecibon 305 m:n peili Puerto Ricossa ja "Millin risti" Molonglossa Australiassa. Pulsarien spektrin huippu sattuu välille 100—400 MHz (3 m—75 cm).

Tyypillisesti pulsarin pulssiperiodi (so. pulssien välinen aika) on 1/4—2 s ja pulssien leveys n. 5 % pulssiperiodista. Pulssiperiodi on äärimmäisen vakaa suure. Monille pulsareille periodin stabiilisuus on luokkaa 10^{-10} , mikä merkitsee sitä, että jos pulsaria käytettäisiin kellona, se "kävisi" väärin yhden sekunnin 316 vuodessa. On kuitenkin havaittu että pulsaritkaan eivät ole ehdottoman tarkkoja, vaan periodi kasvaa hitaasti ajan mukana. Lyhytperiodisilla pulsareilla periodin kasvu on nopeampaa kuin pitkäperiodisilla. Periodissa on havaittu myös toisenlaisia muutoksia, nimittäin äkillisiä, epäjatkuvia hyppäyksiä lyhyemmän suuntaan, minkä jälkeen pulssin piteneminen jatkuu normaaliin tapaan. Nämä hyppäykset ovat seurausta joko materiaalin putoamisesta neutronitähteen tai tähden sisäisistä massasiirtymistä, "tähtenjärjestyksistä". (Vrt. maanjärjestykset.)

Pulsarien signaalin pulssimaisuus tarjoaa mielenkiintoisen keinon etäisyyden määrittämiseen. Kun mitataan pulssien ns. dispersio eli ero pulssin saapumisaikojen välillä eri taajuuksilla ja kun tunnetaan dispersion aiheuttajien, tähtienvälisen avaruuden elektronien keskimääräinen lukumäärä avaruudessa (näkösaateella), voidaan

TAULUKKO 4.

3 CR N:o	Vuontitiheys (Jy)	(1950) (h m s)	(1950) (° ')	Optinen kohde Tyyppi	mV	z	Huomautuksia
461	11000	23 21 07		Supernovan jäännös			Cassiopeia A
405	8100	19 57 45	40 36	Galaksi	15.14	0.057	Cygnus A
144	1420	05 31 30	21 58	Supernovan jäännös			Äyriäissumu = Taurus A
274	970	12 28 18	12 40	Galaksi	8.74	0.004	M87 = Virgo A, Virgon galaksijoukossa
400	540	19 21 30	14 24	H II -alue			W51, ionisoituneen vedyn alue
410.1	410	20 19 36	40 06				Osa Cygnus X -kompleksia
392	400	18 53 34	01 14	Supernovan jäännös			W44, laaja ei-termisen säteilyn alue
348	325	16 48 41.2	05 04.4	Galaksi	16.90	0.154	Hercules A
409.1	230	20 18 00	45 12				Osa Cygnus X -kompleksia
157	210	06 14 36	22 43	Supernovan jäännös			IC 443

Pohjoisen taivaan kirkkaimpien radiolähteiden koordinaatit ja vuontitiheydet ns. kolmannen Cambridgen luettelon (3 CR) mukaisesti. Mittaukset on tehty 1.7 metrin aallonpituudella. Radiolähteen vuontitiheys on sen havaitun kirkkauden mitta. Se ilmoittaa radiolähteestä Maan pinnalle tulevan tehon. Yksikkönä käytetään Janskyä (Jy), joka on 10^{-26} wattia neliometriä ja herziä kohden. Vastaavalle optiselle kohteelle on ilmoitettu tyyppi, visuaalinen suuruusluokka ja punasiirtymä. — Taulukossa mainitut lähteet löytyvät kuvan 3 kartasta.

etäisyys laskea. Tällä tavoin saatiin pulsarin CP1919 etäisyydeksi n. 400 valovuotta.

Erikoin ja ehkä tutkituin pulsari on Äyriäissumun pulsari PSR 0531+21 (nykyisin pulsareille käytetään nimitysmuotoa PSR ja perään liitetään rektaskensio ja deklinaatio). Tämän pulsarin löysivät Staelin ja Reifstein NRAO:n 91.5 m:n teleskoopilla v. 1968. Löytö oli sikäli mielenkiintoinen, että pulsari sijaitsee Äyriäissumun supernovajäännöksen keskellä ja on todennäköisesti kasaan romahtanut jääne kaasukehänsä avaruuteen singonneesta tähtestä. Tämä pulsarin ja supernovajäännöksen yhteys kävi ilmeiseksi kun Cocke, Disney ja Taylor Steward-observatoriossa Arizonassa havaitsivat Äyriäissumun pulsarin myös optisesti ja kun selvisi, että optisen pulsarin paikka vastasi tarkoin

Baaden ja Minkowskin v. 1942 supernovaräjähdyksen keskustähdeksi tunnistaman tähden paikkaa. Baade ja Minkowski eivät tietenkään olleet havainneet valon pulssiluonnetta valokuvauslevyn pitkän valotusajan vuoksi. Vain Velan pulsari on Äyriäispulsarin lisäksi havaittu optisesti.

3 K:n terminen taustasäteily

Kaikki kosmologiset mallit, joilla on kuuma ja tiheä alkutila, ennustavat jonkinlaisen termisen taustasäteilyn. Vuonna 1965 Penzias ja Wilson Bell-laboratoriossa USA:ssa onnistuivat mittaamaan tämän säteilyn ja saivat sen lämpötilaksi 3.5 ± 1.0 K. Wolfe ja Burbridge osoittivat v. 1969, ettei taustasäteilyä kyettä selittämään tyydyttävästi esimerkiksi heikkojen eril-

listen taustalähteiden (galaksien) aiheuttamaksi.

Viimeisten mittausten mukaan taustasäteilyn spektri vastaa varsin tarkoin sellaisen mustan kappaleen säteilyä, joka on lämpötilassa 2.7 K. Taustasäteily on hyvin isotrooppista, so. se saapuu yhtä voimakkaana kaikista taivaan suunnista, ja vain heikko, aurinkokunnan liikkeestä johtuva anisotropisuus on erittäin tarkoissa mittauksissa havaittavissa.

3 K:n taustasäteilyn kiistaton havaitseminen on selvä todiste kosmologian ns. Big-bang-teorian ja laajenevan maailmankaikkeuden puolesta ja staattista mallia vastaan.

Kalevi Mattila
Lauri Malkamäki
Göran Sandell

MILLIMETRI- JA SUBMILLIMETRITÄHTITIEDE

Varsinaisten radio- ja infrapuna-alueiden välissä on ns. millimetri- ja submillimetrialue (3 mm—100 μ m), joka on yksi sähkömagneettisen spektrin viimeisiä valkoisia läikkeitä.

Sähkömagneettisen spektrin tähtitieteen kannalta huonoimmin tutkitun alueen "kunniasta" kilpailevat tällä hetkellä äärimmäinen ultraviolettialue (ks. Heikki Ojan artikkeli) sekä radio- ja infrapuna-alueen välissä oleva lyhyiden millimetriaaltojen ja submillimetriaaltojen (eli alimillimetriaaltojen) alue, jonka voidaan laskea ulottuvan n. 100 mikrometrin 3 millimetriin. Tämän aallonpituusalueen havaintojen esteenä on ilmakehän huono läpäisy: vain muutamissa aallonpituuskaistoissa pääsee säteily Maan pinnalle asti, ja tällöinkin on havaintopaikan oltava korkealla vuorenhuipulla tai muuten hyvin kuivassa paikassa, jotta havaitsijan ja säteilylähteen välissä oleva vesihöyryn määrä olisi mahdollisimman pieni. Kuvassa 1 on esitetty ilmakehän läpäisykyky aallonpituusalueella 10—0.5 mm. Ylempi käyrä vastaa 1 mm vesikerrosta ja alempi 4 mm vesikerrosta.

Kuva 1. Ilmakehän läpäisykyky aallonpituuden funktiona alueella 10–0.5 mm. Ylempi käyrä vastaa sellaista ilmakehässä olevaa vesihöyryn määrää, josta vedeksi tiivistettyinä tulisi 1 mm paksuinen kerros; alempi käyrä vastaa 4 mm vesimäärää.

Suomessa voi vesihöyryn määrä joskus kylminä talvisina pakkaspäivinä laskea pariin mm:iin, mutta muulloin se on kirkkaallakin säällä n. 10 mm tai enemmän. Parhaita havaintopaikkoja ovat vuorenhuiput hyvin kuivilla alueilla tai eräillä pienillä valtameren keskellä olevilla saarilla (Havaiji, Kanarian saaret, Madeira).

Teleskoopit

Radioastronomian kehityksessä esiintyy tällä hetkellä lähinnä kaksi laitteen kehitystä määräävää tendenssiä: (1) siirtyminen yhä suurempiin taajuuksiin ja (2) pyrkimys parantaa kulmaerotuskykyä. Nämä pyrkimykset ovat johtaneet toisaalla hyvin suuren pintatarkkuuden omaavien yksittäisten paraboloidiantennien rakentamiseen ja toisaalla useista erillisistä antenneista yhdistettyihin ns. synteesiradioteleskooppeihin tai VLBI (Very Long Base Line Interferometry) -verkkoihin.

Radiotekniikan kannalta 3 mm—100 μ m välinen aallonpituusalue on erittäin mielenkiintoinen ja tärkeä myös tulevia sovellutuksia ajatellen. Radioastronomiasta varten on usein kehitetty tekniikan eturintamassa olevia laitteita, jotka myöhemmin ovat tulleet myös käytännön palvelukseen. Pienentämällä vastaanottimen komponentteja, osaksi jopa mikroskooppiseen kokoon, on ollut mahdollista laajentaa

radioalueen vastaanottotekniikkaa millimetri- ja submillimetrialueeseen saakka. Suuren herkkyyden saavuttamiseksi vastaanottimet on jäädytettävä nestemäisen heliumin avulla hyvin alhaiseen lämpötilaan. Lähitulevaisuudessa on odotettavissa merkittäviä edistysaskeleita millimetrialueen vastaanottotekniikassa. Alan teknisen kehityksen seuraaminen vaatii siirtymistä yhä korkeammille taajuuksille, mihin 100 GHz:n yläpuolella tapahtuva radioastronominen tutkimus tarjoaa parhaan mahdollisen haasteen.

Tärkeimmät millimetrialueen radioteleskoopit on esitetty taulukossa 1. Siinä on mukana myös valmisteilla olevat teleskoopit. Nähdään että tällä alalla on parhaillaan käynnissä voimakas laajeneminen. Samoin nähdään että varsinaisia submillimetrialueen (aallonpituus alle 1 mm) havaintoja varten ei ole toistaiseksi vielä valmiina kuin yksi suurempi radioteleskooppi (Owens Valleyn 10 m teleskooppi). Näitä havaintoja onkin tehty sen vuoksi etupäässä suurilla optisilla teleskoopeilla (taulukko 2), etenkin Havaijin Mauna Kean observatoriossa, jossa sen korkean sijainnin (4200 m merenpinnan yläpuolella) ansiosta on varsin vähän vesihöyryn aiheuttamaa säteilyn absorptiota. Päivisin ja hämärän aikaan kun optisia havaintoja ei vielä voida tehdä, työskentelevät submillimetri- ja infrapunatähtitieteilijät näillä suurilla kaukoputkilla.

Edellisessä artikkelissa on selostettu radioastronomisia tutkimuksia, joita on tehty mm. tähtienvälisistä molekyyleistä, Auringosta ja kvasaareista. Näiden tutkimushankkeiden luonnollisena ja välttämättömänä jatkeena on siirtyminen korkeammille taajuuksille kuin mihin tähän asti rakennetuilla radioteleskoopeilla päästään. Aallonpituusalueen laajennus 3 mm:n alapuolelle avaa tähtitieteilijöiden käyttöön alueen, jota on tähän asti voitu tutkia vasta varsin vähän. Tähtienvälisen pilvien molekyyliviiva- ja kontinuumisäteilyn samoin kuin radiogalakseen ja kvasarien sekä meidän Aurinkomme säteilyn tiedetään tarjoavan uusia ja erittäin lupaavia tutkimusmahdollisuuksia tällä aallonpituusalueella.

TAULUKKO 1. Millimetrialueen radioteleskooppeja. Tärkeä parametri läpimitan ohella on pienin aallonpituus, jolla teleskooppi pystyy toimimaan.

Yliopisto tai laitos	Sijaintipaikka	Korkeus meren pinnasta (m)	Teleskoopin läpimitta (m)	Pienin käyttökelkelpoinen aallonpituus (mm)	Huomautuksia
Texasin yliopisto	Mc Donald -observatorio (USA)	2070	4.9	1.4	avattava kupoli
Bellin puhelinlaboratorio	Holmdel (USA)	100	7.0	1.5	avoin
National Radio Astronomy Observatory	Kitt Peak (USA)	1920	11.0	2.2	avattava kupoli
Kalifornian teknillinen korkeakoulu	Owens Valley (USA)	1200	10.4	0.5	avoin
Chalmersin teknillinen korkeakoulu	Onsala (Ruotsi)	0	20.0	2.9	suljettu radom
Institut de Radioastronomie Millimetrique (Ranska + Länsi-Saksa) (IRAM)	Ranskan Alpit	2500	15.0	0.8	valmistuu 1985
Science Research Council (Englanti)	Sierra Nevada (Espanja)	2860	30.0	1.3	valmistuu 1983
Max-Planck-Institut für Astronomie (Länsi-Saksa)	Mauna Kea (Havaiji)	4200	15.0	0.8	valmistuu 1985
Tokion yliopisto	Mt Lemon (USA)	2800	10.0	0.3	valmistuu 1985
Teknillinen korkeakoulu	Nobeyama (Japani)	1350	45.0	3.2	valmistunut 1982
	Metsähovi (Suomi)	60	13.7	3	suljettu radom

Tähtienvälisen molekyylisen spektrin viivatutkimus

Aallonpituusalue 3—0.7 mm (100—400 GHz) on kylmien tähtienvälisen pilvien spektriviivatutkimuksen kannalta uusi ja erittäin tärkeä. Tähän mennessä pienemmällä teleskoopeilla jo tehdyt havainnot, samoin kuin teoreettiset tarkastelut osoittavat että kyseisessä alueessa on runsaasti voimakkaita molekyyliviivoja. Viritysolosuhteet kylmissä pilvissä suosivat submillimetri- ja kauko-infrapuna-alueen spektriviivoja. Erittäin tärkeä molekyylillä näissä tutkimuksissa tulee olemaan CO eli hiili, jolla on molekulaarisen vedyn jälkeen suurin runsaus tähtienvälisissä pilvissä. CO-havaintoja käytetään myös Linnunradan ja muiden galaksien kierteishaarakenteen tutkimuksiin. Havaintoja voidaan tehdä neljässä rotaatioviivassa, jotka ovat

Tuotteliain millimetrialueen teleskooppi on ollut Kitt Peakillä Arizonassa oleva Yhdysvaltain kansallisen radioastronomian observatorion (NRAO) 11 metrin läpimitainen teleskooppi. Vuonna 1982 teleskoopin pinta uusittiin. Kuvassa näkyvän uusitun pinnan läpimitta on 12 m ja sen tarkkuus entistä paljon parempi, niin että havaintoja voi nyt tehdä millimetriä lyhemmilläkin aalloilla aina 0.5 millimetriin asti. (Kuva M.A. Gordon, NRAO)

Kuva 2. CO-molekyylin rotaatioviivojen $J \rightarrow (J-1)$ intensiteetti Schmidt-Burgin las- kujen mukaan tasapaksun levyn muotoi- sessa pilvessä. Parametrina on $J = 1 \rightarrow 0$ viivan optinen paksuus $\tau_{CO} = 1, 10, 100$ ja ∞ . Lämpötila $T = 10$ K.

välillä 2.6—0.65 mm. Kuvassa 2 on esitetty CO:n rotaatioviivojen las- kut intensiteetit kylmissä tähtienvälis- sä pilvissä vallitsevia olosuhteita var- ten. Kuvassa nähdään, että voimak- kaimmat viivat esiintyvät tällöin n. 1 mm aallonpituusalueella. Kylmien tähtienvälisen pilvien yksityiskohtaisen rakenteen ja nopeuskentän (kutistu- minen, laajeneminen, pyörteisyys) tut- kiminen on avainasemassa tähtien syn- tyilmön alkuehtoja tutkittaessa.

Kuva 4. Galaksin M82 ydin säteilee voimakkaasti submillimetri- ja infrapuna-alueessa. Välillä 1mm–10 μm esiintyvä voimakas säteilyhuippu aiheutuu galaksin keskuksesta olevan pölyn lämpösäteilystä.

Kuva 3. Orionin molekyylipilven spektri infrapuna- ja submillimetrialueessa.

Tähtienvälisen pilvien energiajakautuman tutkimus

Submillimetrialue tarjoaa mahdollisuu- den kylmien tähtienvälisen pilvien tut- kimiseen myös niiden jatkuvan eli kon- tinuumisäteilyn perusteella. Se on pil- vissä olevien pölyhiukkasten lämpö- säteilyä. Esim. 10 kelvinin lämpötilassa olevan pilven (tyypillinen lämpötila pi- meille sumuille) säteilyn maksimi on taajuudella 590 GHz (n. 0.51 mm). Mi- käli pölypilven sisällä on tähti tai syntymässä oleva tähti (prototähti) se kuu- mentaa pölyn korkeampaan lämpötilaan (tyypillinen lämpötila 100 K). Tyypillinen esimerkki on kuvassa 3 esi- tetty Orionin molekyylipilven infrapu- na-submillimetrialueen spektri. Milli-

TAULUKKO 2. Submillimetrialueen ($\lambda < 1$ mm) havainnoissa käytettyjä kaukoputkia.

Laitos	Sijoi- tus- paikka	Läpimitta (m)	Korkeus (m)	Ilmakehän 350 GHz (860 μm)	läpäisy 650 GHz (45 μm)	Käyttökelpoinen submillimetrialueen havaintoaika vuosittain (prosenttia)
KAO	lentokone	0.9	12500	1.0	1.0	100
UKIRT	Mauna Kea (Havaiji)	3.8	4200	0.9	0.5	>80
IRTF	"	3.0	4200	0.9	0.5	>80
	"	2.2	4200	0.9	0.5	>80
CFHT	"	3.5	4200	0.9	0.5	>80
	White Mountain (USA)	1.5	4350	0.9	0.5	80
	Las Campanas (Chile)	2.5	2300	0.6	0.1	40
	Palomar (USA)	5.0	1750	0.5	<0.1	10

KAO = Kuiper Airborne Observatory: Lentokoneeseen sijoitettu kaukoputki (Nasa, USA)
 UKIRT: United Kingdom Infrared Telescope Havaijilla (Englanti)
 IRTF: Infrared Telescope Facility (Nasa, Havaiji)
 CFHT: Kanadan-Ranskan-Havaijin kaukoputki

Kuva 5. Neutraalin hiilikaasun spektriviiva aallonpituudella 0.61 mm on yksi submilli- metriaallonpituusalueen tärkeimpiä tutkimuskohteita. Tämän spektriviivan säteilyn on havaittu esiintyvän voimakkaana kirkkaiden ja pimeiden sumujen raja-alueilla esiinty- vissä terävissä reunoissa (eng. "bright rims"). Ylempässä kuvassa on korkeuskäyrillä esitetty hiilimonoksidin eli hään 2.6 mm aallonpituudella esiintyvän säteilyn jakautuma Orionin sumun (M42) ja sen pohjoispuolella olevan NGC 1977:n välisessä alueessa, jossa on suuri molekyylipilvi (OMC-2). Yläkuvassa rajattu alue on esitetty suurennettu- na alemmassa kuvassa. Tämän kuvan alueen poikki on mitattu hiilen 0.61 mm spektri- viivan voimakkuutta. Ne on esitetty oikeassa reunassa olevassa pystyrivissä päällekkäin. Viiva on voimakkain kuva-alueen keskellä.

metri- ja submillimetrialueen mittauk- set antavat siis mahdollisuuden tutkia tähtienvälisen pölypilvien lämpötilaa, pölyn runsautta ja pienimittakaavaista tiheysjakautumaa, etsiä pilvien sisässä olevia energialähteitä (tähtiä tai proto- tähtiä) sekä selvittää tähtienvälisen pölyhiukkasten koostumusta.

Radiogalakseja ja protogalakseja

Useiden galaksien ja radiogalakseen ytimet ovat erittäin voimakkaita säteili- jöitä infrapuna- ja submillimetrialueis- sa. Eräissä tapauksissa on ilmeisesti ky- symys pölyhiukkasten lämpösäteilystä, toisissa tapauksissa voi ns. synkrotroni- säteilyn osuus olla huomattava. Galak- sien ytimien ja erikoisesti kvasaarien energiantuotantomekanismien selvittä- misessä odotetaan millimetri- ja sub- millimetrialueen havainnoista merkit- tävää uutta tietoa.

Aallonpituusalue 3—0.1 mm on tähtitieteessä vielä hyvin puutteellisesti tutkittua aluetta. Näin ollen on odotet- tavissa, että suurella uudella teleskoo- pilla voidaan löytää myös uudentyyppi- siä ja odottamattomia kohteita. Eräs kohderyhmä, jonka löytämistä tosin osataan jo odottaa, ovat syntymässä olevat tai juuri syntyneet galaksit. Täl- laisissa galakseissa uskotaan olevan runsaasti nuoria kuumia (O- ja B-) tähtiä. Jos näissä varhaisissa galakseissa esiintyy runsaasti myös tähtienvälistä pölyä, niin huomattava osa galaksin sä- teilyn maksimista on noin 100 μm:n alueessa. Galaksien todennäköisenä syntyajan pidetään ajanjaksoa 3×10^7 — 6×10^9 vuotta alkuräjähdyksen jälkeen, mikä vastaa punasiirtymän ar- voja 30—2. Tällaisen punasiirtymän omaavan galaksin säteilyn maksimi ha- vaittaisiin tällä hetkellä aallonpituudel- la 3.1—0.3 millimetriä, mikä osoittaami- lla submillimetri-submillimetrialueen suuren po- tentiaalisen merkityksen galaksien syn- typrobleeman kannalta.

Kalevi Mattila

Havaijin saaren sammuneen tulivuoren Mauna Kea huippu on yli 4200 metrin korkeudella merenpinnasta. Vulkanisen kiven ja soran joukossa ei kasva mitään. Paikka on kehittyvässä infrapuna-astronomian keskuksena. Ohut ilma päästää infrapunasäteilyä hyvin lävitseen (5 km korkeudessa jo puolet ilmakehästä olisi alapuolella), ja siksi astronomit nousevat vuorelle hengitysvaikeuksien uhallakin. Kolkossa ja elottomassa ympäristössä toimii 3,8, 3 ja 2,2 metrin infrapunateleskoopit. (Kuva Royal Observatory Edinburgh)

INFRAPUNATÄHTITIEDE

Vuonna 1800 saksalais-englantilainen Wilhelm eli William Herschel julkaisi Royal Societyn sarjassa neljä artikkelia joissa hän esitteli auringon säteilystä löytämänsä uuden säteilylajin. Herschel kutsui sitä kalorifiseksi säteilysiksi; nykyisin puhutaan infrapunasäteilystä. Infrapunasäteilyn löytymiseen johtanut alkuperäinen koejärjestely selviää kuvasta 1. Herschel toteasi ettei lämmön esiintyminen ole mikään valon lisäominaisuus, vaan että hän oli löytänyt spektrin uuden aallonpituusalueen, jonka säteet käyttäytyivät kuten valo: ne taifuivat, heijastuivat ja absorboituivat.

1. Puolentoista vuosisadan itämisvaihe

Infrapunasäteilyn löytäminen pohjasti osaltaan vuosisadan kuluessa tapahtunutta sähkömagneettisen säteilyn spektrin avautumista. Herschelin havainto oli sitäkin merkittävämpi, koska tuohon aikaan koko sähkömagneettisen säteilyn käsite oli vielä tuntematon, ja toisaalta lämpöä ei vielä ymmärretty ainehiukkasten värähtelyksi tai sinne tänne suuntautuvaksi liikkeeksi, vaan sitä pidettiin itseään aineena.

Taivaallisten infrapunakohteiden tutkimus eteni varsin verkkaisesti, koska aurinkoa lukuunottamatta useimmat näkyvä valo säteilevät kohteet ovat melko heikkoja infrapunälähteitä. Myös infrapunailmaisimet kehittyivät hitaasti Herschelin lämpömittarien asteelta. 1820-luvulta lähtien käytettiin lämpöpareja ja niitä yhdistämällä saatuja lämpökennoja.

Skotlantilainen Piazzi Smyth teki 1856 matkan Kanarian saarille. Teneriffalla hän havaitsi lämpöparin avulla juuri ja juuri täysikuun infrapunasäteilyn. Smyth arveli että Teneriffan kuivassa ilmastossa ilmakehä saattaisi olla hyvin läpinäkyvä ja infrapunahavainnoille suotuisa. Runsaat sata vuotta myöhemmin tämä arvio sai todellista painoa, sillä Ison-Britannian ensimmäinen varsinainen infrapunaobservatorio pystytettiin 1970-luvun alkupuolella Teneriffalle.

1920-luvulta lähtien yritettiin useiden vuosikymmenien aikana silloin tällöin mitata Kuun, planeettojen ja kirkkaimpien tähtien infrapunasäteilyä. Ilmaisimien kehittymättömyy-

Sähkömagneettisen spektrin infrapuna-alue ulottuu noin yhdestä mikrometristä yhteen millimetriin. Infrapunahavaintoja taivaan lämpösäteilijöistä voidaan tehdä jo Maan pinnalta, varsinkin korkeilla ja kuivilla vuorenhuipuilla sijaitsevista tähtitorneista.

den vuoksi tulokset olivat hyvinkin epätarkkoja eivätkä juuri houkutelleet yrittäjiä. Infrapunahavaintojen merkityksestä saatiin kuitenkin painavaa näyttöä 1948, kun Wesselink osoitti Pettit'n ja Nicholsonin Mount Wilsonilla tekemien havaintojen perusteella että Kuun pinta ei ole paljasta kalliota, vaan hienon pölyn peittämä. Nykyisin sananmukaisesti käsin kosketellen vahvistettu tulos oli aikanaan odottamaton ja yllättävä.

1950-luvulla tuli käyttöön uusi, tehokas ilmaisin, lyijysulfidi (PbS)-kenno, ja nyt infrapuna-astronomia pääsi varsinaisesti käyntiin.

2. Ilmaisimet

Valokuvaemulsio on noin sadan vuoden ajan ollut tähtitieteen tärkeimpiä säteilynilmaisimia. Se voidaan hermistää vielä 1,1 mikrometrin aallonpituuksille — näkyvä valohan ulottuu

Kuva 1. Herschel löysi infrapunasäteilyn vuonna 1800 tutkiessaan auringon valon spektrin eri värien lämpötiloja. Vasemmalla on kaihtimessa kapea vaakasuora rako, josta tuleva valo hajoitetaan prisman D avulla spektriksi. Pöydälle syntyvän spektrin E eri värien lämpötilan Herschel mittasi siirrettävän alustan A lämpömittarilla 1. Mittarit 2 ja 3 olivat vertailuhavaintoa varten. Niillä mitattiin ympäristön lämpötila, johon aurinkosta lankeava säteily ei suoraan vaikuttanut. Herschelin spektrin eri värien ja varjon välille kymmenen minuutin kuluttua mitaamat lämpötilaerot olivat: violetti 2°, vihreä 3,5°, punainen 7°. Kaikkein korkein lämpötila saavutettiin punaista seuraavassa pimeässä alueessa.

noin $0.4 \mu\text{m}$:sta $0.7 \mu\text{m}$:iin. Yhden μm :n tienoilla emulsio alkaa kuitenkin olla jo toivottoman hidas. Meillä on siis joka tapauksessa mahdollisuus "nähdä", miltä ainakin kirkkaimmat kohteet lähi-infrapuna-alueessa näyttävät.

Kun valon kvanttien annetaan osua sopivasti valittuihin, tavallisesti maa-alkalimetallien seoksista valmistettuihin pintoihin, niistä irtoaa elektroneja. Tähän valosähköiseen ilmiöön perustuu tähtitieteessä nykyisin paljon käytetty valosähköinen fotometria. Elektroneja luovuttava pinta, fotokatodi, saadaan toimimaan vielä $1.5 \mu\text{m}$:iin saakka. Kohteen kirkkaudesta riippuu, paljonko elektroneja aikayksikössä vapautuu. Elektronien muodostama sähkövirta on siis kirkkauden mitta ko. aallonpituusalueella. Kohteesta fotokatodille muodostunut kuva voidaan säilyttää ns. kuvanvahvistimen avulla fokuoimalla vapautuneet elektronit magneettikentän avulla loistevarjoitelmelle jossa kuva syntyy nyt näkyvällä aallonpituusalueella ja on siitä esim. valokuvattavissa.

Tämä ei kuitenkaan vie kovin pitkälle infrapuna-alueeseen. Seuraavan aallonpituusalueen ilmaisin onkin lyijysulfidikenno. Lyijysulfidilla on se erinomainen ominaisuus että siitä valmistetun johtimen sähkövastus muuttuu, kun siihen osuu infrapunasäteilyä. Jos siis valmistetaan PbS-vastus ja asetetaan se piiriin jossa vakiojännitelähde pitää yllä virtaa, niin vastuksen kanssa sarjaan kytketty virranvoimakkuuden mittari osoittaa virran muuttuneen, kun infrapunasäteily päästetään osumaan vastukseen. Laite voidaan kalibroida, ja virranvoimakkuudesta saadaan tarkka infrapunasäteilyn kirkkauden mitta. Lyijysulfidikenno toimii 1 ja $4 \mu\text{m}$:n välisellä aallonpituusalueella. $4 \mu\text{m}$:a pitempi-aaltoisten fotonien energia ei enää riitä vaikuttamaan PbS-vastukseen.

Pitemmillä aallonpituuksilla käytetään puolijohdeilmaisimia. Sekoittamalla pieniä määriä sopivia metalleja epäpuhtauksina puhtaaseen germaniumiin saadaan halutulle aallonpituusalueelle viritetty ilmaisin. Esimerkiksi kun käytetään kuparia ja elohopeaa epäpuhtauksina, germaniumkide tulee johtavaksi säteilystä jonka aallonpituus on $5-15 \mu\text{m}$.

Amerikkalainen Frank Low kehitti 1961 ilmaisimen jossa germaniumiin on sekoitettu hiukkasen galliumia. Tämä on herkkä kaikille infrapuna-aallonpituuksille, ja siihen perustuvaa fotometriä kutsutaan siksi Low'n bolometriksi. Sillä on mahdollista työskennellä ainakin periaatteessa millimetrialueella saakka, josta radiotaa-

Kuva 2 a. Mustan kappaleen (lämpötila 10 000 K) säteilytehon (pystyakseli) riippuvuus aallonpituudesta (vaaka-akseli).

Kuva 2b. Kolmen mustan kappaleen (joilla on sama pinta-ala) säteilykäyrät logaritmisessa koordinaatistossa. Kun kappaleen lämpötila laskee, säteilyn maksimikohta siirtyy pitemmälle aallonpituudelle. Huomaa että kuumemman kappaleen kirkkaus on kaikilla aallonpituuksilla korkeampi kuin kylmemmän (kun molemmilla on sama pinta-ala). 10 000 K:n käyrä on sama kuin kuvassa 2a.

juusalue jo alkaakin.

Infrapunafotometri — esimerkiksi Low'n bolometri — toimii pääperiaatteeltaan kuin näkyvän valon fotometri: kaukoputki kerää tutkittavasta

kohteesta mahdollisimman paljon säteilyä, josta suodattimen avulla valitaan haluttu aallonpituuskaista. Ilmaisin muuttuu siihen osuvan säteilyn sähköiseksi signaaliksi, jonka voimakkuus puolestaan on kohteen kirkkauden mitta ko. aallonpituusalueella. Varsinkin kun siirrytään pitemmälle infrapuna-alueeseen, pelliin puuttuu joukko ilmiöitä joiden vuoksi infrapunafotometriä poikkeaa tavanomaisemmasta työskentelystä kaukoputken ääressä. Näiden seikkojen ymmärtämiseksi meidän on tarkasteltava lyhyesti ensiksi ns. mustan kappaleen säteilyä ja toiseksi maapallon ilmakehän vaikutusta kosmisten kohteiden säteilyyn ja sen havaitsemiseen.

3. Mustan kappaleen säteily

Mustaksi kappaleeksi sanotaan kappaletta joka täysin absorboi siihen osuvan säteilyn. (Niin uskomattomalta kuin saattaa kuulostaakin, aurinko on aika hyvä musta kappale.) Max Planck johti vuonna 1900 kvanttihypoteesistaan lähtien teoreettisesti että mustan kappaleen säteilyteho jakautuu aallonpituuden suhteen havainnoista tunnetulla tavalla (kuva 2). Säteilyn aallonpituusjakautuman muoto ja paikka riippuu vain kappaleen lämpötilasta. Niin kuin kuvasta 2 b näkyy, jakautuman maksimi osuu pitempiin aallonpituuksiin, kun lähteen lämpötila laskee. Tämän lausuu yksinkertainen Wienin siirtymislaki jonka mukaan tehon maksimia vastaavan aallonpituuden ja kappaleen lämpötilan (absoluutisissa asteissa lausuttuna) tulo on vakio. Wienin lain perusteella tiedämme että jos kappaleen lämpötila on 1000 K, se säteilee kirkkaimmin noin $4 \mu\text{m}$ aallonpituudella. Jos lämpötila on 10 000 K, säteilyn maksimi osuu noin $0.4 \mu\text{m}$:n kohdalle, siis näkyvän valon alueen lyhyt-aaltoiseen reunaan.

Kuviosta 2 nähdään että maksimin lyhytaaltoisella puolella teho nousee jyrkästi aallonpituuden kasvaessa, maksimin jälkeen se laskee hitaammin. Maksimia vastaavaa aallonpituutta huomattavasti pitemmillä aallonpituuksilla teho on kääntäen verrannollinen aallonpituuden kuutioon. Se merkitsee että kuvassa 2 b, jossa akseleilla on käytetty tehon ja aallonpituuden logaritmeja, tämä säteilykäyrän osa on laskeva suora jonka kulmakerroin = -3.

Mustan kappaleen säteilytehojakautuman eli Planckin käyrän epäsymmetrisestä muodosta (kuva 2) seuraa nyt että jos kappale on hyvin kuuma, esimerkiksi lähes 40 000 K, jolloin sen säteilyn maksimi on kau-

Kuva 3. Maan ilmakehän suhteellinen läpinäkyvyys infrapunasäteilyn eri aallonpituuksilla. Fotometrisesti käyttökelpoisille kaistoille on annettu nimet J, H, K, L jne. Kuvaan on myös merkitty eräät hiilidioksidin (CO₂) ja otsonin (O₃) aiheuttamat voimakkaat absorptioalueet, joissa ilmakehä on jokseenkin läpinäkyvä.

kana ultravioletissa $0.1 \mu\text{m}$:n kohdalla, sen säteily on vielä voimakasta käyrän laskevalla, maksimia pitempi-aaltoisella osalla. Se siis on hyvin havaittavissa esimerkiksi näkyvän valon alueella. Kun kappaleen lämpötila on 1000 K ja maksimi siten noin $4 \mu\text{m}$:n kohdalla, sen kirkkaus $1 \mu\text{m}$:n kohdalla on vasta 1/24 kirkkaudesta $1.5 \mu\text{m}$:n kohdalla. Jos siis lämpötila on alhainen eli maksimi infrapuna-alueessa, käy helposti niin ettemme Planckin käyrän lyhytaaltoisen osan jyrkän nousun takia havaitse kohteesta mitään optisella aallonpituusalueella. Elleivät havaintomme ulottuisi $5 \mu\text{m}$:a pitemmälle, emme tietäisi mitään 200 K:n tai sitä kylmemmistä kohteista.

4. Ilmakehän vaikutus

Kuten tunnettua, maapallon ilmakehä on aina tähtitieteilijän kiusana. Aivan erinomainen riesa se on infrapunahavaintajalle. Ilmakehä päästää läpi infrapunasäteilyä juuri sen verran että se houkuttelee havaintoja tekemään, mutta aina vähän väliä aallon-

pituuden kasvaessa tulee vastaan kaista jolla ilmakehä on täysin tukossa. Kuva 3 kuvaa ilmakehän läpinäkyvyyttä aallonpituuden suhteen. Voimakkaimmat infrapunasäteilyn esteet ovat sitä absorboivat hiilidioksidi ja vesihöyry.

Kun ilma absorboi kosmisista kohteista — tietysti ennen kaikkea aurinkosta — tulevaa säteilyenergiaa, se joutuu säteilemään sen joillakin aallonpituuksilla pois. Tämä tapahtuu pääasiassa infrapuna-alueella. Ei siis siinä kyllin että ilmakehä estää monilla aallonpituuskaistoilla infrapunasäteilyä pääsemästä havaintajan ilmaisiin, se on itse monilla kaistoilla voimakas säteilyn lähde ja siten kiuasallinen taustahäiriö. Taulukossa 1 on esitetty yleisimmät käytetyt infrapunaikkunat, niihin soveltuvat ilmaisimet, luonteenomainen ilmakehän läpinäkyvyys ja taustan kirkkaus.

Joitakin etuja infrapuna-astronomilla sentään on optisella alueella työskentelevään virkaveljeensä verrattuna. Auringon valo siroaa ilmakehän molekyyleistä ja aerosoleista, siinä kellovissa pienistä hiukkasista, ku-

ten pölystä, vesipisaroista jne. Sironta on voimakasta näkyvän valon lyhyillä aallonpituuksilla, mutta vähenee jyrkästi kun aallonpituus kasvaa. Siksi selkeä taivas on sininen eikä esimerkiksi keltainen. Infrapunakaistoilla H ja K sironta on olematonta. Kun näillä kaistoilla ilman molekyylien lämpötilasta johtuva säteily on vähäistä, taivas on päivälläkin musta tässä alueessa. Infrapuna-astronomi voi siis tehdä havaintoja esimerkiksi $2.2 \mu\text{m}$ aallonpituudella keskipäivällä (ja tietysti myös yöllä, jos jaksaa). Niinpä mm. Palomarin 5 metrin teleskooppia käytetään paljon infrapunahavaintoihin päiväaikaan.

5. Havaintotekniikka

Lähi-infrapuna-alueen havaintotekniikka ei paljon poikkea optisesta astronomiasta, valokuvaus ja valosähköinen fotometria ovat kummassakin hyvin samanlaisia. Ja periaate — kaukoputki kokoaa mahdollisimman paljon kohteesta tulevaa säteilyä analysoitavaksi — on tietysti sama, vaikka siirrytään kuinka pitkille aallonpituuksille hyvänsä. Lyijysulfidi-ilmaisimen ($1-4 \mu\text{m}$) ja pitempien aallonpituuksien alueella tulee kuitenkin ongelmia joihin optisella alueella ei ole totuttu.

Kuten kuvasta 2 b voi päätellä, noin 300 K (siis noin huoneenlämpötilan) tienoilla oleva kappale säteilee voimakkaasti $10 \mu\text{m}$:n aallonpituusalueella. Tämä merkitsee että kaikki teleskoopin osat: peilit, kannattimet jne. säteilevät ko. aallonpituudella. Kun taivaan taustakin on samalla aallonpituuskaistalla kirkas, tilanne on sama kuin yrittäisi havaita optisella alueella tähtiä auringonpaisteesta kaukoputkella joka on kuumennettu kauttaaltaan valkohehkuisiksi.

Varsinaisesta kohteesta tulevan säteilyn lisäksi mittalaitteeseen tunkeutuva taustan voimakas säteily ei olisi mikään ongelma, jos tausta olisi koko ajan vakio. Se voitaisiin mitata ja vähentää. Taustan kirkkaus kuitenkin

TAULUKKO 1. INFRAPUNAIIKKUNAT

Aallonpituuskaista (μm)	Sopivin ilmaisim	Kaistan nimikirjain	Ilmakehän läpinäkyvyys	Taivaan kirkkaus
1.1– 1.4	PbS	J	hyvä	yöllä heikko
1.5– 1.8	PbS	H	hyvä	hyvin heikko
2.0– 2.4	PbS	K	hyvä	hyvin heikko
3.0– 4.0	PbS/InSb	L	$3.0-3.5 \mu\text{m}$ kohtal.	heikko
4.6– 5.0	InSb/Ge,Ga	M	$3.5-4.0 \mu\text{m}$ hyvä	voimakas
7.5– 14.5	Ge,Ga	N	melko huono	eritt. voimakas
17 – 40	Ge,Ga	(Q), (Z)	$8-9 \mu\text{m}$ ja $10-12 \mu\text{m}$ kohtal., muuten huono	hyvin voimakas
330 –370	Ge,Ga/Si		hyvin huono eritt. huono	heikko

Kuva 4. Infrapunahavainnoissa on käytettävä peilikaukoputkea, koska lasi ei päästä infrapunasäteilyä lävitseen. Erikoisesti infrapunatyöskentelyyn tarkoitetuissa teleskoopeissa Cassegrain-apupeiili heilahtelee nopeasti edestakaisin ja kuvaa ilmaisimeen vuorotellen kohteen ja sen viereisen alan taustataivasta. Vähentämällä taustan kirkkaus kohteen kirkkaudesta saadaan taustan vaikutus poistetuksi. Kun heilahtelu kohteen ja taustan välillä on nopeaa (1—1000 kertaa sekunnissa), taustan mahdollinen verkkainen muuttuminen ei häiritse havaintoa.

vaihtelee tilastollisesti siitä aikayksikössä tulevien fotonien lukumäärän mukaan. Tätä vaihtelua sanotaan kohina- tai taustan signaaliksi. Kohteen ja taustan signaalien kohina yleensä määrää, kuinka heikkoja kohteita erotetaan ja mikä tarkkuus mittauksessa voidaan saavuttaa.

Jotta taustan vaikutus voitaisiin ottaa huomioon infrapunakohteen kirkkauden mittauksessa — infrapunafotometriassa — mitataan vuorotellen kohde ympäröivine alueineen ja sitten pelkkä tausta yhtä suurelta alalta sen läheisyydestä. Jotta taustan kirkkaus ei mittauksen aikana ehtisi muuttua, paikkaa vaihdetaan jatkuvasti edestakaisin suurella taajuudella. Käytettävät taajuudet vaihtelevat tavallisesti yhdestä tuhanteen kertaan sekunnissa. Koko kaukoputkea on tietysti vaikea heilutella tällaisilla nopeuksilla edestakaisin, ja siksi liike järjestetään joko pyörivän sulkeen tai pyörivien tai edestakaisin liikku-

vien peilien avulla. Fotometriassa liikuvat osat, peilien reunat jne. saattavat varsinkin pitämällä aallonpituuksilla aiheuttaa kiusallista taustasäteilyä, siksi varsinaisesti infrapunahavaintoihin tarkoitetuissa teleskoopeissa kohteen ja viereisen tausta-alueen välinen "nykytely" on nykyisin järjestetty Cassegrain-apupeiilin keinutellun avulla (kuva 4).

Apupeiilin kiinnittämien, moottorin yms. on jäätävä peilin taakse etteivät ne säteilisi näkökenttään. Apupeiilin kannattimet tehdään ohuiksi, jotta ne häiritsevät mahdollisimman vähän. Fotometrin näkökenttä rajoitetaan niin ettei putken seinästä pääse säteilyä näkökenttään. Se rajoitetaan myös ettei infrapunasäteilyä pääse lankeamaan taivaalta apupeiilin ohitse fotometriin.

Kun näkökenttä pyritään kuromaan pieneksi, teleskoopin täytyy olla tarkasti suunnattava, ja sen pitää seu-

rata kohdetta täsmällisesti. Viime vuosina vartavasten infrapunahavaintoihin rakennettuja teleskooppeja ohjataan tietokoneen avulla.

6. Infrapunafotometri

Jotta infrapunailmaisimien, lyijysulfidivastus tai germanium-galliumkide ei läikähtäisi oman ja ympäristönsä lämmön aiheuttamaan signaaliin, se on jäähdytettävä. PbS-vastuksella työskennellessä riittää höyrystyvä tyypellä jäähdyttäminen (77 K eli -196°C). Low'n bolometrissa (Ge—Ga) on käytettävä heliumia. Heliumin kiehumislämpötila normaali-ilmanpaineessa, 4,2 K, ei kuitenkaan riitä, vaan on päästävä runsaat pari astetta alemmaksi. Tämä saadaan aikaan sulkemalla heliumin haihdutustila ja pumppuamalla siitä ilmaa, jolloin helium kiehuu alemman paineen vuoksi matalammassa lämpötilassa. Kun

kaukoputken perään kiinnitettyä fotometriä käännetään havaintojen aikana eri asentoihin, syntyy letkujen, johtojen ja tiivistimien kanssa helposti käytännön ongelmia. Havaintojen ja harvennuspumpauksen päätyttyä sisäänvirtaava ilma jäätyy joutuessaan kosketuksiin kylmän heliumin kanssa ja aiheuttaa helposti putken tulpan. Jäähdyttimessä hiljalleen kaasuuntuva helium joka ei nyt pääse ulos, saattaa muodostaa pommien ja siten nostaa tähtitieteilijän otsalle todella kylmän hien.

Kuvassa 5 on esitetty tyypillisen infrapunafotometrin rakennepiirite. Ilmaisimien, suodattimien ja näkökenttää rajoittava kaihdin eli diafragma on kiinnitetty niin että ne ovat lämpöä hyvin johtavassa yhteydessä jäähdyttimeen, ja siis pysyvät lähellä jäähdytysnesteen kiehumispisteen lämpötilaa. Niitä ympäröivästä tilasta pumputaan ilma mahdollisimman tarkoin pois ettei niihin johtuisi ympäristöstä lämpöä. Suodatinpyörän kääntövarsi, il-

maisimen piirin johtimet ja muut ulos tulevat osat pyritään tietysti rakentamaan niin etteivät ne johtaisi lämpöä fotometriin.

7. Infrapunaobservatorioita ja uranuurtajia

Lähi-infrapuna-alueella voidaan toimia jokseenkin tavanomaisiin fotometrisin menetelmin. Harold Johnson mittasi 1950- ja 60-luvulla tuhansia tähtiä alkuperäisestä UBVI-fotometriastaan punaiseen laajentamallaan UBVI-järjestelmällä. Isot kirjaimet tarkoittavat aallonpituuskaistoja, joita kutsutaan niille luonteenomaisten värien mukaan: U = ultraviolettia, B = sininen, V = visuaalinen eli kellanvihreä, R = punainen ja I = infrapunainen.

Kaliforniassa Neugebauer ja Leighton rakensivat 155 cm:n reflektorin infrapunatyöskentelyä varten. Peili tehtiin kokonaan alumiinimetalista, eikä sen pinnan tarkkuus oikein

riittä nykyaikaisessa mielessä infrapuna-alueessa, optisesta puhumattakaan, sillä polttopinnalla tähden kuvan koko on 4 kaariminuuttia. Tällä teleskoopilla havaittiin kuitenkin pohjoisen taivas deklinaatioon -33° asti ja tuloksena julkaistiin 1969 infrapunaluettelo (IRC) joka sisältää 5612 kohdetta $2.2 \mu\text{m}$:n aallonpituudella havaittuna. Katselmuksen eteläinen vastine aloitettiin Uudessa-Seelannissa, mutta se on vielä kesken.

Kun siirrytään $10 \mu\text{m}$:n alueelle ilmakehästä alkaa tulla todellinen kiusa. Jos infrapunateleskooppi voidaan sijoittaa kuivaan ilmastoon ja mahdollisimman korkealle, vältetään huomattava osa haitallisesta vesihöyrystä, ja olosuhteet paranevat. Niinpä uudet infrapunaobservatoriot onkin perustettu paikkoihin jotka täyttävät mainitut edellytykset.

Minnesotan ja Kalifornian yliopistot ovat yhteistyössä brittien kanssa rakentaneet infrapunaobservatorion Mount Lemonille eteläiseen Arizonaan. Käytössä on puolentoista metrin infrapunateleskooppi.

Havaijin saaren sammuneen tulivuoren Mauna Kea huipulla on yksi maailman parhaita observatorionpaikkoja, nimenomaan infrapunatyöskentelyn kannalta. Merenpinnasta luettu 4200 metrin korkeus mahdollistaa työskentelyn $25 \mu\text{m}$:a pitimmillään aalloilla, mutta havaittajaparan se paikka on helposti huuhottamaan. Työ aloitettiin 2,2 metrin teleskoopilla, mutta vuorelle on myöhemmin pystytetty brittiläinen 3,8 metrin ja Nasan 3,1 metrin infrapunateleskooppi. Mainittakoon että kahden ison infrapunakaukoputken lisäksi Kanada, Ranska ja Havaijin osavaltio ovat rakentaneet yhteisesti Mauna Kealle 3,6 metrin reflektorin jota käytetään luonnollisesti optisen lisäksi myös lähi-infrapuna-alueella.

Sopiva infrapunasaaari on toki lähempänäkin. Jo useiden vuosien ajan englantilaiset ovat menestyksellisesti työskennelleet Teneriffalla, Pico del Teiden harjanteella sijaitsevalla 1,5 metrin infrapunateleskoopilla.

Jos halutaan havaita 40 ja $330 \mu\text{m}$:n välisellä alueella, on päästävä vielä korkeammalle. Apuna käytetään lentokoneita, ilmapalloja ja luotausraketteja. Amerikkalainen lentävä infrapunaobservatorio kastettiin "Gerard P. Kuiperiksi" muutamia vuosia sitten kuolleen, erikoisesti planeettojen tutkijana tunnetun hollantilais-yhdysvaltalaisen tähtitieteilijän mukaan. Tästä lentävästä observatoriosta tehdyt havainnot näyttelivät ratkaisevaa osaa Uranuksen renkaiden löytämisessä.

Kuva 6. Suurin Havaijin infrapunateleskoopista on Englannin 3,8 metrin kaukoputki. Siinä on erikoisohut peili, jonka pitämiseksi oikeanmuotoisena on vaadittu uudentyyppiset tukirakennelmat. (Kuva Royal Observatory Edinburgh)

Infrapunataivasta tutkimaan

Maapallon ilmakehä on aina ollut tähtitieteilijän kiusana — varsinkin infrapuna-astronomiassa. Suurin osa avaruudesta saapuvasta infrapunasäteilyä absorboituu ilman hiilidioksidin ja vesihöyryyn jättäen havaittajien ilmaisimet tarkastelemaan tuloksettomina tai vaalea. Maailmankaikkeuteen johtavia infrapunaikkunoita avaamaan on suunniteltu uusi satelliitti — IRAS.

Kolmen maan yhteistyön tuloksena syntynyt IRAS (Infrared Astronomical Satellite) laukaistiin vuoden 1983 alussa tutkimaan infrapunataivasta 8-120 mikrometrin aallonpituusalueilla. Puolen vuoden ajan IRAS kiertää 900 km korkeudella ns. aurinkosynkronisella napojen kautta kiertävällä radalla kuvaten ja kartoittaen yli miljoonaa uutta infrapunälähdettä.

Amerikkalaiset ovat rakentaneet IRAS:n kylmäteleskoopin ja hoitavat satelliitin laukaisun sekä lopullisen tietojen erittelyn. Alankomaalaiset ovat puolestaan suunnitelleet ja rakentaneet tämän 1020 kg painavan satelliitin. Iso-Britannia luovuttaa projektin käyttöön Chiltonin maa-aseman, joka toimii myös lennonjohtokeskuksena.

Itse satelliitti koostuu kahdesta osasta. Alaosaan on sijoitettu kaikki aluksen toiminnalle välttämättömät lait-

teet ja yläosaan Ritchey-Chrétien-teleskooppi sekä infrapunailmaisimet. Halkaisijaltaan 57 cm läpimittainen peilitelteleskooppi on suljettu eräänlaiseen suureen termospulloon, jonka lämpötila pidetään 20 K:ssä (-253°C) jäädytetyn heliumin avulla. Koska kaukoputki on täten suojattu satelliitin omalta lämpösäteilyltä, pystyivät sen herkkät infrapunailmaisimet mittaamaan jopa taskulampun infrapunasäteilyn 3000 km päästä!

Tähtitieteelliset havainnot infrapuna-alueella ovat merkittäviä, koska melkein puolet maailmankaikkeuden energiasäteilyä juuri tässä osassa spektriä. Noin 60 % IRAS:n havaintoajasta käytetään uuden infrapunakartan ja -luettelon kokoamiseen: loput pyhitään mielenkiintoisten kohteiden tutkimiselle.

IRAS voisi seurata tähden kehityksen alkua ja loppuvaiheita. Kun nuori ns. prototähti syntyy tähtienvälisestä kaasusta ja pölystä, se säteilee ensimmäiseksi infrapuna-alueella. Miljoonia tai miljardeja vuosia myöhemmin on tähden polttoaine palanut loppuun ja tähden ympärille muodostuu uudestaan infrapunasäteilyä lähettävä pilvi. Suurten galaksien keskustat ovat myös mielenkiintoisia infrapunälähteitä. Näkyvä valo läpäisee vain heimosti esim. Linnunratamme

Infrapunatekokuu IRAS valmistui v. 1981 Hollannissa. Se lennätettiin Yhdysvaltoihin odottamaan laukaisua, joka tapahtui vuoden 1983 alussa. (Kuva Fokker)

keskustaa ympäröivät materia-pilvet, mutta vahva infrapunasäteily kieltä vilkkaasta tähtien syntyprosessista. IRAS voisi suunnata katseensa myös tuhansien miljoonien valovuosien päässä oleviin kvasaareihin, joiden koko näyttää olevan vain sadastuhannesosa normaaliin galaksien koosta mutta

jotka säteilevät sata kertaa enemmän energiaa. Ehkä uudet infrapunahavainnot voisivat ratkaista näiden omituisten kohteiden arvoitukset ja täydentää nykyisiä käsityksiä maailmankaikkeudesta.

Juhani Karanka

8. Aurinkokunta

Niin kuin olemme nähneet (kuva 2b), kaikki taivaan kohteet säteilevät infrapunasäteilyä enemmän tai vähemmän. Jos kaikki tähdet, sumut, pilvet ja galaksit säteilisivät niin kuin musta kappale, varsinkin kuumien lähteiden infrapuna-alueen tutkiminen ei lainkaan kartuttaisi tietoa joka on jo saatu lyhyempiä, esim. optisia aallonpituuksia tutkimalla.

Kaksi seikkaa tekee infrapunahavainnot arvokkaiksi. Ensinnä: Verraten kylmien kappaleiden säteilyn valtaosa on infrapuna- tai vieläkin pitempiaaltoisessa alueessa. Toiseksi: Kuumillakin kohteilla voi infrapuna-alueessa esiintyä erikoisia säteilyn piirteitä, jotka antavat mahdollisuuden selvittää esimerkiksi kuumaa tähteä

ympäröivän pölykerroksen tiheyttä ja lämpötilaa sekä kemiallista kokoonpanoa.

Aurinkokuntamme jäsenten, planeettojen ja kuiden pintojen ja atmosfäärien sekä asteroidien ja komeettojen tutkimuksessa infrapuna-astronomi on tuonut viime vuosina paljonkin uutta esille. Havaintoja on tehty sekä Maasta että planeettaluotaimista käsin. Monista tuloksista mainittakoon vaikka Jupiterin ja Saturnuksen atmosfäärien metaani- ja ammoniak-kirunsausten ja lämpötilan korkeuskäyttäytymisen selvittäminen. Vuonna 1970 infrapunahavainnot varmistivat jo aikaisemmin esitetyn oletuksen, että Saturnuksen renkaissa olisi mm. vesijäätä. Pikkuplaneettojen ja planeettojen kuiden läpimittoja on viime aikoina mitattu välillisesti infrapuna-

havaintojen avulla.

Erikoisesti komeettojen Ikeya-Seki 1965 f, Bennett 1969 i ja Kohoutek 1973 f infrapunahavainnot osoittivat että niissä on runsaasti silikaattipitoista pölyä. Tämä havainto vahvistaa arvelua meteorien ja komeettojen sukulaisuudesta. Havainto on myös mielenkiintoinen, koska tähtienvälisen ja tähtiä ympäröivän pölyn säteilystä löytyy selvästi silikaattien jälki.

Huvittavana yksityiskohtana mainittakoon että 3.5 μm :n alueella Jupiter on jokseenkin pimeä, mutta sen galileilaiset kuut loistavat kirkkaasti. Jos ihmissilmä olisi herkkä mainitulla aallonpituudella, näkisimme Jupiterin tienoilla neljä pistettä kiertämässä tyhjän, taivasta kiertävän pisteen ympäri. — Ptolemaioselle olisi löytynyt tuskin vastustajia!

Kuva 8. Deklinaatioiden $\pm 65^\circ$ välinen taivas muuttuu ulkonäköään paljon, kun siirrytään näkyvästä valosta infrapuna-alueeseen. Visuaalisella alueella (a) tuntee heti Orionin oikealla, kirkkaimpina Siriuksen, Otavan keskellä ylhäällä ja kesäkolmion Vega-Deneb-Altair vasemmalla. Skorpionin on siitä alaoikealla. 2.2 μm :n aallonpituusalueessa (b) tuttuja tähtikuvioita ei enää erota, sen sijaan näkyvät kirkkaina mm. Aldebaran, Betelgeuze, Arcturus ja Antares. 10 μm :n kaistalla (c) aivan uudet kohteet hallitsevat taivasta. Monet merkityistä lähteistä ovat laajoja pintakohteita. Voimakkaina näkyvät esimerkiksi Linnunradan keskuksen suunnassa ($\alpha \sim 18^\circ$, $\delta \sim -30^\circ$) sijaitsevat kohteet.

9. 2 μm :n katselmus, infrapunataivas

Niin kuin aikaisemmin mainittiin, Neugebauer ja Leighton saivat 1969 valmiiksi kuuden vuoden työn jossa koko pohjoinen taivas deklinaatioon -33° oli havaittu 2.2 μm :n aallonpituudella.

Kun rajasuuruusluokaksi asetettiin K-kaistan magnitudi $= 3$, katselmuksessa löytyi 5612 lähdettä, mikä on jälkeempään osoittautunut lähes täydelliseksi mainittua rajaa kirkkaampien kohteiden joukoksi. Paljain silmin näkyy suurin piirtein saman verran tähtiä.

Millaisia kohteita 2.2 μm :n kaistalla sitten taivaalta erottuu? Valtaosa on ennestään tunnettuja myöhäis-

ten spektriluokkien eli kylmiä tähtiä, niin kuin arvata sopii. M-spektriluokan tähtien pinta-alue on noin 3000 K tienoilla. Tässä lämpötilassa olevan mustan kappaleen maksimikirkkaus osuu hiukan 2 μm :n lyhyemmälle puolelle. Taivas näyttäisi kuitenkin vallan toiselta kuin on totuttu. Esimerkkinä olkoon tuttu Orionin tähtikuvio: Visuaalisella alueella Rigel ja Betelgeuze ovat lähes yhtä kirkkaat, Rigel 0.08 ja Betelgeuze 0.80 mag. Kahden μm :n alueella Rigelin suuruusluokka on 0.2, mutta Betelgeuzen -4.5 , sen kirkkaus on siis siellä lähes satakertainen visuaaliseen kirkkauteen verrattuna.

Kuva 8 antaa käsityksen siitä, miten taivaan ulkonäkö muuttuu, kun siirrytään näkyvän valon alueesta 2.2

μm :n ja 10 μm :n aallonpituuskaistoille. Taulukossa 2 on annettu 2.2 ja 10 μm :n aallonpituuskaistojen kymmenen kirkkainta kohdetta. Lyhyempi-aaltainen luettelo sisältää paljon tuttuja tähtiä, jälkimmäisessä niitä on vain muutama. 10 μm :n taulukossa esiintyy luettelotunnuksia jotka ovat jääneet monissa kohdenimissä käyttöön: IRC = Infrared Catalogue = Neugebauerin ja Leightonin 2.2 μm -luettelo, NML = Neugebauerin, Marzin ja Leightonin löytämä kohde, CIT = California Institute of Technology = osa 2.2 μm :n luetteloa. Monet 10 μm :n luettelon kohteet ovat tunnettuja nuorten objektien alueita, joissa esiintyy äsken muodostuneita assosiaatioita ja tiheitä tähtienvälisen aineen pilviä.

10. Kylmät tähdet

Monien kylmien tähtien, esimerkiksi Aldebaranin, spektrin pitkäaaltainen, laskeva osa noudattaa melko kauniisti sen lämpötilaa vastaavan mustan kappaleen spektriä (kuva 9). 2 μm :n katselmuksessa löytyi kuitenkin koko joukko tähtiä joiden spektrit myöhemmät, useilla aallonpituuksilla tehdyt havainnot ovat osoittaneet mielenkiintoisesti poikkeaviksi.

Kuva 9. Aldebaranin (α Tau) spektrin pitkäaaltainen osa seuraa hyvin mustan kappaleen säteilyn aallonpituusjakautumaa. Tähteä NML Gyg ympäröivät paksut pölyverhot jotka absorboivat tähden säteilyä, lämpenevät ja säteilevät uudelleen pitemmillä aallonpituuksilla. S Persein spektrissä näkyy tähteä ympäröivän pölyn silikaattien aiheuttama emissioviiva.

Kuvassa 9 on esitetty normaalispektrisen Aldebaranin (α Tau) lisäksi NML Cygnin ja S Persein säteilyn aallonpituusjakautumat. Kuvasta näkyy selvästi että kahden viimeksi mainitun säteilyssä on voimakas "infrapunaylimäärä" Aldebaranin spektriin verrattuna, niiden energiajakautuma laskee aallonpituuden kasvaessa huomattavasti hitaammin. Lisäksi S Persein spektrissä näkyy nyppylä noin 10 μ m:n kohdalla.

Tämän infrapunaylimäärän pääasiallinen syy on tähteä ympäröivä pöly. Alueissa joiden lämpötila on alle 1500 K, pölyhiukkaset voivat säilyä höyrystymättä, ja kylmien tähtien ympärillä riittävän alhainen lämpötila saavutetaan varsin lähellä tähteä.

Myöhäisten spektriluokkien (K ja M) jättiläistähdet ovat kehittyneet pitkälle ja joutuvat vähentämään massaansa. Niinpä niiden pinnalta puhalttaa tuuli joka kuljettaa elektroneja ja eri alkuaineiden ytimiä, ioneja ja atomeja avaruuteen. Kun ne ovat ehtineet niin kauas tähden pinnasta ettei sen korventava kuumuus enää estä, alkaa muodostua molekyylejä joista ensimmäisiä ja tärkeimpiä on häkä eli hiilimonoksidi (CO). Jos hiiltä on tarjolla enemmän, muodostuu tämän jälkeen puhtaan hiilen hiukkasia eli grafiittia tai piikarbidia. Jos happea on runsaammin, muodostuu mm. raudan, magnesiumin ja kalsiumin silikaatteja, siis piiyhdisteitä.

Pölyhiukkasiin osuu tietysti tähdessä tuleva säteily joka osaksi siroaa niistä ja osaksi absorboituu hiukkasiin. Absorboituva energia nostaa hiukkasten lämpötilaa, kunnes niiden oma säteily alkaa poistaa energiaa kyllin tehokkaasti. Tällöin tasapainotila on saavutettu, eikä hiukkasten lämpötila enää nouse. Jos hiukkaset ovat läpimitaltaan valon aallonpituuden luokkaa tai pienempiä ja jos niitä on pilvessä kyllin harvassa, silikaattipitoiset hiukkaset keskittävät säteilynsä 10 μ m:n kohdalle. Tähtien spektriin syntyy siis mainitulle aallonpituudelle tähteä ympäröivistä pölypilvistä emissiopeikki. Jos hiukkaset ovat suurempia tai jos niitä on hyvin tiheässä, niiden säteilyn aallonpituusjakautuma ei enää olekaan 10 μ m:n kohdalle osuva kapea "viiva", vaan se leviää ja muuttuu mustan kappaleen säteilyn aallonpituusjakautumaksi, jonka pölypilven lämpötila määrää. Tämä lämpötila on luonnollisesti huomattavasti alhaisempi kuin pilvien peittämän tai pilvivaiipan sisänsä sulkeman tähden pintalämpötila.

Toinen tarkasteltujen tähtien spektrin pitkäaaltoiseen osaan merkittävästi vaikuttava tekijä on vapaiden

TAULUKKO 2. 2.2 ja 10 μ m:n aallonpituuskaistojen kymmenen kirkkainta kohdetta.

2.2 μ m		10 μ m	
Kohde	K-magnitudi	Kohde	N-magnitudi
α Ori	-4.5	η Car	-7.8
R Dor	-3.9	IRC +10 216	-7.2
α Sco	-3.8	Messier 17	-6.3 pintakohde
α Her	-3.4	VY CMa	-6.0
α Cet (Mira)	-3.3 maksimissa	NML Cygni	-5.4
β Cru	-3.2	NGC 6357	-5.4 laaja pintakohde
γ Gru	-3.2	α Ori	-5.2
W Hya	-3.1	CIT 6	-5.1
α Boo	-3.0	α Cet	-5.1
R Leo	-3.0 maksimissa	Linnunradan keskus	-5.1 laaja pintakohde

Kuva 10. Eta Carinae on tunnettu novankaltaisesta käyttäytymisestään. Tähteä ympäröivät upeat kaas- ja pölysumut. (Kuva Cerro Tololo Inter-American Observatory)

elektronien jarrutussäteily. Kun elektroni kulkee varatun ytimen tai ionin ohi, sen rata kääntyy, ja elektroni säteilee. Jarrutussäteilyä voi syntyä myös, kun elektroni liikkuu sähköisesti neutraalin atomin ohi jonka varausjakautuma on epäsymmetrinen, esimerkiksi vetyatomin ohi, jonka "elektroni on vastakkaisella puolella kuin ohittava elektroni". Kylmien tähtien ympärillä ei tähden pinnan lämpö-

tila ja siten ionisoimaan pystyvien fotonien määrä ole kovin korkea, mutta ionisointienergiaa saattaa tulla toisin keinoin. Myöhäisten spektriluokkien jättiläisten pintakerrokset ovat jatkuvasti kiivaassa pyörteisessä tilassa, niin että pinta- ja sisäosat sekoittuvat yhtämittaisessa myllerryksessä. Näin pinnasta ponnahtaa ympäröivään kaasuun koko ajan iskuaaltoja jotka tuovat mukanaan niin korkeita energioita

että kaasu ainakin osaksi ionisoituu, ja siis vapaita elektroneja syntyy.

Esimerkkinä tarkastelemamme tähti NML Cyg on myöhäisen spektriluokan kirkas ylijättiläinen (M6Ia). Se on niin kylmä että se juuri ja juuri näkyy tummanpunaista. Se on kehityksensä myöhäisvaiheessa verhoutunut paksuun pölyvaippaan. Sen pölypilvisä muodostuu jo mainittujen lisäksi muitakin molekyylejä, kuten OH-radikaaleja ja vettä, jotka on radiotaajuuksilla havaittu.

11. Kuumat tähdet

Kuten aikaisemmin on jo useaan kertaan todettu, kuumien tähtien (yli 5000 K) säteilyn pääosa on näkyvässä tai vielä lyhyempiaaltoisessa spektrin osassa. Niinpä ei ole ihme että 2.2 μ m:n katselmukseen mahtui vain 40 A-tähteä, 27 B- ja kolme O-tähteä. Lisäksi on mukana muutamia Joutsen assosiaation Cygnus OB2:n O- ja B-tähtiä, joiden säteily on tähtienvälisen pölyn voimakkaasti punertama.

Mutta edellä nähtiin, että jos tähden ympärillä on kylmiksi kaasua ja pölyä, infrapunaylimäärä ilmestyy sen spektriin. Pölyn on oltava nyt vain kauempana tähdessä jotta se olisi turvallisella etäisyydellä säästyäkseen tähden pinnasta tulevan voimakkaan, lyhytaaltoisen ja siten energisen säteilyn tuhoavalta vaikutukselta.

Se että säteilylähteen keskus on nyt kuuma tähti, aiheuttaa kyllä omat tunnusmerkinsä säteilyn havaittavaan spektriin. Kuumat tähdet säteilevät runsaasti ultraviolettisäteilyä. Kaikki

Kuva 11. Eta Carinaen infrapunasäteily on voimakas sen näkyvän valon intensiteettiin verrattuna. Vedyn alfa-viiva ja pölyn silikaattiemissio esiintyvät selvinä n. 0.7 ja 10 μ m:n aallonpituuksilla.

Kuva 12. Lickin observatorion H-alfa-kohde 208. Nuoren kuumen tähden ekvaattoritasen tiheä pölykiekko aiheuttaa valon voimakkaan heikkenemisen, ekstinktion. Napojen suunnassa valo pääsee tähdessä esteettömämmin, ja heijastuu kauempana sijaitsevista pölypilvistä synnyttäen kaksi heijastussumua tähden ja kiekon kummallekin puolelle. Pilvestä on löydetty radiohavainnoilla formaldehydimolekyylejä.

fotonit joiden aallonpituus on yhtä suuri tai lyhyempi kuin 91.2 nm (1 nm = 10⁻⁹ m), pystyvät ionisoimaan vetyatomin, siis irrottamaan siitä sen ainoan elektronin. Yksinäiset vetyionit ja elektronit pyrkivät yhdistymään atomiksi, rekombinoitumaan, kun ne sattuvat kohtaamaan. Tällöin elektroni vapauttaa energiansa, mutta sen ei tarvitse antaa sitä alkuperäisen, ionisaation aiheuttaneen fotonin suuruusena, vaan se todennäköisimmin luovuttaa sen useina ja silloin tietysti pienempinä pakkauksina. Näiden fotonien energiat ovat alkuperäistä pienempiä, niiden aallonpituudet ovat siis pitempiä. Hyvin paljon fotoneita vapautuu juuri sillä aallonpituudella joka vastaa elektronin putoamisesta vetyatomin kolmannelta kuorelta toiselle. Tämä aallonpituus on 656.3 nm ja sillä syntyvää viivaa kutsutaan vedyn Balmer-sarjan α -viivaksi. Niin kuin aallonpituudesta näkyy, Balmerin α -viiva on näkyvän valon syvänpunaisessa osassa. Mitä tekemistä tällä asialla on infrapunaylimäärän kanssa? Vastaus on yksinkertainen: Jos nimenomaan kuumen tähden ympärillä on ainetta infrapunaylimäärän tuottamiin, siellä on silloin välttämättä kylmiksi vetyä vedyn α -emissionkin syntyn. Ja todellakin, kuumien tähtien

säteilyn energian aallonpituusjakautuma esiintyy yleensä infrapunaylimäärän yhteydessä vedyn α -emissioviiva. Esimerkkinämme olkoon Eta Carinae. Se on kuuma muuttuva tähti jonka yhteydessä näkyy laaja, kaunis sumu, ionisoidun vedyn ja pölyn pilvi (kuva 10). Sen spektri on esitetty kuvassa 11, ja siitä näemme että valtaosa (yli 99 %) Eta Carinaen energiasta vapautuu infrapuna-alueessa. Vedyn α -emissio näkyy spektrissä selvästi piikkinä vajaan 0.7 μ m:n kohdalla. Pölyn silikaattiemissio on myös voimakas. Eta Carinaen kirkkaus on vaikuttava, näkyvän valon ja infrapuna-alueella se säteilee aurinkoon verrattuna yli miljoonakertaisesti.

12. Nuoret kohteet

Kun ajatellaan tähtien kehitystä kokonaisuutena, edellä esitetyt kuumat tähdet ovat verraten nuoria siinä mielessä että ne massiivisina käyttävät keskusosiensa vetypolttoainevaraston nopeasti ja kehittyvät lyhyessä ajassa pois pääsarjasta, s.o. lakkaavat olemasta kuumia. Kuitenkin nuoriksi kutsutaan nimenomaan sellaisia kohteita jotka ovat nykyisen käsityksen mukaan läheisessä yhteydessä tähtien syntyyn. Tällaisia ovat tiheät tähtienvälisen aineen pilvet, ionisoituneen

vedyn alueet, tiheät pimeät sumut. Näistä kohteista on usein myös löydetty optisella ja ennen kaikkea radioalueella säteileviä molekyylejä. Sen selvittämiseen, mitä tähtien muodostusalueissa oikein tapahtuu, tarvitaan havaintoja sekä radio- että infrapuna-aallonpituuksilla, ja tuovatpa optisetkin havainnot osansa ongelmien selvitykseen.

Jotkin nuorista infrapuna- ja radiokohteista ovat optisestikin tunnettuja. Mielenkiintoinen esimerkki on kuvassa 12 näkyvä Lk Ha 208 (Lickin observatorion vety- α -emissio-objekti n:o 208). Tiimalasilta näyttävä kirkas sumu liittyy kuvassa vasemmalla puolellaan sijaitsevaan tiheään pimeään sumuun. (Sitä ei tästä kuvasta erota). Kirkkaan sumun "kaulassa" on varhaisen spektriluokan nuori tähti, jonka spektrissä näkyvät sitä ympäröivän kaasun emissioviivat. Ilmiö on tulkittu seuraavasti: Tähtien pyörimisliikkeen ekvaattoritasoon on keskittynyt voimakkaasti pölyä, niin että muodostuu tiheä kiekko joka estää tähdestä lähtevää säteilyä etenemästä optisilla aallonpituuksilla pitkällekin kiekon tasossa. Pyörimisakselin suunnassa valo pääsee pitemmälle ja heijastuu pölypilvistä. Näin syntyvät tähden molemmiin puoliin näkyvät kirkkaat heijastussumut. Eräiden muidenkin nuorten kohteiden yhteydessä on joko näin suoraan tai välillisesti havaittu tiivistynyt kiekko, mikä luonnollisesti kiihottaa mielikuvitusta rakentelemaan planeettakuntien syntymälle.

Toinen esimerkkimme esittää nuorten tähtien ja tähtienvälisen aineen aluetta Etelän Kruunun tähtikuviossa. Kuvassa näkyy merkittynä kohde jollaisia sanotaan Herbig-Haro-objekteiksi. Ne ovat sumumaisia lähteitä joiden spektrissä on samoja piirteitä kuin vastasyntyneiden, pääsarjaan juuri tulevien pienimassaisien T Tauri-tähtien spektrissä. Herbig-Haro-objekteista ei vain etsimälläkään löytynyt sumujen yhteydestä tähtiä jotka spektrien piirteet aiheuttaisivat. Esimerkki-tapauksessamme syyllinen tavattiinkin nurkan taakse piiloutuneena. Kuvaan merkitystä kohdasta löytyi infrapunalähde, ilmeisesti vasta syntynyt T Tauri-tähti, jonka edessä olevat pölypilvet pimittävät näkyvistä visuaalisella aallonpituusalueella. Joistakin raoista karkuun päässyt säteily ja tähdestä lähteneet iskuaallot ovat synnyttäneet sivulla näkyvän emissiosumun, Herbig-Haro-kohteen.

Kaikkein nuorinta tähtisukupolvea edustavat ilmeisesti esimerkiksi Orionista sekä Skorpionista ja Käärmeen-kantajan alueilta, tiheistä pöly- ja molekyylipilvistä löydetty pistemäisten

Kuva 13. Etelän Kruunun paksuja kaasu- ja pölysumuja. Renkaalla on merkitty Herbig-Haro-objekti, joka saa energiansa janojen välissä sijaitsevasta nuoresta tähdestä, joka havaitaan vain infrapunalähteenä, koska paksut pölypilvet estävät sitä näkymästä visuaaliaallonpituusalueessa.

infrapunalähteiden joukot. Näissä paikoissa syntyvät parhaillaan uudet tähtijoukot tai assosiaatiot, joiden massiivisimpien tähtien ultraviolettisäteily aikanaan — ehkä muutamien kymmenien- tai satojentuhansien vuosien kuluessa — syyttää ympäröivät kaasumassat loistamaan ionisoidun vedyn sumuina. Vähitellen sitten säteilyn poispuhaltaman pölyn takaa paljastuu kirkas nuorten tähtien assosiaatio.

13. Linnunradan keskus ja galaksit

Oman Linnunratamme keskus on voimakas infrapuna- ja radiolähde.

Näyttää siltä että keskuksessa on runsaan 1,5 kiloparsekin läpimittainen, pyörimistasoon litistynyt tähtijoukko jonka keskellä on ionisoituneen vedyn pilvi. Siitä leviää Linnunradan tason suuntaan laajeneva kaasukiekko. Pölyn aiheuttama, noin 30 suuruusluokan visuaalinen ekstinktio estää meitä näkemästä keskusta näkyvän valon aallonpituuksilla. Mitä kaikkea Linnunradan keskuksessa tapahtuukaan, on vielä paljon tuntematonta.

Yleensä normaaleissa galakseissa normaalit tähdet ovat lukumääräisesti niin vallitsevia ettei galaksien spektreissä juuri erikoisia infrapunapiirteitä esiinny. Poikkeuksia toki on. Yksi

Kuva 14 ja 15. Galaksia M 82 on pitkään pidetty räjähtäneenä. Nyt näyttää siltä että galaksi itse asiassa liikkuu melko rauhallisesti suunnattomassa pölypilvessä. Infrapuna- ja radiohavainnot ovat paljastaneet keskusalueesta monia juuri muodostuvia tai muodostuneita tähtijoukkoja jotka ovat paksujen pölypilvien peitossa.

mielenkiintoisimpia on M 82, galaksi joka on M 81:n kanssa paikallisen ryhmänsä tärkein edustaja. Infrapuna-havainnoilla on M 82:n keskukselta löytynyt laaja, paksujen pölypilvien alue, jossa erottuu monia pistemäisiä infrapunalähteitä. Nämä ovat ilmeisesti juuri muodostuvia tähtiassosiaatioita. M 82:ssa on äskettäin käynnistynyt laajalla alueella runsas tähtien synty jonka tuloksena on "suuri ikäluokka" (kuva 14 ja 15).

14. Loppukatsaus

Tässä artikkelissa olemme luoneet

katsauksen infrapuna-astronomian kehitykseen, nykyisiin menetelmiin ja tutkimuskohteisiin. Lähes kaikki ajateltavissa olevat avaruuden kohteet säteilevät infrapuna-aallonpituuksilla, mutta monet tilanteet tuottavat voimakkaasti tai erikoispiirtein infrapunasäteilyä, joka saattaa olla lähteen rakenteen ja kehityksen selvittämisen kannalta aivan avainasemassa. Niin kuin olemme nähneet, tällainen tieto saavutetaan yleensä vasta yhdistämällä eri aallonpituusalueilla, esimerkiksi optisella, infrapuna- ja radioalueilla tehdyt havainnot. Tässä olemme kuvailleet vain muutamia objektityyppe-

jä ja esimerkkejä. Tutkimuksen myötä maailmankaikkeus on osoittautunut ja osoittautuu yhä monimuotoisemmaksi ja monesti yllättäväksi. Tässä kehityksessä infrapuna-astronomialla on hyvin keskeinen osuus.

Tapio Markkanen

SUURTEN KAUKOPUTKIENTEN VUOSIKYMMEN

Kymmen vuotta sitten maapallolla oli kaksi kaukoputkea, joiden peilin läpimitta oli yli kolme metriä: Mt. Palomin 5 m teleskooppi ja Lickin observatorion 3.1 m teleskooppi.

Tällä hetkellä jättiläiskaukoputkia on jo toistakymmentä, ja lähiaikoina valmistuu pari lisää. Uusista teleskooppeista suurin on Neuvostoliiton Kaukasukselle rakentama 6 m teleskooppi. Valonkeräysvoimaltaan seuraava on uutta rakennetta kokeileva Yhdysvaltain MMT-monipeilitteleskooppi, joka vastaa 4.5 m peiliä. Loput ovat keskenään hyvin samankaltaisia kaukoputkia, peilien läpimitoilta 3 ja 4 metrin välillä.

Tähtitieteen edistyminen viimeisen sadan vuoden aikana on kulkenut käsi kädessä suurten kaukoputkien rakentamisen kanssa. Aikaisemmin havaintoja tehtiin lähinnä tähtien paikoista, mutta tähtitieteen kehitys alkoi vaatia yhä tarkempia kuvia yhä heikommista ja kaukaisemmista kohteista sekä tietoja niiden säteilyn laadusta ja voimakkuudesta. Näiden tutkimiseen tarvitaan yhä suurempia kaukoputkia.

Viime vuosisadan lopulla valmistui Lickin tähtitornille Yhdysvaltoihin 91 cm teleskooppi ja 1908 Mt. Wilsonille 1.5 m teleskooppi. Niiden avulla tutkittiin mm. pallomaisia tähtijoukkoja ja tähtisumuja (galakseja) ja ratkaistiin linnunratajärjestelmämme rakenne. Mt. Wilsonilla otettiin 1918 käyttöön 2.5 m teleskooppi, jonka antamista tuloksista voitiin päätellä galaksien todellinen luonne. Samoin keksittiin galaksien punasiirtymä, joka merkitsee maailmankaikkeuden laajenemista.

Kaikkialla tähtitieteen aloilla merkitsi uutta hyppäystä Mt. Palomin 5 m kaukoputken käyttöönotto 1948. Sillä on selvitetty maailmankaikkeuden mitakaava, löydetty kvasaarit, kuvattu galaksien rakennetta ja ratkottu oman Linnunratamme tähtien monia ongelmia.

Siding Springsin tähtitieteellinen keskus Australiassa. Ilmakuvassa etualalla on 1.2 m Schmidt-teleskoopin kupu, takana anglo-australialaisen 4 m teleskoopin korkea torni. Taustalla näkyy Warrumburnin vuoristoa. (Kuva D.F. Malin, © Anglo-Australian Observatory.)

Sähkömagneettisen säteilyn uusilla aallonpituusalueilla on tehty paljon uusia löytöjä. Löytöjen tulkinta vaatii tuekseen yhä enemmän ja yhä tarkempia optisen alueen tuloksia. Viimeisimmän vuosikymmenen aikana maapallolla onkin valmistunut kymmenkunta uuden sukupolven jättiläiskaukoputkea.

Viime aikoina valmistuneilla uuden sukupolven kaukoputkilla on jo alettu tehdä — ja tulevana vuosikymmeninä varmasti tehdään — jälleen paljon merkittäviä löytöjä.

Uudet kaukoputket

Maailman tämän hetken suurimmat kaukoputket on lueteltu ohjeisessa taulukossa. Yksityiskohtaisemmat selostukset ja kuvat niistä löytyvät tämän artikkelin sivuilta. Käsittelemme tässä lyhyesti uusien kaukoputkien tärkeimpiä ominaisuuksia.

• **Eteläinen pallonpuolisko.** Tähtitaivaan eteläisimmät osat olivat vielä parikymmentä vuotta sitten huonosti tutkittuja. Pohjoisen pallonpuoliskon suuret kaukoputket pystyivät tekemään havaintoja vain noin kolmesta neljäsosasta taivasta. Etelässä on kuitenkin paljon mielenkiintoisia kohteita. Siellä ovat Magellanin pilvet, Linnunradan lähimmät naapurigalaksit. Siellä ovat kirkkaimmat pallomaiset tähtijoukot ja lähimmät hyvin kuumat O- ja B-spektriluokan tähdet. Ja siellä on hyvin korkealla Linnunratamme keskus, joka pohjoisesta katsottuna on matalalla taivaanrannalla mutta hallitsee koko galaksimme liikkeitä ja ehkä kehitystä. Niinpä 60-luvulla havahduttiin mo-

nessa maassa suunnittelemaan suuria kaukoputkia eteläiselle pallonpuoliskolle. Nyt, 80-luvun alussa, siellä on valmiina useiden pienempien teleskooppien lisäksi kolme suurta kaukoputkea: Australiassa anglo-australialainen 3.9 m teleskooppi ja Yhdysvaltain Cerro Tololon 4.0 m ja Euroopan eteläisen observatorion 3.6 m kaukoputket Chiessä.

• **Paikanvalinta.** Kun satojen miljoonien markkojen kaukoputkisuunnitel-

TAULUKKO. MAAILMAN SUURIMMAT KAUKOPUTKET. Mukaan on otettu kaikki optiset ja infrapunateleskoopit, joiden peilin läpimitta on yli 3 m.

VALMIIT KAUKOPUTKET JA NIIDEN SIJAINTI	PEILIN LÄPIMITTA metriä
1. BTA-teleskooppi, Zelentshukskaja, NL	6.0
2. Hale-teleskooppi, Mt. Palomar, USA	5.0
3. MMT-monipeilitteleskooppi, Mt. Hopkins, USA	4.5*
4. Cerro Tololo, Chile	4.0
5. Anglo-australialainen teleskooppi, Siding Springs, Australia	3.9
6. Mayall-teleskooppi, Kitt Peak, USA	3.9
7. Englannin infrapunateleskooppi, Mauna Kea, Havaiji	3.8
8. Kanadan-Ranskan-Havaijin teleskooppi, Mauna Kea, Havaiji	3.6
9. Euroopan eteläinen observatorio, Chile	3.6
10. Länsisaksalainen teleskooppi, Calar Alto, Espanja	3.5
11. Lickin observatorio, USA	3.1
12. Nasan infrapunateleskooppi, Mauna Kea, Havaiji	3.0
* koostuu kuudesta 1.8 m peilistä, joiden yhteinen pinta-ala vastaa yhtä 4.5 m läpimittaista peiliä.	
RAKENTEILLA OLEVAT KAUKOPUTKET	
Englannin teleskooppi Kanarian saaret	4.2
Irakin kaukoputki, Irak	3.5
ESO:n uuden teknologian kaukoputki, Chile	3.5

maa ryhdytään toteuttamaan, on observatorion sijoitukseen kiinnitettävä suurta huomiota. Yhteydet maapallon eri osien kesken ovat jo niin hyvät, että etsinnässä ei suinkaan aina rajoituta omaan maahan tai edes omalle manteelelle. Paikka pyritään useinkin valitsemaan koko maapallon edullisimmilta seuduilta.

Asutus ja sen mukanaan tuoma "valosaaste" on levinnyt jo niin paljon, että monet aiemmin hyvät havaintopaikat ovat joutuneet toisarvoiseen asemaan. Niinpä esimerkiksi Kalifornian vuoret, Mt. Palomar ja erikoisesti Mt. Wilson, eivät enää kelpaa suurten kaukoputkien sijoituspaikoiksi.

Katseet on suunnattava asumattomammille seuduille. Observatorion paikan pitäisi olla korkealla ja mahdollisimman selkeässä, tynnessä ja kuivassa ilmastossa. Siellä on toisin sanoen oltava hyvä seeing.

Seeing (sana on peräisin englannista ja lausutaan siis sii-ing) tarkoittaa tähtitieteessä kuvan terävyyttä. Hyvä seeing merkitsee, että pistemäisen kohteen kuva piirtyy kaukoputken polttotasoon hyvin pienenä, terävänä pisteinä. Huono seeing merkitsee, että ilmaköhnä rauhattomuus levittää kuvan laajemmaksi.

Kaukoputken käytössä hyvä sijainti on yhtä tärkeää kuin suuri koko.

Esimerkkinä nykyajan suurista kaukoputkista esitellään piirroksessa Euroopan eteläisen observatorion (ESO:n) 3,6 m teleskooppi ja sen rakennus. Tärkeimmät osat ovat: 1 - pääpeili; 2 - coudé-sekundaaripeili; 3,4 ja 5 - coudé-tasopeilit; 6 - siderostaatti (jolla voidaan ohjata tähden valo coudé-fokukseen silloin kun isoa kaukoputkea käytetään muuhun tarkoitukseen); 8, 9, 10 ja 11 - coudé-fokuksen laitteita (teleskoopin alla olevassa huoneessa); 14 ja 15 - napa-akselin kiertokoneisto; 21 ja 22 - deklinaatioakselin kiertokoneisto; 23 - Cassegrain-häkki; 31 - pääfokushäkki (joka voidaan vaihtaa coudé-peilin n:o 2 paikalle); 32 - pääfokussyk-sikkö (samoin); 33 - Cassegrain-sekundaaripeili (samoin); 38 - kupolin luukut; 39 - havaintorako; 40 - tuulisuoja; 60 - teleskoopin tukipilari.

3.6 m. Telescope
La Silla, Chile

1. BTA-teleskooppi, 6 m

Suuren atsimutaaliteleskoopin kupoli ja kaavio kaukoputkesta. (Valokuva Mash-PriborIntorg 32-33, piirros Broshuri izd. Znanije, Serija Kosmonavtika, Astronomija 8/80)

Maailman suurin kaukoputki on Neuvostoliiton eteläosassa Kaukasus-vuoristossa lähellä Zelentshukajän kylää toimiva 6 m peiliteleskooppi. Siitä käytetään nimeä BTA (Bolshoi Teleskop Altazimutalnyj eli suuri altazimutaaliteleskooppi). Observatorion korkeus merenpinnasta on 2100 m.

BTA valmistui vuoden 1975 lopulla. Sen pystytys on tavanomaisista teleskooppeista poikkeava, sillä rakenteen keventämiseksi tehtiin toinen akseli pystysuoraksi ja toinen vaakasuoraksi. Tämä on ns. altazimutaalinen pystytys. Pystytyksestä saadut kokemukset ovat olleet hyvin myönteisiä.

BTA:n alumiinoitu pääpeili painaa 42 tonnia. Kuvakenttä pääfokuksessa saadaan korjauslinsseillä kasvamaan 2:sta 12 kaariminuuttiin. Havaintoja voi tehdä myös ns. Nasmyth-fokuksessa vaaka-akselin jatkeella, jonne valo ohjataan kahden tasopeilin kautta. Polttoväli on tällöin 180 m.

BTA on osana Neuvostoliiton tiedeakatemian "erikoisessa astrofysiikassa observatoriossa" SAO:ssa, johon kuuluu lisäksi RATAN 600 -radioteleskooppi.

Saavutettava rajasuuruusluokka, eli se kuinka heikkoja kohteita teleskoopilla voidaan kuvata, riippuu yhtä paljon molemmista suureista. Niinpä hyvässä ilmastossa (seeing 0.5") oleva 3 m kaukoputki saavuttaa saman rajasuuruusluokan kuin huonommassa ilmastossa (seeing 1.0") oleva 6 m kaukoputki!

Vuosia kestäneiden etsintöjen jälkeen on maapallolta löytynyt hyvin edullisia havaintopaikkoja, joista on tullut huomattavia tähtitieteellisiä keskuksia: Havaijin saaren sammuneen tulivuoren Mauna Kean huippu, Pohjois-Chilen kuiva ylämäki ja Arizonan autiomaan Yhdysvaltain lounaisosassa.

Havaijilla on kolme ja kahdessa jälkimäisessä kummassakin kaksi maailman tämän hetken kahdestatoista yli 3-metrisestä optisesta tai infrapunakaukoputkesta.

Paljon huonommat eivät ole sijoituspaikat muillakaan jättäiskaukoputkilla, jotka on haluttu sijoittaa oman maan rajojen sisäpuolelle (esim. Neuvostoliiton 6 m teleskooppi, anglo-australialainen teleskooppi), tai ainakin lähelle omaa maata (Saksan liittotasavalta rakensi 3.5 m kaukoputken Espanjaan, Englanti rakentaa 4.2 m kaukoputkea Kanarian saarille).

• **Pystytys.** Tähtitieteellisissä kaukoputkissa on yleensä ollut ns. *ekvatoriaalinen pystytys*. Tämä tarkoittaa sitä että

teleskoopin toinen akseli, ns. napa-akseli tai tuntikulma-akseli, on maapallon akselin suuntainen. Tällöin tähti-taivaan näennäistä kiertoa voi helposti seurata kääntämällä kaukoputkea tasaisella nopeudella tämän yhden akselin ympäri. Toinen akseli, ns. deklinaatioakseli, on kohtisuorassa napa-akselia vastaan, ja kaukoputken asentoa sen suhteen ei tarvitse seurannan aikana muuttaa.

Ekvatoriaalinen pystytys on säilytetty useimmissa uusissakin suurkaukoputkissa. Koon kasvaessa kaukoputken rakenne tulee kuitenkin yhä hankalamaksi, kun suuri massa täytyy saada tarkkaan tasapainoon kahden vinon akselin ympäri.

Uusista kaukoputkista kahdessa suu-

rimmassa, NL:n 6-metrissä BTA:ssa ja USA:n MMT:ssä, onkin valittu ns. *altatsimutaalinen pystytys*. Tämä tarkoittaa sitä että toinen akseli on pystysuorassa ja toinen vaakasuorassa (toisella siis säädetään altitudi ja toisella atsimuutti.) Näin kaukoputken tuenta on paljon helpompi ja rakenne keveämpi.

Altatsimutaalisen pystytyksen haittana on se, että tähti-taivaan liikkeen seuraamiseksi putkea on koko ajan käännettävä molempien akselien ympäri ja vielä vaihtelevalla nopeudella. Lisäksi kuvakenttää on koko ajan kierrettävä. Vielä parikymmentä vuotta sitten tämä olisi ollut lähes mahdotonta, mutta tietokoneiden nopea kehitys on tuonut avun. Ne pystyvät

2. Mt. Palomarin 5 m teleskooppi

Lähes 30 vuoden ajan ehti Mt. Palomarin 5 m peilikaukoputki olla maailman suurin teleskooppi. Kaukoputki otettiin käyttöön 1948, ja sillä on yli 30 vuoden käyttöaikana saatu huomattavia tuloksia tähtitieteen kaikilla aloilla.

Viiden metrin Hale-kaukoputki on sijoitettu kymmenkerroksisen talon korkuiseen tähtitorniin Palomar-vuoren huipulle Kaliforniaan. Etelä-Kaliforniassa sijaitsee myös Mt. Wilsonin observatorio, jossa oli vuoteen 1948 asti maailman suurin kaukoputki, peilin läpimitalta 2.5 m.

Mt. Palomarin kaukoputken pääpeili on Pyrex-lasia, joka on hiottu paraboloidin muotoon. Peili ja kaukoputki ovat edelleen samat kuin 30 vuotta sitten, mutta niihin on tehty monia parannuksia.

Kaukoputken alkuaikoina useimmat havainnot olivat valokuvausta pääfokuksessa. Nykyään 75 % havainnoista tehdään pääpeilin alla Cassegrain-fokuksessa, johon 1965 valmistui Cassegrain-häkki.

Myöskään valokuvauslevyt eivät enää ole yhtä paljon käytössä. Niiden tilalle ovat tulleet erilaiset elektroniset

kuvanvahvistimet, televisiokamerat ja fotonilaskimet. Uusien ilmaisimien myötä saadaan kaukoputken keräämästä valosta talteen 10–20 kertaa niin paljon kuin 30 vuotta sitten.

Toinen huomattava muutos kaukoputken käytössä on aiheutunut infrapunatähtitieteen kasvusta. Mt. Palomarin kaukoputkea käytetään nykyään kuivan talven aikana myös päivisin millimetrialueen havaintoihin, mikä on lisännyt vuosittaisten työtuntien lukumäärän 2500:sta lähes 3500:aan.

Mt. Palomarin kaukoputki valmistumisen aikoihin. Pääpeili on piilossa suuren "hevosenkengän" takana. (Kuva ICA)

Mt. Palomarin 5 m kaukoputki valmistui 1948. (R.W. Porterin piirros vuodelta 1939.)

3. MMT-monipeiliteleskooppi, 4.5 m

Maailman kolmanneksi suurin kaukoputki poikkeaa suuresti rakenteeltaan kaikista muista: se on pantu kokoon kuudesta eikä yhdestä peilistä. Sen kuusi 1.8 m läpimittaista peiliä vastaa pinta-alaltaan yhtä 4.5 m peiliä.

Monipeiliteleskoopin sijoituspaikaksi valittiin Mt. Hopkinsin vuori, 2 600 m korkea huippu Arizonassa Tucsonin kaupungin lähellä. Samalla seudulla on toinen suuri tähtitieteen keskus, Kitt Peak, jonka voi selkeällä säällä nähdä Mt. Hopkinsin huipulta.

MMT suunniteltiin kokeilukaukoputkeksi, jolla testataan uutta tekniikkaa. Se haluttiin tehdä mahdollisimman halvalla. Niinpä 1.8 m peilit saatiin valmiina erästä Nasan toteutumattomasta projektista, ja kaukoputkirakennusta pyörittävät pyörät ja moottorit oli suunniteltu suuriin nostokurkiin.

MMT:n kuusi peiliä muodostavat kukin kohteesta oman kuvan, jotka kahden tasopeilin kautta yhdistetään samaan polttopisteeseen. Peilien suuntaus siten että kuvat täsmälleen yhtyvät tehdään joko käsin tai erityisellä

laskemaan tarvittavat liikkeet ja ohjaamaan moottoreita siten että kohteen kuva kaukoputkessa pysyy täsmälleen paikallaan.

Kokemukset atsimutaalipystytyksessä niin BTA:ssa kuin MMT:ssä ovat olleet hyvin myönteisiä. On ilmeistä, että suuret kaukoputket tulevaisuudessa pystytetään usein tällä tavalla. (Altatsimutaalipystytys on muuten yksinkertaisuutensa vuoksi tulossa myös

harrastajan kaukoputkiin. Yhdysvalloissa tähtiharrastajat rakentavat halvalla hyvinkin suuria ns. Dobson-teleskooppeja.)

• **Ohjaus.** Kaikki uudet kaukoputket ovat hyvin pitkälle automaattisia. Tietokoneet hoitavat niin seurannan, tähden etsimisen kuin kupolin kääntämisenkin. Havaitsejan tehtävänä on

MMT-monipeiliteleskooppi on sijoitettu Arizonaan 2600 m korkean Mount Hopkinsin huipulle. Koko rakennus pyörii kiskoilla neljän suuren pyörän varassa. (Kuva Multiple Mirror Telescope Observatory.)

laserjärjestelmällä. Lasermenetelmää ei ole kuitenkaan vielä saatu toimimaan, ja suunnittelijoiden mukaan kohdistaminen kannattaakin myöhemmissä monipeilikaukoputkissa suunnitella toisella tavalla.

MMT vihittiin käyttöön 1979, ja tähän mennessä saadut kokemukset ovat olleet hyviä. Käsisuuntauksella peilien antamat kuvat saa kohdistetuksi yhteen puolesta minuutissa, ja suuntaus säilyy parikymmentä minuuttia ennen kuin tarvitaan uusi kohdistus. Eri peilien kuvat osuvat noin kaarisekunnin suuruiselle alueelle. Koska seeing Mt. Hopkinsilla on välillä vain puoli kaarisekuntia, koetetaan kohdistus jatkossa tarkentaa sitä paremmaksi.

Erikoista Mt. Hopkinsin monipeiliteleskoopissa on myös itse tähtitorni. Kun tavallisissa torneissa vain kupoli pyörii, MMT:ssä pyörii koko rakennus. MMT on nimittäin niin leveä, että avattava pyöreä kupoli olisi ollut vaikea tehdä. Niinpä rakennus tehtiin kuutiomaiseksi ja pantiin pyörimään kaukoputken mukana. Yhdessä seinässä ja katossa on aukko, josta MMT katsoo taivaalle. Rakennuksen muut osat kaukoputken sivuilla ja takana on voitu ottaa käyttöön laite- ja ohjaustiloiksi, koska ne pysyvät aina pois kaukoputken tieltä.

Monipeiliteleskoopin leveydellä on tiettyjä etuja. Kahden vastakkaisen peilin reunat ovat 7 m päässä toisistaan, mikä on enemmän kuin millään muulla kaukoputkella. Kahta vastakkaisista peiliä voi käyttää ns. interferometrin tavoin, jolloin niillä voi saavuttaa ennätysmäisen hyvän erotuskyvyn.

MMT:n rakentajat ovat työhönsä niin tyytyväisiä, että suunnittelevat isompaa MMT II:ta, jossa olisi kahdeksan 5 m peiliä. Suuria monipeili- tai mosaiikkiteleskooppeja on suunniteltu muissakin maissa (ks. Tapio Korhosen artikkeli Tulevaisuuden isot kaukoputket).

useinkin vain näppäillä kohteen koordinaatit ohjaustietokoneeseen ja asetua havaintolaitteensa ääreen. Tietokone ottaa huomioon kaikki korjaukset, jotka johtuvat esim. valon taipumisesta ilmakehässä tai kaukoputken muodonmuutoksista eri asennoissa.

• **Optiikka.** Suuria kaukoputkia käytetään yleensä kolmella eri tavalla:

1) ns. pääfokuksessa, mikä tarkoittaa sitä, että tähdestä tuleva valo heijastuu pääpeilistä takaisin putken yläpäähän, jossa olevassa polttopisteessä havainnot tehdään. Pääfokushavaintoja varten suurissa kaukoputkissa on häkki, johon mahtuu yksi havaitsija ja hänen tarvitsemansa laitteet. Häkki keikkuu usein parinkymmenen metrin korkeudessa, joten havaitsijan päästä ei saa pahemmin huimata. Nykyisin tosin pää- eli primäarifokuksessa tehtäviä havaintoja voidaan usein ohjata lämpimästä ja valoisasta ohjaushuoneesta television ja kaukosäätimien avulla. Näin ei fokuksessa tarvitse varata tilaa havaitsijaa varten eikä hän ole säteilemässä haitallista lämpöä kaukoputken sisälle.

2) ns. Cassegrain-fokuksessa. Tässä putken yläpäähän on asetettu peili, joka heijastaa valon takaisin alaspäin. Valo kulkee pääpeilin keskellä olevan reiän kautta pääpeilin taakse kiinnitettyyn Cassegrain-fokukseen. Tähän voidaan kiinnittää erilaisia mittalaitteita, kuten kamera, fotometri tai spektrografi. Cassegrain-fokuksessa saadaan pitempi polttoväli kuin pääfokuksessa ja siksi suurempi kuvaskaala.

3) kiinteässä ns. coudé-fokuksessa, joka on usein teleskooppisalin alapuolella olevissa huoneissa. Siellä havaintolaitteet ovat paikoillaan, ja niihin johdetaan valo useiden apupeilien avulla.

Aikaisemmin kaukoputkissa käytettiin ns. klassista Cassegrain-optiikkaa, jossa pääpeili on paraboloidi ja yläpäässä oleva sekundaaripeili, josta valo heijastuu takaisin alaspäin, hyperboloidi. Nämä kartioleikkaukset ovat suhteellisen helppoja hioa, mutta käyttökelpoinen kuvakenttä jää niillä pieneksi: pääfokuksessa se on pari kaarimittuutta, Cassegrain-fokuksessa 10° luokkaa. Komaksi kutsuttu kuvausvirhe pilaa tähtien kuvat kauempana kuvakentän keskuksesta.

Valmistustekniikan parantuessa on tullut mahdolliseksi muotoilla peili monimutkaisemmin. Siksi uudet kaukoputket ovat yleensä ns. Ritchey-Chrétien-tyyppiä, joka on muuten samankaltainen järjestely kuin Cassegrain, mutta peilien pinta vastaa korkeammanasteista käyrää. Näin saadaan toiseen fokukseen (Cassegrain-fokukseen) laajempi virheetön kuvakenttä, tyypillisesti 30° luokkaa.

Sekä pääfokuksessa että Cassegrain-fokuksessa käytetään usein lisäksi kaksin- tai kolminkertaista korjauslinssiä, joka levittää virheettömän kuva-alan vielä suuremmaksi (vaikka imeekin itseensä osan tulevasta säteilystä). Niinpä Ritchey-Chrétien-kaukoputkissa saadaan pääfokuksessa noin yhden asteen ja Cassegrain-fokuksessa vielä suurempi käyttökelpoinen kenttä. Jos teleskoopin primäripolttoväli on 12,7 m

Ilmakuva Pohjois-Chilessä sijaitsevasta Cerro Tololon observatoriosta. Täällä on eteläisen pallonpuoliskon suurin kaukoputki, jonka peilin läpimitta on 4 m. Suurkaukoputken tornin vasemmalla puolella on mm. 1,5 ja 1 m kaukoputkien kupolit. (Kuva © Cerro Tololo Inter-American Observatory.)

4. Cerro Tololon 4 m teleskooppi

Yhdysvallat alkoi 1960-luvun alussa etsiä sopivaa paikkaa eteläiselle pallonpuoliskolle rakennettavalle suu- relle kaukoputkelle. Etsintä päättyi 1963 Cerro Tololon observatorion perustamiseen.

Cerro Tololo on 2 200 m korkea vuori Pohjois-Chilessä noin 500 km Santiagosta pohjoiseen ja n. 100 km Euroopan eteläisestä observatoriosta etelään. Säätila on täällä tähtitieteellisesti havainnoille ihanteellinen: ilma on erittäin selkeä ja rauhallinen.

Cerro Tolololle pystytettiin alkuun pienempiä kaukoputkia, joista monet siirrettiin Yhdysvalloista Chileen uuteen edullisempaan havaintopaikkaan. Vuonna 1976 valmistui Cerro Tololon jättiläiskaukoputki, eteläisen pallonpuoliskon suurin teleskooppi.

Cerro Tololon teleskoopin peili on läpimitaltaan 4,0 m. Kaukoputki on rakennettu lähes identtiseksi Kitt Peakin 3,9-metrin teleskoopin kanssa. Peili on kuitenkin Cer-Vit-materiaalia ja sen aukkosuhde on f/2,6. (Tämä tarkoittaa että polttoväli on 2,6 kertaa niin suuri kuin peilin läpimitta. Koska peili on 4 m läpimittainen, on polttoväli siten 10,4 m.) Peilin hiominen Kitt Peakin työpajassa kesti 2 1/2 vuotta.

Koko teleskoopin massa on sama kuin Kitt Peakilla, 375 tonnia josta 300

tonnia liikkuvia osia.

Cerro Tololon 4 m kaukoputkea käytetään läheisessä yhteistyössä Kitt Peakin vastaavan teleskoopin kanssa täydentämään havaintoja eteläisen tähtitaivaan osalta. Sillä suoritetaan lisäksi myös monia omia havainto-ohjelmia.

Pohjois-Chileen on syntynyt kolme suurta tähtitieteen keskusta. Cerro Tololon huipulla on Yhdysvaltain 4 m kaukoputki, La Silla-vuorella Euroopan eteläisessä observatoriossa 3,6 m kaukoputki ja Las Campanasin observatoriossa Carnegie-instituutin vastavalmistunut 2,6 m teleskooppi. (Kartta European Southern Observatory.)

(kuten anglo-australialaisessa teleskooppissa), fokuksessa 1° × 1° ala vastaa 22 × 22 cm². Kun rajasuuruusluokka on noin 24, levyllä tulee suunnattomasti tähtiä.

• **Pääpeilin materiaali.** Kaukoputkien rakentajat ovat jatkuvasti pyrkineet sellaisiin peilimateriaaleihin, jotka muuttaisivat lämpötilan muuttuessa muotoaan mahdollisimman vähän. Peilin muodon muuttuminen havaintojen aikana nimittäin huonontaa tulosta.

Mt. Palomarin 5 m teleskoopin peili tehtiin ns. borosilikaattilasista (Pyrexistä), jonka lämpölaajenemiskerroin on luokkaa 30 × 10⁻⁷/°C. Parempiin tuloksiin päästiin vuoden 1960 paikkeilla, kun kvartsista kyettiin valmistamaan suuria peiliäihioita; kvartsin lämpölaajenemiskerroin on vain noin viidesosa em. lasin kertoimesta. Esimerkiksi Kitt Peakin 3,9 m ja ESO:n 3,6 m kaukoputkien pääpeili on kvartsia.

Pari vuotta myöhemmin saavutettiin jälleen uusi edistysaskel, joka ei enää juuri jätä parantamiselle varaa. Tuolloin kehitettiin erityisiä lasikeraamisia materiaaleja, joiden lämpölaajeneminen on vain noin sadasosa kvartsin vastaavasta arvosta. Nämä materiaalit tunnetaan kauppanimillä, esim. Yhdysvalloissa Cer-Vit, Saksassa Zerodur ja Neuvostoliitossa Sitall. Lasikeraamisten aineiden hiomisominaisuudet on saatu kvartsia paremmiksi ja, mikä tärkeää, hinta halvemmaksi, ja siksi suurten kaukoputkien peilit ovat nykyään näistä aineista. (Myös Neuvostoliiton 6 m teleskoopin lasipeili aiotaan korvata Sitall-peilillä.)

Hyvän heijastuskyvyn saamiseksi pääpeili alumiinoidaan erityisessä tyhjökammiossa, jossa viitisen grammaa alumiinia höyrystetään ja annetaan levitä ohueksi, tasaiseksi kerrokseksi peilin pinnalle. Alumiinointi joudutaan aika ajoin uusimaan.

• **Lisälaitteet.** Tähtitieteellisen havaintojärjestelmän suorituskyky ei riipu pelkästään käytetyn kaukoputken koosta. Kaukoputki vain kerää fotoneja pienelle alueelle. Yhtä tärkeitä ovat ne laitteet, jotka muuttavat fotonit havaittavaksi sanomaksi.

Tärkein fotonien rekisteröintilaitte on edelleenkin valokuvauslevy. Tähtitieteilijät ovat kuitenkin jatkuvasti pyrkineet kehittämään tehokkaampia ilmaisimia, sillä levyllä piirtyy vain yksi jokaisesta sadasta fotonista.

Valomonistimilla pystytään nostamaan siepattujen fotonien määrää jo noin 30 %:iin, ja valomonistimia käytetäänkin erilaisiin kirkkausmittauksiin. Monistin on kuitenkin vain yksikanavainen: se mittaa koko kaukoputkesta tulevaa kirkkautta eikä erota mitään kuvan piirteitä.

Siksi valomonistimen rinnalle on kehitetty monia muita uudenaikaisia

elektronisia ilmaisimia, esim. televisioputkea muistuttava Vidicon-putki tai jopa 80 % sieppaustehtoon yltävät puolijohdeilmaisimet, joiden avulla teleskooppien mahdollisuudet yhä heikompien kohteiden näkemiseen edelleen paranevat. Näitä esitellään Vilppu Pirolan artikkelissa.

• **Hinta.** Nykyaikaisen suurteleskoopin hinta kohoaa 100–200 miljoonan markan paikkeille. Tämä on niin suuri sijoitus, että kaukoputken rakentamisessa täytyy pyrkiä hinnaltaan mahdollisimman edullisiin ratkaisuihin. Tähän suuntaan on menty muuttamalla esim. pystytys alustamutaliseksi, jolloin rakenteet kevenevät (6-metrinen BTA), tekemällä peili erikoisohueksi (Englannin 3,8 m infrapunateleskooppi ja 4,2 m teleskooppi) tai rakentamalla lähes koko kaukoputki muualta ylijääneistä osista (MMT-monipeiliteleskooppi).

Seuraavan sukupolven vielä suuremmat kaukoputket (ks. Tapio Korhosen artikkeli Tulevaisuuden isot teleskoopit) kohoavat hinnaltaan helposti miljardin markan tienoille. Tämä summa vastaa jo avaruusalusten tai suurten hiukkaskiihdyttimien hintaa. Tässä tilanteessa on tutkittava tarkkaan, kannattaako teleskooppia ollenkaan rakentaa Maan päälle vai saataisiinko parempia tuloksia lähettämällä saman hintainen (mutta tietysti pienempi) kaukoputki ilmakehän ulkopuolelle Maan kiertoradalle. Avaruudessa toimivalla kaukoputkella on monia etuja maanpäällisiin verrattuna. Korhonen toteaa em. artikkelissaan kuitenkin, että ”optinen tähtitiede tulee vastaisuudessaakin perustumaan pääosin maanpinnalla tehtäviin havaintoihin” ja että avaruusteleskooppien monet uudet tulokset tulevat ”pikemminkin lisäämään kuin vähentämään havaintotarvetta suurilla maanpäällisillä teleskoopeilla”.

• **Mahdollisuudet.** Teleskoopin erotuskyky eli mahdollisuus erottaa vierekkäisiä pistemäisiä lähteitä (kaksoistähtiä, Kuun pinnan yksityiskohtia) on sitä parempi mitä suurempi kaukoputki on käytettävissä. Kaukoputken teoreettisen erotuskyvyn raja johtuu valon aaltoluonteesta: ns. diffraktioilmiön takia kaukoputki ei toista pistemäistä kuvaa pisteenä, vaan pienenä ympyrälevynä. Esimerkiksi Mt. Palomarin 5 m kaukoputken teoreettinen erotuskyky on noin 0,02 kaarisekuntia.

Käytännössä erotuskyvyn raja kuitenkin määräytyy valon taipuilemisesta ja hajoamisesta ilmakehässä, seeingistä. Se levittää parhaissakin oloissa pistemäisen tähden kuvan n. 0,2 kaarisekunnin läpimittaiseksi, huonommissa oloissa jopa useiden sekuntien suuruiseksi.

Kaikissa nykyajan suurissa kaukoputkissa teoreettinen erotuskyky on parempi kuin todellisuudessa saavutettava, ilmakehän seeingin rajoittama erotuskyky.

Kaukoputken **rajasuuruusluokka** tarkoittaa heikointa suuruusluokkaa, jonka kaukoputki pystyy rekisteröimään. Rajasuuruusluokka on sitä pienempi, mitä suurempi kaukoputki on käytettävissä ja mitä parempi on havaintopaikan seeing, mutta yhä heikompien kohteiden saavuttamisessa on hyvin tärkeä merkitys myös havaintomenetelmillä ja käytetyillä ilmaisimilla.

Mt. Palomarin 5 m kaukoputkella on päästy 23.–24. magnitudin kohteisiin. Vaikka useimmat uusista teleskoopeista ovat aukoltaan Palomarin kaukoputkea pienempiä, niiden rajasuuruusluokka on yhtä hyvä tai parempi. Tähän ovat syynä mm. uusien kaukoputkien paremmat materiaalit ja tukevampi rakenne sekä niiden paremmat sijaintipaikat. Kaukoputkilla rekisteröidään tyypillisesti 24. magnitudin kohteita, ja erikoistapauksissa päästään tämänkin alle: yksi heikoimmista kohteista on ollut anglo-australialaisella teleskoopilla optisesti kuvattu Velan pulsari, jonka suuruusluokka on vain 25,2.

Millaisia tähtitaivaan kohteita uusilla kaukoputkilla sitten voidaan kuvata ja miten tulokset vievät tähtitiedettä eteenpäin? Olemme tässä artikkelissa halunneet esitellä uudet observatoriot ja niiden kaukoputket tekniseltä kannalta emmekä ole puuttuneet kaukoputkilla saatuihin tuloksiin. Niiden kirjaaminen yhden artikkelin puitteissa ei olisi edes mahdollista. Kaukoputket toimivat jatkuvasti kaikkina selkeinä öinä (infrapunateleskoopit myös päiväsaikaan) erilaisten havainto-ohjelmien parissa. Havaittavat kohteet kattavat koko tähtitieteen kentän lähimmästä planeetoista kaukaisimpiin kvasaareihin. Optinen tähtitiede on niin vanha tähtitieteen ala, että edes suuret kaukoputket eivät useinkaan tee samanlaisia mullistavia löytöjä kuin muilla aallonpituusalueilla on viime aikoina saavutettu. Kaukoputkien avulla tehtävä systemaattinen, jatkuva tutkimus tuo kuitenkin päivittäin suurempia ja pienempiä edistysaskleita, ja tutkimuksen määrän ja laadun kasvu siirtää koko ajan tietomme rajaa.

5. Anglo-australialainen teleskooppi (ATT), 3.9 m

Eteläisen pallonpuoliskon suurista teleskoopeista ehti ensimmäisenä valmiiksi Englannin ja Australian yhteistyönä rakentama kaukoputki. Se vihittiin käyttöön 1974.

Kaukoputken rakentamisesta tehtiin maiden välillä päätös 1967, ja sen sijoituspaikaksi valittiin Siding Springs -vuori Australian kaakkoisosassa. Siellä oli ennestään Australian kansallisen yliopiston tähtitorneja. Paikan korkeus merenpinnasta on 1164 m. Paikka on helppopääsyinen, ympärillä on harva asutus ja suhteellisen suuri osa kirkkaista öistä tarjoaa hyvän seeingin. Siding Springs sijaitsee 400 km Sydneystä luoteeseen.

Kaukoputken pääpeilin käyttöläpimitta on 3.9 m. Se on siten hieman pienempi kuin Cerro Tololon kaukoputken peili, mutta hieman suurempi kuin Kitt Peakin.

Kaukoputken rakenne suunniteltiin suunnilleen samanlaiseksi kuin Kitt Peakin ja Cerro Tololon teleskooppien. Pääpeilin polttoväli on kuitenkin vähän suurempi (noin 12.5 m eli aukkosuhde on $f/3.26$), ja siten kaukoputki on pitempi ja sen torni korkeampi. Kupoli kohoaa n. 50 m korkeuteen, mikä on 2/3 Helsingin olympiastadionin tornin korkeudesta.

Pääpeilin optinen tarkkuus on erittäin hyvä: se keskittää yli 80 % tähden valosta 0.3 kaarisekunnin alueelle.

Kun kaukoputkea suunniteltiin 1960-luvun lopulla, ei tietokoneita käytetty siinä mitassa kuin nykyään. Siksi kaukoputki suunniteltiin käsi-käyttöiseksi, mutta varattiin myös mahdollisuus tietokoneohjaukseen. Laskimien kehitys sai aikaan sen, että ATT:tä ei käsin koskaan käytetä, vaan tietokoneet hoitavat ohjauksen. Kohteen paikka näppäillään koneeseen, joka ottaa huomioon kaikki korjaukset ja suuntaa kaukoputken (ja kupolin) tarkasti haluttuun kohteeseen. Sillä on tehty säännöllistä tutkimustyötä pian kymmenen vuoden ajan eteläisen tähti-taivaan monista kiinnostavista kohteista. Kaukoputkea käyttävät puoliksi Englannin ja Australian tähtitieteilijät, ja se on osoittautunut arvokkaaksi täydennykseksi varsinkin molempien maiden korkeatasoisten radioteleskooppien havaitsemien kohteiden jatkotutkimuksissa.

Siding Springsin vuorelle on pystytetty myös brittiläinen 1.2 m Schmidt-kaukoputki. Se tekee yhteistyössä

Anglo-australialaisen teleskoopin 3.9 m pääpeili irrotettuna alumiinista varten. Keskellä on reikä, josta valo johdetaan Cassegrain-fokukseen. (Kuva D.F. Malin, © Anglo-Australian observatory.)

Kaaviokuva anglo-australialaisesta teleskoopista, vasemmalla idästä päin katsottuna ja oikealla pohjoisesta päin.

Chilessä sijaitsevan Euroopan eteläisen observatorion kanssa eteläisen tähtitaivaan peruskartoitusta, joka on pian

valmistumassa. Australiaan sijoitettu Schmidt-kaukoputki kuvaa taivasta sinisessä valossa.

6. Kitt Peakin 3.9 m teleskooppi

Kitt Peakin 3.9 m kaukoputki oli ensimmäinen uuden sukupolven jättiläisteleskoopeista. (Kuva US International Communication Agency)

Kun Kitt Peakin 3.9-metrinen kaukoputki valmistui 1973, se oli jonkin aikaa maailman toiseksi suurin teleskooppi.

Kitt Peakin kansallinen observatorio on Yhdysvaltain suurimpia tähtitieteen keskuksia. Siellä on pienellä alueella enemmän kaukoputkia kuin missään muualla maapallolla. Kitt Peak, 2060 m korkea vuori, sijaitsee Arizonassa, Yhdysvaltain lounaisosassa, Tucsonin kaupungin lähellä. Se valittiin 1958 kansalliseksi tähtitieteen keskuksiksi.

Kitt Peakin perustaminen merkitsi muutosta yhdysvaltalaisessa tiedepoliitikassa. Suuret observatoriot kuten Lick, Yerkes, Mt. Wilson ja Mt. Palomar oli perustettu joko yliopistojen, säätiöiden tai yksityisten lahjoittajien varoin. Ensimmäinen kansallinen, hallituksen rahoittama astrofysiikan observatorio oli vuonna 1956 perustettu NRAO, kansallinen radioastronominen observatorio. Kitt Peakin kansallinen observatorio toimii samanlaisen yliopistojen muodostaman yhtiön (Associated Universities for Research in Astronomy, AURA, Inc.) hallinnassa kuin NRAO:kin. AURA saa valtiolta varat laitteisiin ja toimintaan.

Paitsi vuoren huipulla sijaitsevia tähtitorneja ja huoltorakennuksia, Kitt Peakin keskuksen kuuluu Tucsonissa sijaitseva suuri optinen työpaja. Siellä on mm. hiottu Kitt Peakin ja Cerro Tololon nelimetriset peilit ja valmistettu paljon kaukoputkien lisälaitteita.

Kitt Peakin 3.9 m kaukoputki oli ensimmäinen uuden sukupolven suurista teleskoopeista. Sen pääpeili tehtiin vielä kvartsilasista, jonka muodonmuutokset ovat suuremmat kuin myöhempien peilien Cer-Vit -materiaalilla. Peili on 60 cm paksu ja painaa 15 tonnia. Peilin aukkosuhde on pieni ($f/2.7$ eli polttoväli on vain 2.7 kertaa niin suuri kuin peilin läpimitta). Cassegrain-fokuksessa vastaava arvo on $f/8$ ja coudé-fokuksessa $f/160$.

Kitt Peakin suurkaukoputki on nyt kymmenen vuoden ajan ollut tähtitieteilijöiden rutiinikäytössä ja osoittanut suuret mahdollisuutensa tähtitaivaan tutkimisessa. (Satakunta Kitt Peakin ja Cerro Tololon suurkaukoputkien ottamista parhaista valokuvista on koottu komeiksi diasarjoiksi, joita voi tilata Kitt Peakiltä.)

Kitt Peakin kupolimetsää. Oikealla on 3.9 m kaukoputken torni. (Kuva Kitt Peak National Observatory)

7. Englannin 3.8 m infrapunateleskooppi

Maailman suurin infrapunateleskooppi on valmistunut Havaijille. Englantilaisen teleskoopin suunnittelusta ja rakentamisesta on vastannut Edinburghin Royal Observatory.

Englannin suuren infrapunateleskoopin suunnitelmat kiteytyivät 1970-luvun alussa. Tällöin valmistui Kanarian saarille englantilainen 1.5-metrinen, myös infrapuna-alueella toimiva kaukoputki. Suuri kaukoputki päätettiin pystyttää Havaijille Mauna Kean huipulle, joka on maailman parhaita paikkoja infrapunatähtitieteelle. Mauna Kea on sammunut tulivuori. Se ei ole purkautunut ainakaan 4000 vuoteen. Sen naapuri Mauna Loa on sen sijaan edelleen aktiivinen.

Mauna Kean huippu kohoaa 4200 m korkeuteen, joten se on lähes kaksi kilometriä ylempänä kuin maailman muut suuret observatoriot. Ilmakehästä jää yli 40 % tämän korkeuden alapuolelle. Mauna Kean huippu tarjoaa havainnoille monia etuja:

- Vaikka pilvet peittävät ympäröiviä alueita, Mauna Kean huippu on pilvien yläpuolella. Yli 60 % kaikista öistä on täysin pilvettömiä.
- Ilmakehä on Mauna Kean yläpuolella rauhallinen ja seeing yhtä hyvä kuin esimerkiksi Chilessä.
- Taivas on hyvin tumma, koska il-

makehä on ohut ja ympäröivä asutus harvaa.

- Ilmakehässä oleva vesihöyry, joka häiritsee nimenomaan infrapunahavaintoja, keskittyy ilmakehän alimpiin kerroksiin. Vesihöyrystä vain kymmenesosa on Mauna Kean korkeuden yläpuolella.
- Paikka sijaitsee vain 20 asteen päässä päiväntasaajasta, joten 90 % taivaasta on havaintojen piirissä.

Mauna Kean monet edut ovat houkutelleet paikalle kaksi muutakin suurta teleskooppiä, Kanadan-Ranskan-Havaijin kaukoputken ja Nasan infrapunateleskoopin. Suuri korkeus aiheuttaa joskus tutkijoille vaikeuksia, kun happea ei tahdo olla riittävästi. Siksi tähtitieteilijät oleskelevat yleensä alempana, 2800 m korkeudessa olevissa tiloissa ja käyvät ylhäällä vuorella vain tekemässä havaintojaan. Mauna Kealle on suunniteltu pystytettäväksi myös seuraavan sukupolven jättiläisteleskooppeja, kuten esimerkiksi Kalifornian valtionyliopiston 15–20 metrin teleskooppiä.

Kanadan-Ranskan-Havaijin teleskoopin torni Mauna Kean huipulla. (Kuva Kari Lumme)

Englannin 3.8 m teleskoopin erikoisuutena on hyvin ohut peili. Sen paksuus reunoilta on 29 cm ja keskeltä vain 19 cm. Peilin massa on näin saatu pienemään normaalista 15 tonnista 6.5 tonniin. Peilin muodonmuutoksien estämiseksi sen taakse on täytynyt rakentaa monimutkainen tukijärjestelmä.

8. Kanadan-Ranskan-Havaijin teleskooppi (CFHT), 3.6 m

Mauna Kean tulivuoren huipulla sijaitsevista kaukoputkista toiseksi suurin on Kanadan, Ranskan ja Havaijin yhteinen 3.6 m teleskooppi.

Kaukoputken historia alkaa vuodesta 1970, jolloin ranskalaiset tähtitieteilijät ostivat 3.66 m Cer-Vit -peiliäihion suunnittelemaansa kaukoputkea varten. Sen sijoituspaikaksi valittiin Havaiji. Vuonna 1973 Kanada päätti tulla mukaan hankkeeseen, kun sen suunnitelmat omasta Kanadaan pystytettävästä noin nelimetrisestä teleskoopista olivat rauenneet.

Ranska on rakentanut teleskoopin mekaaniset osat, Kanada optiikan, kuvun ja ohjauslaitteet, ja Havaiji on luovuttanut observatorion paikan ja rakentanut huoltorakennukset. CFH-teleskooppi otettiin käyttöön 1979.

CFH-teleskoopin rakenne on suunniteltu samanlainen kuin Mt. Palomarin 5 m kaukoputkessa. Pääasialliset erot ovat:

- Kaukoputken ylin osa on vaihdettava. Yhdessä osassa on pääfokuksen häkki ja coudé-peilejä, toisessa Cassegrain-järjestelmän sekundääripeili ja kolmannessa infrapunahavaintoihin käytettävä heilahteleva peili.
- Teleskoopin napa-akselia pyörittää hevosenkenkään kiinnitetty suuri hammaspyörä eikä toisessa päässä oleva pienempi pyörä.
- Deklinaatioakseli ei leikkaa napa-akselia, vaan on kohotettu sen yläpuolelle tasapainon parantamiseksi. Pääpeilin vapaa läpimitta on 3.60 m ja polttoväli 13.53 m. Aukkosuhde Cassegrain-fokuksessa on f/8 (infrapunapeileillä f/36.5) ja coudé-fokuksessa f/20 tai f/108. Pääpeili on paraboloidi ja Cassegrain-sekundääripeili on hyperboloidi. Tämä "klassinen" järjestelmä tekee mahdolliseksi käytön ilman korjauslinsskejä, jotka aina imevät jonkin verran valoa. Kuvakenttä on tosin hyvin pieni, pääpeilillä 2.5 kaarimi-

nuuttia. Korjauslinssillä näkökenttä saadaan lisätyksi yhteen asteeseen.

CFH-teleskoopin havainto aika on jaettu Ranskan (42.5 %), Kanadan (42.5 %) ja Havaijin (15 %) tähtitieteilijöiden kesken.

Piirros CFH-teleskoopista. Selitykset ylhäältä myötäpäivään: pääfokushäkki - peruskehikko - pääpeili - tuntikulmakoneisto - hydrostaattiset tuet - sementtipylväs - hevosenkenkä - deklinaatio-koneisto.

9. Euroopan eteläinen observatorio (ESO), 3.6 m

Ajatus Länsi-Euroopan maiden yhteisestä observatoriosta, joka sijoitettaisiin eteläiselle pallonpuoliskolle, syntyi 1950-luvun lopulla. Viisi maata, Belgia, Ranska, Hollanti, Ruotsi ja Länsi-Saksa, sopivat ESO:n (European Southern Observatory) perustamisesta 1962, ja viisi vuotta myöhemmin vielä Tanska tuli mukaan suunnitelmaan.

Kukin maa maksaa observatorion kuluja kansantuotteensa mukaisessa suhteessa. Ranska ja Saksan Liittotasavalta maksavat kumpikin kolmanneksen, Ruotsi esimerkiksi n. 9 %. Vuoden 1981 alusta Italia ja Sveitsi ovat myös ESO:n jäseniä. Ne joutuvat maksamaan taannehtivasti osuutensa observatorion perustamiskuluista. Kertyvä varsin suuri summa käytetään uusien instrumenttien hankintaan, joista uudentyyppinen, kevytrakenteinen 3.5

Euroopan eteläinen observatorio sijaitsee La Silla -vuorella Chilessä. Kuvassa näkyy 3.6 m teleskoopin torni. (Kuva European Southern Observatory)

CFH-teleskooppi valmistui 1979. Sitä voidaan käyttää optisen kuvauksen ohella myös infrapunatutkimuksiin. (Valokuva ja piirros Canada-France-Hawaii Telescope)

m teleskooppi lienee merkittävin. Uutta kalustoa tarvitaankin, kun käyttäjämäärä samalla kasvaa noin 25 %.

Euroopan eteläiselle observatoriolle etsittiin paikkaa sekä Etelä-Afrikasta että Etelä-Amerikasta. Testeillä ei oikeastaan löydetty eroa kummankaan ehdottomaksi eduksi, mutta Chile valittiin, koska sitä pidettiin poliittisesti vakaampana (!). Ilma on siellä kuiva, pilvisuus vähäistä, ilmakehä rauhallinen (mikä merkitsee erinomaista seeingiä) ja häiritsevät valot kaukana. ESO:lle ostettiin maa-alue 2400 m korkealta La Silla -vuorelta, 600 km Santiagosta pohjoiseen. Lähin kaupunki, La Serena, on yli 150 km päässä.

La Sillalle pystytettiin 60-luvulla pienempiä kaukoputkia, ja 1976 valmistui 3.6 metrin suurkaukoputki. Sen

peilin vapaa läpimitta on 357 cm, pari senttimetriä pienempi kuin Kanadan-Ranskan-Havaijin teleskoopin.

ESO:n teleskooppi on sijoitettu 43 m korkean kuvun sisään. Liikkuvat osat painavat 200 tonnia. Kaukoputkea voi käyttää kolmella tavalla: pääfokuksessa (aukkosuhde $f/3$), Cassegrain-fokuksessa ($f/8$) tai coudé-fokuksessa ($f/30$). Observatorion ja kaukoputken rakenne selviävät oheisista valokuvista ja piirroksista.

ESO:n 3.6 m teleskooppi on nyt ollut käytössä kuusi vuotta. Kokemukset sen toiminnasta ovat olleet hyvät. Kaukoputki toimii moitteettomasti ja antaa hyvin terävän kuvan: pistemäisestä lähteestä tulevasta valosta yli 75 % osuu 0.4 kaarisekunnin läpimittaiselle alueelle. Seeing levittää käytännössä

ESO:n 3.6 m teleskooppi. Läpileikkaus kaukoputkesta ja sen tornista tämän artikkelin alussa.

pistemäisen kuvan noin 1 kaarisekunnin suuruisiksi.

La Silla -vuorella on nykyään lähes 10 kaukoputkea. ESO:n teleskooppia ovat 1.5 m, 1 m, 1 m Schmidt- ja 0.5 m kaukoputket. Ranskasta Haute-Provencen observatoriosta on ESO:oon siirretty ns. GPO (Grande Prisme Objectif) -kaksoisastrografi, jossa käytetään tavallisesti objektiiviprismoja. La Sillassa on myös Tanskan 1.5 m ja 0.5 m teleskoopit, Hollannin 0.91 ja länsisaksalaisen Bochumin observatorion 0.61 m teleskoopit.

10. Calar Alton 3.5 m teleskooppi

Espanjan Calar Altoon sijoitettu länsisaksalainen teleskooppi pystytettiin paikoilleen 1982. Havaintoihin päästään 1984.

Länsi-Saksa teki päätöksen 3.5 m peilikaukoputken rakentamisesta vuonna 1971. Kaukoputken tärkein osa, suuri peili, valettiin lasikeraami-

sesta massasta Zerodurista Schottin tehtailla joulukuussa 1973. Peilin jäähtyminen kesti 146 päivää, ja testien ja jälkikäsittelyn jälkeen aihio siirrettiin hiottavaksi Oberkochenin.

Peilin hiominen tarkkaan muotoon kesti yli neljä vuotta. Pinta on ns. korkeamman kertaluvun pyörähdyshyper-

boloidi, joka poikkeaa pallopinnasta keskellä peiliä 45 mikrometriä (0.045 mm) ja laidoilla 10 mikrometriä. Hiointa oli erittäin tarkkaa työtä, sillä pinta sai poiketa halutusta vain 30 nanometriä eli 0.00003 mm.

Tarkkuudesta saa hyvän kuvan, jos peili ajatellaan suurennetuksi 13 km lä-

Calar Alto on Sierra de los Filabres -vuoriston korkein huippu (2168 m). Paikalla vihittiin syyskuussa 1979 saksalais-espanjalainen tähtitieteen keskus.

Saksalainen 3.5 m teleskooppi tulee valmistuttuaan olemaan maailman kymmenenneksi suurin kaukoputki. Teleskooppi on kuvassa Zeissin suuressa kokoonpanohallissa Oberkochenissa. (Kuva ja kartta Zeiss)

pimittaisen järven kokoiseksi. Poikkeama järven pinnassa saisi olla korkeintaan 0.4 millimetriä.

Kaukoputkessa on ns. Ritchey-Chrétien-optiikka, joka antaa laajan näkökentän ja virheettömän kuvan.

Uusi kaukoputki on sijoitettu Calar

Alton vuorelle Espanjaan, jonne on perustettu saksalais-espanjalainen tähtitieteellinen keskus. Saksalaisella Max-Planck-Institut für Astronomiella on Calar Altoissa ennestään useita muita kaukoputkia, joista suurimman peili on läpimitaltaan 2.2 m.

Calar Alton observatorio on yli 2100 m korkeudella meren pinnasta Etelä-Espanjassa Granadan kaupungista itään. Paikalla on vuosittain yli 200 täysin selkeätä yötä.

11. Lickin observatorion 3.1 m teleskooppi

Kaliforniassa Mount Hamiltonilla sijaitsee Lickin observatorio, jonka korkeus merenpinnasta on 1300 m. Sinne valmistui 1950-luvun lopulla 3 metrin peilikaukoputki, joka koko 60-luvun oli maailman toiseksi suurin teleskooppi.

Lickin observatorion ison kaukoputken pystytys poikkeaa muista suurimmista teleskoopeista. Siinä on ns. haarukkapystytys, jossa napa-akseli on tuettu vain toisesta päästään ja muodostaa haarukan, jonka varassa teleskoopin putki kääntyy. Kaukoputken aukkosuhde on myös muita isoja teleskooppia suurempi, $f/5$, eli 3.1 metrin peiliä vastaa 15.5 m polttoväli. Niinpä Lickin kaukoputki on hoikan ja siron näköinen lyhyempipolttovälisiin kaukoputkiin verrattuna.

Lickin teleskoopin peili saatiin Palomarin teleskooppiprojektista, jossa sitä oli käytetty apupeilinä 5 m peiliä tehtäessä. Kolmen metrin peili hiottiin paraboloidiksi. Pitkä polttoväli takaa laajan virheettömän kuvakentän pääfokuksessa ilman korjauslinssiä.

Lickin 3 m teleskoopin putkiosa on yli 15 m pitkä. (Kuva Lickin observatorio)

Lickin 3 m teleskooppi ei ole yhtä tunnettu kuin Palomarin suuri teleskooppi. Syynä tähän on esim. myöhäisempi valmistumisvuosi, pienempi ko-

ko ja osittain San Franciscon valosaaste, joka varsinkin viimeisen kymmenen vuoden aikana on alkanut haitata havaintoja. Silti Lickin teleskoopilla on

tehty paljon merkittäviä havaintoja, esimerkiksi vastasyntyneistä tähdistä ja muista nuorista kohteista sekä galaksien ja kvasaarien punasiirtymistä.

12. Nasan 3.1 m infrapunateleskooppi

Yhdysvaltain ilmailu- ja avaruushallinto Nasa on rakentanut kansallisen infrapunateleskoopin Havaijille, Mauna Kean huipulle. Teleskoopin piti alun perin olla valmis 1977, mutta sen peiliähiössä huomattiin suuri särö ja peili jouduttiin uusimaan. Valmistuminen lykkääntyi vuoteen 1979.

Nasa rakensi teleskoopin yhteistyössä Havaijin yliopiston kanssa, joka saa myös käyttää 25 % havaintoajasta.

Teleskoopin mekaanisten osien suunnittelussa käytettiin samoja tietokoneohjelmia, joilla Nasa on suunnitellut avaruusaluksia, ja näin saatiin edullisen kevyt, mutta hyvin tukeva rakenne. Suuresta koostaan huolimatta teleskooppi painaa vain 100 tonnia.

Teleskoopin optinen rakenne on samanlainen kuin muidenkin suurten kaukoputkien. Aukkosuhde Cassegrain-fokuksessa on $f/35$ ja coudefokuksessa $f/120$. Infrapunateleskoopissa joudutaan pitämään hyvin tarkkaan huolta kaikkien lämmönlähteiden eliminoinimisesta, mutta toisaalta peilin pinnalle ei aseteta aivan samoja tarkkuusvaatimuksia kuin optisella alueella.

Nasan kaukoputki kuvaa kohteita 5 ja 40 mikrometrin välisellä aallonpituusalueella. Sekundääripeili heilahtelee kohteen ja taustataivaan väliä jopa 40 kertaa sekunnissa, sillä vilkkuva kohde on helpompi erottaa taustakohinasta kuin tasainen.

Kaukoputkea käytetään paljolti Nasan avaruustutkimusohjelmien tukena. Noin puolet havaintoajasta on varattu aurinkokunnan kappaleiden tutkimiseen. Esimerkiksi Jupiteria, Saturnusta ja niiden kuita on tutkittu Voyager-ohjelmien tueksi, ja vuonna 1983 lähetetty IRAS-infrapunateleskooppi toimii kiinteässä yhteistyössä suuremman maanpäällisen kaukoputken kanssa.

Tapio Markkanen
Heikki Oja

Läpileikkaus Nasan 3.1 m teleskoopin rakenteesta.

TULEVAISUUDEN ISOT TELESKOOPIT

Kaukoputkea tähtitieteellisenä havaintolaitteena käytetään karkeasti jaotellen kahteen eri tehtävään: havaittavan kohteen paikan määrittämiseen tai siitä saapuvan säteilyn koostamiseen. Kirkkaiden kohteiden paikan määrittämiseen riittää verraten pienikin kaukoputki, mutta himmeät kohteet vaativat mahdollisimman suuren valoa kokoavan pinnan, erityisesti jos valo vielä esim. spektroskopissa levitetään suuri dispersioiseksi spektriksi. Siksi astrofysiikkaan tutkimukseen tarkoitettujen kaukoputket, jotka yleensä ovat peilitteleskooppeja, pyritään tekemään mahdollisimman suuriksi. Koon yläraja määräytyy yleensä taloudellisista resursseista ja kyvystä ratkaista suuriin teleskooppeihin liittyvät tekniset vaikeudet.

Tämän vuoksi tuntuu hieman hämmästyttävältä, että teleskooppien koon nykyinen taso saavutettiin jo yli 30 vuotta sitten, kun Mount Palomarin 5 m:n teleskooppi valmistui v. 1948. Vasta äskettäin on sen koko hieman ylitetty, kun neuvostoliittolainen 6 m:n teleskooppi Zelenchukskassa otettiin käyttöön.

Vaikka teleskooppien koko ei olekaan tänä aikana kasvanut, on tähtitieteellisten havaintojen tehokkuus kuitenkin moninkertaistunut. Syynä on käytetyissä säteilyn ilmaisu- ja mittauslaitteissa tapahtunut huima kehitys. Aiemmin pääasiallinen ilmaisimen oli valokuvauslevy. Sen kvanttihyötysuhde on kuitenkin hyvin huono, tavallisesti vain prosentin murto-osa leveylle saapuvista valokvantteista, fotoneista, aiheuttaa kalvossa kemiallisen muutoksen, joka kehitysprosessissa saadaan esiin. Nykyisin parhaiden valokuvauslevyjen kvanttihyötysuhde on korkeintaan 2–3 %. Sen sijaan on kehitetty erilaisia valosähköiseen ilmiöön perustuvia ilmaisimia, joiden kvanttihyötysuhde on jopa yli 50 %. Siten useissa tapauksissa ollaan lähellä tilannetta, että ilmaisimien kehittämisellä ei enää kyetä aikaansaamaan kovin oleellista havaintojen tehostumista. Ainoa keino on valoa kokoavan pinnan, teleskoopin pääpeilin suurentaminen. Nykyisiä oleellisesti suurempien teleskooppien valmista-

Eri puolilla maailmaa suunnitellaan tällä hetkellä uusia entistä suurempia kaukoputkia. Ne voivat koostua yhdestä suuresta peilistä, useasta eri peilistä tai yhteensovitetuista peilinosista, ns. mosaiikkipeilistä.

minen aiheuttaa kuitenkin niin vaikeita teknisiä ongelmia, että niiden ratkaisemiseksi joudutaan etsimään aivan uusia teleskoopikonstruktioita.

Avaruusteleskooppi

Usein ajatellaan, että suuri avaruusteleskooppi on ratkaisu kaikkiin havainto-ongelmiin. Eräissä suhteissa

Käänneltävä peili.

Euroopan eteläisessä observatoriossa (ESO:ssa) kaavaillaan jo seuraavan sukupolven jättiläisteleskooppeja. Yllä on yksi ehdotettu ratkaisu: neljä noin 8 m kaukoputkea, joita voi käyttää joko erikseen tai joiden kuvat voidaan ohjata yhteen polttopisteeseen. (Kuva ESO)

Yhdysvalloissa on suunniteltu 15 m läpimittaista uutta kansallista kaukoputkea. Se rakennetaan joko monipeilijärjestelmällä tai siihen tulee yksi mosaiikkipeili. (Kuva Kitt Peak National Observatory)

Yhdysvaltain avarusteleskooppi viedään tämän hetken suunnitelmien mukaan Maan kiertoradalle vuonna 1985. Teleskoopissa on 2.4 m läpimittainen peili. Koska kaukoputki toimii Maan ilmakehän ulkopuolella, se pystyy näkemään kaukaisia tähtiä ja galakseja maanpäällisiä kaukoputkia huomattavasti tarkemmin, jopa 0.05 kaarisekunnin erotuskyvyllä. Rajasuuruusluokka on 28, eli se erottaa 2-3 magnitudia heikompia kohteita kuin tähän mennessä on nähty. Avarusteleskooppi kuljetetaan kiertoradalle sukkulan lastiruumassa. Teleskooppi toimii täysin automaattisesti Maasta annettujen ohjeiden mukaan ja lähettää havaintonsa radiolla maahan. Teleskooppiin voidaan aika ajoin viedä uusia havaintolaitteita tai se voidaan tuoda sukkulalla maahan huollettavaksi. (Piirros Nasa; värikuva avarusteleskoopista on kirjamme kannessa.)

tämä pitääkin paikkansa. Avaruudessa ei esiinny ilmakehän aiheuttamia häiriöitä, joten siellä saavutetaan teleskoopin teoreettinen erotuskyky, voidaan havaita kaikilla aallonpituusalueilla ja ilmakehän aiheuttama taustavalo puuttuu. Rajoituksena on kuitenkin se, ettei ainakaan nykyisellä tekniikalla avaruuteen pystytä lähettämään todella suurta teleskooppia, sillä käytettävissä oleva laukaisukalusto mahdollistaa vain keskikokoisen teleskoopin viemisen kiertoradalle. Tällainen 2.4 m:n peilillä varustettu avarusteleskooppi onkin valmistettu, ja se tullaan lähettämään maata kiertävälle radalle todennäköisesti vuoden 1985 aikana. Sen päätehtäviä tulee olemaan heikkojen kohteiden fotometria ja pienidispersiospektrometria spektrin optisessa ja ultravioletissa osassa sekä luonnollisesti suurta erotuskykyä vaativat havainnot. Vaikka se tuleekin varmasti edistämään val-

tavasti tähtitieteellistä tietämystä, tulevat sen tulokset pikemminkin lisäämään kuin vähentämään havaintotietoa suurilla maanpäällisillä teleskooppeilla. Tämänkokoisen avarusteleskoopin kustannukset liikkuvat miljardeissa markkoissa, joten niiden määrän lisäämiseen tuskin on lähiaikoina mahdollisuuksia. On myös alueita, joilla avarusteleskooppi ei ole oleellisesti samankokoista maanpäällistä teleskooppia tehokkaampi. Tällaisia ovat mm. suuridispersiospektroskopia ja heikkojen pintaobjektien, esim. kaukaisten galaksien havaitseminen. Ensimmäintua rajoittaa erityisesti himmeiden kohteiden tapauksessa saapuvien valokvanttien vähäisyys, ns. fotonikohina, jälkimmäistä taas taustavalon voimakkuus kohteeseen verrattuna. On nimittäin huomattava, että taivaan taustavalosta vain n. puolet aiheutuu ilmakehästä, joten eläinratavalon ja

interstellaarisen valon osuus vaikuttaa myös avaruushavainnoissa. Ilmakehän rauhottomuudesta huolimatta myös maanpäällisellä suurella teleskoopilla voidaan saavuttaa sen teoreettinen erotuskyky käyttäen ns. speckle-interferometriä ("täpläinterferometriä"). Se perustuu kapeaa aallonpituusalueita ja lyhyttä valotusaikaa käyttäen tähdestä saatujen kuvien jälkikäteen tapahtuvaan analysointiin. Sitä on käytetty kulmavälimatkaltaan läheisten kaksoistähtien tutkimiseen ja onpa sitä käyttäen mm. voitu todeta Betelgeuzen olevan muodoltaan hieman epä säännöllinen. Menetelmää voidaan kuitenkin soveltaa vain verraten kirkkaisiin tähtiin, mutta suurta teleskooppia käytettäessä erotuskyky on vastaavasti parempi kuin keskikokoisella avarusteleskoopilla. Optinen tähtitiede tulee siis vastaisuudessaakin perustumaan pääosin

NEXT GENERATION TELESCOPE CONCEPT

R.N. SHOWALTER '77'

THE MMT

Käänneltävä peili ja monipeiliteliskooppi (yllä) ovat kaksi mahdollista vaihtoehtoa teholtaan 25 m:n teleskooppiä vastaavan tulevaisuuden teleskoopin toteuttamiseksi. Sama teho saavutetaan myös pienistä teleskoopeista koostuvilla ryhmillä (ks. kuvat sivulla 63). Artikkelin piirrokset teoksesta *Optical Telescopes of the Future*. Conference Proceedings Dec. 1977. Geneva 23:ESO c/o CERN 1978.

maanpinnalla tehtyihin havaintoihin. Useat ratkaisua odottavat ongelmat edellyttävät kuitenkin huomattavasti nykyisiä tehokkaampien teleskooppien käyttöä. Siksi onkin alettu pohdita eri mahdollisuuksia suuren superteleskoopin toteuttamiseksi. Päämääräksi on yleensä otettu ratkaisu, jonka valo kokoava teho vastaa halkaisijaltaan 10–25 m:n peilillä varustettua teleskooppiä.

Mosaiikkipeili

Suurimman teknisen ongelman 10–25 m:n teleskoopin valmistuksessa aiheuttaa sen pääpeili. Nykyisellä tekniikalla 5–6 m:n halkaisija on yläraja yhdestä kappaleesta valmistetulle peilille. Jos halutaan tehdä esim. 25 m:n teleskooppi, joudutaan sen peili valmistamaan useasta osasta. Tästä on se etu, että osat voidaan tehdä

ohuiksi, joten peilin ja sen tukemiseen tarvittavan mekanismin paino laskee. Nykyiselle tekniikalle on kuitenkin kysymysmerkki, kuinka tällaiset osat voidaan tehdä niin tarkasti, että ne yhteen sovitettuna muodostavat virheettömän peilipinnan. Myös peilin muodon säilyttäminen tällaisena käytön aikana muodostaa omat ongelmansa. Se vaatii hyvin monimutkaisen tukijärjestelmän ja jatkuvan muo-

don kontrolloimisen ja korjauksen. Tässä yhteydessä kannattaneet mainita, että prof. Yrjö Väisälä teki jo 1940-luvun lopussa kokeita mosaiikkipeilin valmistuksesta, ja niitä on selostettu mm. lehdessä *Tähtitaivas* n:o 10. Hänen peilissään ei kuitenkaan ollut mitään aktiivista säätöjärjestelmää, vaan se perustui konstruktion mekaaniseen jäykkyyteen. Laboratorioasteelle jääneet kokeet olivat kuitenkin jo varsin lupaavia.

Mikäli tulevaisuuden supertelekooppi tehdään ehkä mosaiikkipeiliä lukuunottamatta konventionaalisten teleskooppien kaltaiseksi, tulee siinä silti varmasti olemaan yksi huomattava ero: sen jalusta tulee mitä todennäköisimmin olemaan atsimutaalinen. Nykyisissä suurissa teleskoopeissahan on lähes aina parallaktinen jalusta, joka tekee havaittavan kohteen seuraamisen helpoksi, koska teleskooppi tarvitsee kiertää vain maan pyörimisakselin suuntaisen tuntiakselin ympäri tasaisella nopeudella. Neuvostoliittolaisessa 6 m:n teleskoopissa on kuitenkin jo atsimutaalinen jalusta, ja sellaista on ajateltu useisiin suunnitelmilla oleviin pienempiinkin teleskooppeihin. Tämä jalustatyyppi voidaan tehdä yksinkertaisemmaksi ja kevyemmäksi, koska siinä pyörimisakselit eivät ole vinossa maan painovoimaketän suhteen. Myös peilin tukilaitteisto yksinkertaistuu huomattavasti, koska peiliä kallistetaan vain yhdessä tasossa. Vaikeutena atsimutaalisessa jalustassa on kohteen seuraaminen, koska teleskooppiä joudutaan kiertämään samanaikaisesti sekä vaakaa että pystyakselin ympäri vaihtelevalla nopeudella, ja lisäksi kuvakenttä pyörii. Näistä ongelmista voidaan kuitenkin selvittää nykyisellä tekniikalla. Teleskoopin ohjauksesta huolehtii tietokone, joka säätää kiertonopeudet eri akselien ympäri digitaalisten kulmanmittauslaitteiden avulla. Suuntaus- ja seurantatarkkuus on yhtä hyvä tai jopa parempi kuin parallaktisilla teleskoopeilla. Atsimutaalisen jalustan haittana on, että sillä on zenitiin lähellä "sokea alue", jossa havaittaessa kiertonopeudet pystyakselin ympäri tulevat liian suuriksi. On arvioitu, että jo 3–4 m:n teleskoopit olisi taloudellisesti edullisempaa varustaa atsimutaalisella jalustalla, koska mekaanisten ratkaisujen yksinkertaistuminen voittoa kohteen seurannan monimutkaistumisesta aiheutuvat lisäkustannukset.

Supertelekoopin toteuttamisessa voidaan käyttää myös tavanomaisesta poikkeavia ratkaisuja, joissa teleskoopin peili pysyy maan painovoimaketän suhteen samassa asennossa,

jolloin sen tuenta helpottuu. Ajatuksena ehkä yksinkertaisin näistä ratkaisuista on kiinteällä maljamaisella pallopeilillä varustettu teleskooppi, samantapainen kuin Arecibon 305 m:n radioteleskooppi. Havaittaessa siitä käytettäisiin kerrallaan vain osa havaintokeilan liikkeessä pitkin peilin pintaa kohteen liikettä seuraten. Peilin palloaberraatio voitaisiin korjata sopivalla lisäoptiikalla. Tämän ratkaisun toteutuminen on kuitenkin hyvin epätodennäköistä, sillä kohteen tarkka seuraaminen tuottaa hyvin suuria teknisiä ongelmia. Teleskoopilla saavutettava fotometrinen tarkkuus olisi myös hyvin huono, koska peilistä olisi eri aikoina käytössä eri kohdat, eikä sen heijastuskyky tietenkään voi olla joka kohdassa saman-

maan pyörimisakselin suuntainen, jolloin tähden valo heijastetaan siihen useiden siderostaattien avulla. Varsin mielenkiintoinen on ratkaisu, jossa vinossa olevat pääpeili ja tasopeili voivat kiertyä itsenäisesti yhteisen pystysuoran akselin ympäri. Tällä järjestelmällä voidaan havaita laaja osa taivasta samalla kun peilien asento painovoimaketän suunnan suhteen pysyy muuttumattomana. Siten peilien tuennassa ei tarvita mitään painovoiman suunnan vaihteluita kompensoivia aktiivisia komponentteja. Tasopeilien käyttöön perustuvat ratkaisut ovat tietysti sinänsä mielenkiintoisia, mutta arveluttavaa niissä on yhden uuden, yleensä vielä pääpeiliä suuremman optisen pinnan tarve. On tietenkin selvää, että peileissä joudut-

Rakenteilla oleva englantilainen atsimutaalisella jalustalla varustettu 4.2 m:n teleskooppi.

lainen. Suurilla kiinteillä spektrografeilla varustetun coudé-laboratorion toteuttaminen olisi myös vaikeaa tässä ratkaisussa.

Oman ryhmänsä muodostavat ylimääräiseen, yleensä ylisuureen tasopeiliin perustuvat ratkaisut. Pääpeilin optinen akseli voi olla esim. vaakasuorassa, ja valo heijastetaan siihen 45°:n kulmassa olevalla tasopeilillä, jota voidaan kiertää pääpeilin optisen akselin ympäri. Kun koko järjestelmä vielä sijoitetaan pyörivälle alustalle, saadaan atsimutaalinen teleskooppi. Pääpeilin optinen akseli voi olla myös

Teleskooppiratkaisu, jossa vinossa oleva pääpeili ja tasopeili kiertyvät erikseen saman pystysuoran akselin ympäri.

Texasin yliopisto suunnittelee McDonaldin observatorioon 7.5 m peiliteleskooppi. Observatorio sijaitsee kaukana asutuksesta Davisin vuorella. 7.5 m kaukoputkeen tulee atsimutaalipystytys ja erikoisohut peili. Suunnitelma on parhaillaan rahankeräysvaiheessa. (Kuva Copyright The University of Texas McDonald Observatory)

taisiin käyttämään mosaiikkiratkaisua.

Monipeiliteleskooppi

Suuren mosaiikkipeilin valmistukseen liittyvät tekniset ongelmat voidaan välttää ns. monipeiliteleskoopissa. Siinä on samaan atsimutaaliseen jalustaan liitetty useita pienempiä teleskooppeja, joiden kohteesta muodostamat kuvat heijastetaan apupeilien avulla yhteiseen fokukseen. Ensimmäinen tällainen monipeiliteleskooppi valmistui v. 1979 USA:ssa Mt. Hopkinsin observatoriossa. Se käsittää kuusi samaan kehikkoon liitettyä 1.8 m:n teleskooppi. Kokonaisvaikutus on kuten 4.4 m:n teleskoopilla. Ei siis ole kyse nykyisiä tehokkaamman teles-

Moniteleskoopissa on mahdollista saada eri teitä tullut säteily fokukseen samaan vaiheeseen, joten sitä voidaan käyttää myös speckle-interferometriin. Koska peilit ovat verraten kaukana toisistaan, vastaa erotuskyky lähes 7 m:n teleskoopilla saavutettava teoreettista erotuskykyä. Teleskoopin käyttökelpoinen kuvakenttä on hyvin pieni, koska eri järjestelmien polttotasot ovat toistensa suhteen hie- man kallellaan. Toisenlaisella optisella järjestelyllä on kuitenkin mahdollista saada monipeiliteleskoopin eri komponenttien kuvatasot yhtymään.

Monipeiliteleskooppi on huomattavasti kevyempi ja halvempi kuin samantehoisella yhtenäisellä peilillä varustettu teleskooppi. Jos tällä menetelmällä halutaan valmistaa esim. 25 m:n teleskoopin tehon omaava järjestelmä, joudutaan kuitenkin jo suuriin vaikeuksiin. Jos edelleen käytetään kuutta erillistä teleskooppi, on niiden halkaisija 10 m, mikä todennäköisesti merkitsee mosaiikkipeilien tarvetta. Toinen mahdollisuus on sijoittaa konstruktion useampia pienempiä teleskooppeja. Optiikan tarkkailujärjestelmä monimutkaistuu tällöin vastaavasti. Koska optiset matkat eri järjestelmien kautta tulevat erisuuriksi, ei tällaista teleskooppi voida käyttää speckle-interferometriin, ellei optisia matkoja tehdä yhtä suuriksi ylimääräisiä, valoa hukkaa- via heijastuksia käyttäen.

Ryhmäteleskooppi

Eräs yllättävältä tuntuva mutta varsin perusteltu mielipide on, että mitään suurta superteleskooppi ei tarvitakaan, vaan että se periaatteessa on jo olemassa. Useimmat sille suunnitelluista tehtävistä nimittäin voitaisiin ratkaista käyttämällä suurta lukumäärää sopivaksi ryhmäksi järjestettyjä keskikokoisia teleskooppeja yhtäaikaaisesti saman kohteen havaitsemiseen. Siten ei jouduttaisi ratkaista mitään uusia teknisiä ongelmia ja kustannukset jäisivät huomattavasti pienemmiksi. Laskelmien mukaan edullisin teleskooppien koko on n. 2 m. Tällainen teleskooppiyhmä olisi käytön suhteen hyvin joustava. Niitä voitaisiin käyttää täysin erillisinä, tai vain tarvittava osa niistä voisi olla mukana havainto-ohjelmassa. Eri teleskooppien kokoama valo voitaisiin heijastaa yhdeksi kuvaksi sopivalla peilijärjestelmällä. Useissa tapauksissa tämäkään ei olisi tarpeellista. Teleskoopit voitaisiin varustaa omilla identtisillä mittaustaitteilla, joiden antamat havaintotulokset koottaisiin keskustietokoneeseen. Tällaista me-

nettelyä voitaisiin käyttää useissa fotometrisissä ja spektrometrisissä havainnoissa.

Aktiivinen optiikka

Erityisesti heikkojen tähtien havaitsemisessa voidaan teleskoopin tehokkuutta lisätä, jos sen tähdessä muodostama kuva saadaan mahdollisimman pieneksi. Tällöinhän taivaan taustavalon osuus tähden kuvan alueella vähenee, mikä helpottaa havaitsemista ja lisää mm. fotometristen mittausten tarkkuutta. Ihanteellista tietenkin olisi, että kuva olisi niin pieni, kuin se diffraktion huomioonottaen on mahdollista. Ilmakehän häiriöt tekevät tämän kuitenkin mahdottomaksi. Vaikka suuret teleskoopit sijoitetaankin paikkoihin, joissa ilma-kehä on mahdollisimman rauhallinen, ei parhaassakaan olosuhteissa päästä lähellekään niiden teoreettista erotuskykyä.

Viime aikoina on kuitenkin ryhdytty kehittämään menetelmiä, joilla ilmakehän aiheuttamia häiriöitä voidaan vähentää. Ilmakehän häiriövaikutusta voitaisiin kuvata siten, että tähdessä saapuvat alunperin tasoaaltoina etenevät aaltorintamat muuttuvat epäsäännöllisiksi epähomogeenisessa ilmakehässä. Jos teleskoopin kokoaman aaltorintaman tielle asetetaan sopiva optinen elementti, joka kumoaa ilmakehän aiheuttamat häiriöt, saadaan tulokseksi virheetön kuva. Vaikeutena tällaisen aktiivisen optiikan toteuttamisessa on, että ilmakehän häiriöt ovat nopeasti muuttuvia. Viime vuosina tällä alueella on kuitenkin tapahtunut lupaavaa kehitystä. Itek Corporation USA:ssa on pystynyt kehittämään pietsosähköistä ilmiötä hyväksi käyttäviä peilejä, joiden pinnan muotoa voidaan säätää hyvin nopeasti muuttamalla jännitettä ohuen peilipinnan ja sen pohjalevyn välissä olevissa pietsosähköisissä elementeissä. Tällainen aktiivinen peili voidaan asettaa sopivaan kohtaan teleskoopin tähdessä kokoaman valon tielle. Aaltorintaman muoto mitataan sopivalla mittaajajärjestelmällä ja havaittujen virheiden perusteella säädetään aktiivisen peilin muotoa niin, että virheet kumoutuvat. Menetelmä on kehitetty jo niin pitkälle, että sitä on kokeiltu käytännössä tähtitieteellisessä teleskoopissa varsin lupaavin tuloksin. Haittana tällaisessa järjestelmässä on, että osa tähden valosta menee hukkaan aaltopinnan muodon mittausta varten. Kuvan laadun parantaminen kuitenkin yleensä voittaa aiheutuvan valohukan. Aaltopinnan mittausta ei voida myöskään suorit-

Kaksi teleskooppiyhmää: Yksikkökoko 10 m (yllä) ja 2.4 m (alla).

taa kovin heikosta tähdessä, rajana on suunnilleen visuaalinen suuruusluokka 12. Heikkoja kohteita havaitaessa onkin aaltorintaman korjauksessa käytettävä apuna jotain lähellä olevaa kirkkaampaa tähteä. Pidentämällä aaltopinnan mittauksen aikavakiota saadaan ilmakehän häiriöiden sijasta selville teleskoopin optiikasta aiheutuneet virheet, jotka voidaan korjata pääpeilin tuentaa säätämällä. Tämä mittaus voidaan vastaavasti suorittaa huomattavasti himmeämmistä tähdistä. Käytännössä onkin varmaan syytä erottaa nopeat ja hitaat virhelähteet toisistaan ja suorittaa niiden korjaus optisen järjestelmän eri komponenteissa.

Aktiivisen optiikan toteutumisella tulee olemaan hyvin suuri merkitys tähtitieteen havaintojen kannalta. Paitsi että se avaa uusia mahdolli-

suuksia jo olemassa olevien suurien teleskooppien käytössä, se voi vaikuttaa ratkaisevasti tulevaisuuden teleskooppien suunnitteluun ja valmistukseen. Teleskooppien peilejä ei kenties alunperin tarvitsekaan valmistaa kovin suurella tarkkuudella, vaan niiden muoto voidaan havainnon aikana säätää ideaaliseksi aktiivisen optiikan menetelmin. Jos lisäksi tällaisella kenties 25 m:n teleskoopilla voidaan saavuttaa sen teoreettinen erotuskyky, laajenevat tähtitieteelliset havaintomahdollisuudet uskomattomasti. Nähtäväksi jää, mihin suuntaan tekniikan ja erityisesti elektronikan kehittyminen johtaa teleskooppien osalta, jotka ovat periaatteeltaan säilyneet lähes muuttumattomina jo yli 300 vuotta.

Tapio Korhonen

KUVAILMAISIMET

Suuri kaukoputki on heikkovaloista kohteita tutkittaessa välttämätön, mutta ratkaiseva osuus havainnon tehokkuuden kannalta on kuitenkin sillä ilmaisinalaitteella, jolla kaukoputken kokoamat fotonit tallennetaan ja muodostetaan havaittava kuva. Valokuvauksen käyttöönotto 1800-luvulla mullisti tähtitieteen, kun tietoa voitiin kerätä valokuvaukselle ja siten saada näkyviin paljon himmeämpiä kohteita kuin silmin voidaan kaukoputkessa nähdä. Valokuvauksella on kuitenkin vielä varsin epäherkkä ilmaisija ja suurin osa (90 %) sille osuneesta valosta menee hukkaan.

Valomonistinputki

Valokuvauksella herkempiä fotonilmaisimia kehitettiin 1900-luvun alkupuolelta lähtien ns. valosähköisen ilmiön keksimisen jälkeen. Valokvantit eli fotonit irrottavat tyhjiöputken sijoite-

tulta fotokatodilta elektroneja, jotka kerätään positiivisesti varatulle anodille, ja näin putkessa kulkee valovoimakkuuteen verrannollinen sähkövirta. Ilmiötä käytetään hyväksi tänäkin päivänä valomonistimissa. Kuvailmaisimessa säilytetään tieto siitä mistä kohtaa fotokatodilta kukin elektroni

Kaukoputki kerää tähtitaitaan valopisteestä mahdollisimman paljon säteilyä. Ratkaisevaa tutkimukselle on kuitenkin se, miten paljon tästä säteilystä saadaan rekisteröidyksi. Valokuvaukselle tilalle ovat astu-neet uudet sähköiset kuvailmaisimet, kuten CCD-kamera.

on irronnut. Tämä on mahdollista fokusoida elektronit sähkö- ja magneettikentän avulla samaan tapaan kuin elektronimikroskoopissa. Syntyvä elektronikuva on mahdollista tallentaa erikoisfilmille, jolloin puhutaan *elektronografiasta*. Menetelmä on viime vuosina yleistynyt, kun on voitettu se käytännön vaikeus, että filmin on oltava kuvauksen aikana tyhjiössä kuten fotokatodinkin (ns. McMullan-kamera). Ilmakehän atomit ja molekyylit muuten estäisivät elektronien kulun. Joissakin rakennetkaisuissa filmi asetetaan tiiviisti vasten tyhjiöputken päässä olevaa ohutta kiilleikkunaa, jonka elektronit läpäisevät ja pääsevät emulsiolle (Spectracon-putki).

Kuvavahvistimessa fotonien irrottamat elektronit fokusoidaan tyhjiöputkessa oleville dynodeille, joihin osuessaan elektronit irrottavat uusia elektroneja, ja näin elektronikuva vahvistuu. Lopuksi elektronit iskeytyvät fluorisoivalle varjostimelle, johon muodostuu

vahvistunut optinen kuva samoin kuin television kuvaputkessa. Loisteaineen muodostama kuva tallennetaan valokuvaukselle joko kuituoptiikkaa tai siirtolinssiä apuna käyttäen. Tyypillisesti optisen kuvan vahvistus on noin tuhatkertainen (joskus jopa 10⁷) ja tarvittavat valotusajat lyhenevät vastaavasti. Kuvavahvistinta käytettäessä varjopuolena on se, että kuvakentän läpimitta rajoittuu 30–90 mm:iin kato-din koon mukaan. Myös tallennusvälineenä käytetty valokuvaukselle heikentää mittausten tarkkuutta.

Televisiokamera

Valokuvauksella on mahdollista korvata kuvavahvistimen yhteydessä televisiokameralla. Tähän periaatteeseen pohjautuu yksi tämän hetken herkimpiä kuvailmaisimia, ns. *fotonilaskenta-TV* (Boksenberg-kamera). Kuvakameran herkkyys riittää havaitsemaan yksittäisen fotokatodilta irronneen elektronin loisteaineelle aiheuttaman tuikahduksen. Lisäksi tuikahduksen kesto aika fluorisoivalla varjostimella (muutamia sadasosasekunteja) on niin pitkä, että ainakin yksi TV-kuvaruutu (625 vaakajuovaa) ennätetään tallentaa sinä aikana kun loiste viipyy varjostimella eikä tuikahduksia mene hukkaan. Kukin vaakajuova on TV-kuvassa jakautunut 320 kuvaelementtiin, ns. pixeliin, joista kuva muodostuu. Fotonilaskenta-televiossa tallennetaan kunkin kuvaelementin kohdalta tulleet tuikahdukset tietokoneeseen omaan muistipaikkaan. Haluttaessa voidaan kuva siirtää muistista TV-näyttöpäätteeseen ja tarkkailla kuvan muodostumista valotuksen aikana. Kun riittävä kuvan laatu on saavutettu, valotus voidaan lopettaa ja näin käyttää kaukoputken aika tehokkaasti hyödyksi. Fotonilaskenta-TV soveltuu kuitenkin vain heikkovaloisten kohteiden havainnointiin, koska kahden peräkkäisen TV-ruudun taltioinnin välisenä aikana (esim. 1/20 s) saa kustakin kuvaelementistä irrota korkeintaan yksi elektroni, muuten tuikahdukset menisivät loisteaineella päällekkäin ja kuvan kirkkaussuhteet vääristyisivät.

Puolijohteet ovat syrjäyttäneet tyhjiöputken useimmissa elektronisissa laitteissa ja sama on tapahtumassa myös TV:n kameraputkelle. Kuvailmaisimien on mahdollista muodostaa suuresta määrästä pieniä valonherkkiä puolijohde-dioodeja, joista jokainen muodostaa yhden kuvaelementin, pixelin. Ongelmana on vain pikeleiden suuri lukumäärä, onhan niitä normaalissa TV-kuvassa 320 × 625 = 200 000 kappaletta. Kaik-kia kuvaelementtejä ei siis voida tallen-

taa yhtäaikaa vaan diodit on käytävä läpi peräjälkeen, ts. muodostettava diodien jännitetiloi- eli videosi-gnaali. Eri puolijohdeilmaisimet eroavatkin toisistaan lähinnä sen perusteella, miten diodien lukeminen ja videosi-gnaalin muodostaminen tapahtuu.

CCD-kamera

Tällä hetkellä pisimmälle kehitetty puolijohdekamera on ns. *CCD-kamera* (Charge Coupled Device) eli varaus-

kytketty piiri. Kuvailmaisimien rakentuu puolijohde-elementtien muodostamasta pinnasta, jossa kuhunkin pisteeseen muodostuu valovoimakkuuteen verrannollinen varaus. Valotuksen jälkeen varauksia on mahdollista siirtää elementteihin kiinnitettyjen elektrodien avulla ja siten tutkia peräkkäin kunkin elementin varauksia. Yhden kuvaelementin koko on tyypillisesti n. 0,03 × 0,03 mm² ja koko kuva-alan esim. 12,5 × 19 mm².

CCD-piiri valmistetaan integroitujen piirien tapaan saostamalla yhdelle puo-

Avaruusteleskoopin havaintolaitteita. Ylhäällä ns. laajakulma- ja planeettakamera, jossa vasemmalta tuleva valonsäde hajotetaan neljään osaan. Kunkin neljän kuvan rekisteröintiin käytetään CCD-ilmaisinta, jossa on 800×800 kuvapistettä. Alla ns. heikkojen kohteiden kameran fotonilaskin-tyyppinen ilmaisija. Kummallakin laitteella voidaan havaita noin 28. magnitudin kohteita. (Kuvat James A. Westphal, California Institute of Technology, ja "The Space Telescope Observatory", NASA CP-2244.)

CCD-kamera on tämän hetken herkin kuvailmaisimien. Esimerkiksi Halley'n komeetta (ympäröity piste) löydettiin lokakuussa 1982 Palomarin 5 m kaukoputken kiinnitetyllä CCD-kameralla, kun sen suuruusluokka oli 24.2.

Avaruustelekoopin ilmaisimet on sijoitettu pääpeilin taakse Cassegrain-fokukseen. (Piiros Lockheed)

lujohdepalalle (piitä) varausten siirtoon tarvittavat elektrodit. Piin ja elektrodien välissä on eristävä oksidikerros, joka estää varauksen siirtymisen piistä elektrodeihin. Tästä syystä valon puolijohteessa vapauttat elektronit kerääntyvät "varauspakeiksi" positiivisesti varattujen elektrodien alle. Näitä varauspakettiaja on mahdollista kuljettaa muuttamalla vierekkäisten elektrodien jännitteitä vuorotellen nollan ja positiivisen jännit-

teen välillä. Tällä tavoin voidaan aina yhdellä elementtirivillä piipalassa olevat varaukset siirtää peräkkäin rivin päässä olevan kanavatransistorin hilalle. Hilan jännite ohjaa transistorin virtaa ja videosignaali saadaan tämän virran ulkoiseen vastukseen aiheuttamasta jännitteestä. Koko kuva-alue käydään läpi tähän tapaan rivi riviltä. Kuvan varastointia ja edelleen käsittelyä varten on CCD:n yhteydessä oltava tietokone. Fotonilaskentatelevisioon ver-

rattuna CCD-kameralla on se merkittävä etu, että myös kirkkaita kohteita voidaan tutkia hyvin suurella tarkkuudella, koska fotonien päällekkäinmenosta ei ole haittaa.

Suuri herkkyys

Valonherkän pii-puolijohteen "sieppausteho", eli se hyötysuhde, jolla fotonit irrottavat elektroneja, on erittäin hyvä (yli 80 %) spektrin punaisessa ja lähi-infrapunaosassa. Sen sijaan siniseen mentäessä herkkyys laskee ja putoaa ultraviolettialueella nollaan, ellei CCD:tä sitten herkistetä UV-alueelle sopivalla lisäaineella, joka absorboi ultraviolettifotoneita ja emittoi saamansa energian pitkäaaltisempaa säteilyä. Hyötysuhteensa puolesta CCD on siis varsin lähellä ideaalista ilmaisinta. Rajoittavana tekijänä käytännössä on kuvaelementtien varausta luettaessa (videovahvistimessa) syntyvä kohina, joka kuitenkin parhaissa laitteissa on jo varsin pieni (6–10 elektronia). Lämpöliikkeen aiheuttama varauksen muodostus eliminoidaan jäähdyttämällä CCD nestemäisellä typellä n. -170° C:seen.

Todennäköistä on, että CCD-kamerat tulevat lähivuosina melkoisesti multistamaan optisen alueen havaintoja. Yhä heikommista kohteista on mahdollista saada tarkkoja spektrejä. Suuri tarkkuus ja herkkyys tekevät mahdolliseksi havaita kohteita, joista tuleva säteily on vain murto-osa ilmakehän aiheuttaman seeing-kuvan alueelta tulevasta taivaan taustasäteilystä. Näin voidaan havaita yhä heikompia ja kaukaisempia kohteita.

Vilppu Piirola

TÄHTITAIVAS ULTRAVIOLETTISÄTEIDEN VALOSSA

Ultraviolettisäteily (UV-säteily) on lyhytaaltoisempaa kuin näkyvä valo. Säteily ei pääse ilmakehän läpi maanpinnalle, ja siksi sen havaitsemiseksi täytyy käyttää raketteja ja tekokuuita. UV-alueella on voitu tutkia uusia piirteitä mm. tähtienvälisestä aineesta.

Rakettitekniikan kehitys on tehnyt mahdolliseksi kaukoputkien ja muiden havaintolaitteiden viemisen maapallon ilmakehän yläpuolelle. Tämä on avannut tähtitieteelle esteettömän näköalan maailmankaikkeuteen useilla uusilla aallonpituusalueilla. Raketeista ja satelliiteista tehty havainnot ovat parin vuosikymmenen kuluessa avartaneet ja mullistaneet tähtitieteellisiä havaintomahdollisuuksia niin paljon, että sellaisesta kehityksestä saatettiin vain unelmoida aikaisempina vuosikymmeninä. Avaruustähtitieteen alkuhetkenä voidaan pitää lokakuuta 1946, jolloin Richard Touseyn johtaman Naval Research Laboratoryn tutkijaryhmän onnistui valokuvata auringon spektri ultraviolettialueessa aina 220 nanometriin (2200 ångströmiin) saakka 80 km korkeuteen lähetetystä saksalaisesta V-2 -raketista käsin. Maan pinnalta oli ollut mahdollista tutkia auringon spektriä vain 300 nanometriin saakka, missä ilmakehä tulee läpinäkyväksi, vaikka havaintolaitteet olisivat korkeallakin vuorrenhuipulla.

Tästä vaatimattomasta alusta lähtien ultraviolettitähtitiede on kehittynyt nopeassa tahdissa, ja uusimpien kansainvälisten satelliittien ansiosta se on jo tullut kaikkien tähtitieteen tutkijoiden ulottuville. Kun alkuaikojen tutkimukset olivat muutamien harvojen raketti- ja avaruustekniikan hallitsevien, lähinnä amerikkalaisten tutkijaryhmien yksityisaluetta, niin tällä hetkellä maata kiertävän International Ultraviolet Explorer -satelliitin ("Kansainvälisen ultraviolettitutkijan") havaintoaikaa on jo käyttänyt hyväkseen yli 500 eri kansallisuuksiin kuuluvaa tähtitieteilijää.

Ultraviolettialueella tarkoitetaan näkyvää valoa lyhytaaltoisempaa valoa, siis periaatteessa säteilyä jonka aallonpituus on alle 400 nm (eli 0.4 tuhannesosa millimetriä). Aallonpituusalue-

eessa 300–400 nm voidaan havaintoja tehdä peilioptiikkaa käyttäen myös maan pinnalta. Tavaksi on sen vuoksi tullut asettaa "varsinaisen" ultraviolettitähtitieteen aallonpituusrajaksi 300 nm. Lyhytaaltoisessa päässä ultraviolettialue rajoittuu röntgensäteilyn alueeseen, jonka rajana voidaan pitää 10 nm. Lyhytaaltoisesta ultraviolettialueesta 10–91.2 nm on tähtitieteessä tapana käyttää nimitystä äärimmäinen ultraviolettialue (Extreme Ultraviolet, EUV tai XUV). Koska se eroaa pitempiaaltoisesta jonkin verran havaintolaitteittensa ja tutkimuskohteittensa osalta, sitä käsitellään erillisessä artikkelissa.

Tutkimuskohteita ja uusia tuloksia

Ultraviolettitähtitiede on tähtitieteen uusista aallonpituusaluevaltauksista eniten optisen tähtitieteen kaltainen. Sen havaintovälineet ovat periaatteessa aivan samanlaisia kuin optisessa tähtitieteessä: siis (peili)kaukoputki ja siihen liitetty spektrografi ja rekisteröinnissä valomonistinputki tai valokuvauslevy. Myös ultraviolettitähtitieteen tutkimuskohteet peittävät koko optisen tähtitieteen kohdeluettelon: auringon, planeetat, tähdet, tähtienväliset pilvet, galaksit. Ultraviolettialueen havaintoja onkin jo ehditty soveltaa niin monenlaisten tähtitieteellisten kohteiden ja ilmiöiden tutkimiseen, että tällaisessa lyhyessä artikkelissa on mahdotonta esitellä koko ultraviolettitähtitieteen tutkimusala: samalla joutuisi nimittäin käymään läpi tähtitieteen kaikki eri alat ja kohteet.

Varsinaisia aivan uusia taivaankappaleita ultraviolettitähtitiede ei ole paljastanut. Sitä vastoin se on antanut ratkaisevan tärkeitä tuloksia useilla tähtitieteen aloilla, joista mainittakoon tässä alkupaloiksi muutamia:

- Tähtienvälisen kaasun koostumusta on voitu analysoida. UV-havainnot ovat paljastaneet 15 eri alkuaineen ja useiden molekyylien runsaudet kaasussa.
- Linnunradassa ja muissa galakseissa esiintyy aikaisemmin tunnetun tähtienvälisen kaasun lisäksi hyvin kuumaa, n. 100 000 – 1 miljoonan asteen lämpötilassa olevaa kaasua, joka muodostaa laajan vaipan optisesti näkyvän galaksin sisään ja ympärille. Sitä kutsutaan Linnunradan tai galaksin koronaksi (vrt. auringon korona).
- Tähtien uloimpien kaasukehien,

kromosfäärien ja koronien, säteilyä on ollut mahdollista tutkia voimakkaiden UV-alueessa esiintyvien spektriviivojen avulla. Nämä ovat auringon kromosfääriin ja koronan kaltaisia kuumien kaasun (10 000–1000 000 K) kerroksia tähden näkyvän pinnan yläpuolella. Kromosfäärejä on havaittu eri spektriluokien tähdillä A:sta M:ään.

- On löydetty kuumia kompakteja (tiivittä) tähtiä (esim. valkoisia kääpiötä), jotka ovat komponenttina kaksoistähtijärjestelmässä viileämmän tähden parina. Optisessa alueessa kuumien kompaktin tähden säteily on hukkunut täysin viileämmän mutta suuremman tähden alle.
- Tähtituulia, ts. massan ulosvirtausta tähdessä (vrt. aurinkotuuli), esiintyy useilla eri tyyppisillä tähdillä.
- Useiden elliptisten ja spiraaligalak-sien säteily on odottamattoman voimakasta ultraviolettialueessa 200 nm lyhytaaltoisella puolella.

UV-alueen tarjoamat mahdollisuudet

Kuten edellä jo todettiin, ultraviolettialue tarkoittaa aallonpituuksien 10 nm ja 300 nm välistä aluetta eli kyseessä on varsin laaja aallonpituuskaista. Kun optisen alueen pisimmän (1000 nm) ja lyhimmän (300 nm) aallonpituuden suhde on n. 3, niin vastaava suhde ultraviolettialueessa on siis 30. On odotettavissa, että näin laajaan aallonpituuskaistaan mahtuu runsaasti informaatiota. Näin onkin asian laita ja syy tähän löytyy atomifyysikasta. Lyhyesti sanottuna UV-tähtitieteen merkitys perustuu siihen, että useimpien atomien ns. resonanssihiivat ovat juuri ultraviolettialueella.

Resonanssihiivalla tarkoitetaan sellaista spektriviivaa, joka syntyy kun atomi siirtyy alimmasta mahdollisesta energiatilastaan seuraavaksi alimpaan energiatilaan johon siirtymä kvanttimekaniikan sääntöjen mukaan on luvallinen. Tässä tapauksessa on kysymyksessä absorptioviiva. Vastaavasti yleimmästä energiatilasta perustilaan siirtyessään atomi säteilee emissioviivan. Koska tähtitieteellisissä kohteissa valtavasti suurin osa atomeista on perustilassa tai alimmissa viritetyissä tiloissa, ovat juuri resonanssihiivat yleensä spektriviivoista kaikkein voimakkaimpia. Ionisoitunut kalsium on yksi niistä harvoista atomeista, joiden resonanssihiivat sattuivat näkyvän valon alueelle. Nämä Joseph Fraunhofe-

rin jo 1800-luvulla auringon spektrissä havaitsemat viivat (ns. H- ja K-viivat) ovat erittäin voimakkaat kaikkien myöhempien spektriluokkien tähtien spektreissä samoin kuin galaksien spektreissä. Näiden resonanssi- ja viivien avulla on saatu erittäin paljon tietoa tähtien, tähtienvälisen kaasun ja galaksien ominaisuuksista. On siksi ymmärrettävää, että ultraviolettilämpöalueessa olevat kymmenien eri atomien resonanssi- viivat ovat suuren mielenkiinnon ja vilkkaan tutkimuksen kohteina nyt kun niitä on vihdoinkin päästy havaitsemaan.

Toinen ultraviolettitähtitieteen ominaispiirre on optista tähtitiedettä paremman mahdollisuuden tarjoutuminen kuumien tähtien ja yleensä kuumien kohteiden tutkimiseen. Kuvassa 1 on esitetty vertailun vuoksi auringon tyyppisen tähden (pintalämpötila n. 6000 K) ja hyvin kuumen tähden (pintalämpötila 25 000 K) spektrit. Kuva osoittaa havainnollisesti, että korkeamassa lämpötilassa olevan kohteen säteilyn maksimi ja pääosa säteilyenergiasta sijoittuu ultraviolettilämpöalueeseen. Niinpä on luonnollista että ultraviolettitähtitiede on tuonut uusia käännteentekeviä tuloksia esim. tähtien pinnan yläpuolella olevista kuumista kerroksista — kromosfääristä ja koronasta.

UV-silmäyksiä Orionin ja Sirkuksen suuntaan

Orionin tähtikuvion alueella on tunnetusti runsaasti nuoria ja kuumia tähtiä. Niinpä tämä alue on erityisen mielenkiintoinen ultraviolettitutkimusten kohde. Orionin aluetta on tutkittu

Kuva 1. Kahden eri pintalämpötilan omaavan tähden spektrien energiajakauma näkyvässä ja ultraviolettilämpöalueessa. Kuumen tähden (pintalämpötila 25 000 astetta) säteily on pääasiassa ultraviolettilämpöalueessa, kun taas auringon tyyppisen tähden (pintalämpötila 6000 astetta) säteily on siellä heikkoa.

mm. ultraviolettilämpöaluetta varten rakennetun Schmidt-kameran avulla, joka on nostettu Aerobee-raketilla ilmakehän ulkopuolelle yli 100 km korkeuteen.

Kuvassa 2 nähdään koko Orionin tähtikuvio 125–200 nm aallonpituus-alueella kuvattuna ja vieressä vertailun

vuoksi sama alue näkyvän valon alueella. Monet näkyvässä valossa havaittavista heikoista tähdistä eivät näy ensinkään ultraviolettikuvassa. Mutta Orionin vyön hyvin kuumat tähdet ovat sen sijaan paljon kirkkaampia, samoin kuin kuumat tähdet

Kuva 2. Orionin tähtikuvio ultravioletissa valokuvattuna (vasemmalla) ja sama alue visuaalisessa (oikealla).

Kuva 3. Eurooppalaisen TD-1 satelliitin ultraviolettilämpöalueessa tutkiman 31 215 tähden jakautuma galaktisessa koordinaatistossa. (Galaksin keskuksen suunta on keskellä. Linnunradan ekvaattoritaso on kuvan keskellä kulkeva vaakasuora viiva, Galaksin pohjois- ja etelänapa ovat ylhäällä ja alhaalla.)

Bellatrix ylhäällä oikealla ja Saiph alhaalla vasemmalla. Punainen Betelgeuse, joka on Orionin kirkkain tähti visuaalialueella, puuttuu kokonaan ultraviolettikuvasta. Valokuvausmenetelmän vaikeutena on tietenkin se että valotettu filmi on saatava ehjänä takaisin maan pinnalle. Raketteja käytettäessä tämä onnistuu, mutta havaintoaika jää lyhyeksi. Koko taivasta ei olekaan tämän vuoksi vielä valokuvattu ultraviolettilämpöalueella, mutta tätä tehtävää varten on kyllä suunniteltu laajanäkökenttäistä Schmidt-kameraa, joka lähetettäisiin avaruussukkulassa riittävän pitkäksi aikaa kiertoradalle.

Toisena esimerkkinä siitä, kuinka eri

näköinen taivas on ultraviolettilämpöalueella kuin visuaalialueella, mainittakoon taivaan kirkkain tähti Sirius. Se on suhteellisen kuuma (10 000 K) A-spektriluokan tähti, jolla kuten tunnettu on heikko 8.5 suuruusluokkaa oleva seuralainen Sirius B. Se erottuu vain vaivoin kirkkaan pää tähden vierestä. Sirius B on valkoinen kääpiö, ja sen pintalämpötila on hyvin korkea. Kopernikus-satelliitista tehty havainto ovat nyt yllättäen osoittaneet, että alle 110 nm aallonpituudella tämä valkoinen kääpiö onkin kaksoistähden kirkkaampi komponentti! Sen pintalämpötilalle saatiin näiden havaintojen avulla arvo 27 000 K.

Tähtitaivaan yleiskartoituksia

Tähän mennessä laajimman tähtitaivaan yleiskartoituksen on tehnyt Euroopan avaruusorganisaation ESRO:n (nyk. ESA) tähtitieteellinen satelliitti TD-1 (katso taulukko 1). Siihen sijoitettu S2/68-nimellä tunnettu ultraviolettikaukoputki mittasi 31 215 tähden kirkkaudet neljässä eri aallonpituusalueella 135 nm ja 274 nm välillä. Nämä tähdet olivat eri spektriluokkiin kuuluvia, enimmäkseen 9. suuruusluokkaa kirkkaampia tähtiä. Niiden jakautuma taivaalla galaktisessa koor-

TAULUKKO 1. TÄRKEIMPIÄ ULTRAVIOLETTIALUEEN TEKOKUITA

Nimi	Maa	Laukaisu-päivä	Teleskoopin läpimitta	Lisälaitteet	Tutkimuskohteet
OSO 1—8	USA	1962—1975	Useita pieniä	Spektroheliografi	Aurinko
Kosmos 215	NL	18.4.1968	7 cm	Spektrometri	Kokeilua
OA 2	USA	7.12.1968	4 kpl 31 cm, 4 kpl 20 cm, 40 cm	Fotometri, spektrometri	Tähdet, tähtienvälinen poly. galaksit, planeetat
Orion (Saljut 1)	NL	19.4.1971	28 cm	Spektrometri	Tähtien spektroskopia
OA 3 (Kopernikus)	USA	21.8.1972	82 cm	Spektrometri	Tähtienvälisen kaasun ja polyn ja tähtien spektroskopia
TD-1A	ESRO	11.3.1972	27.5 cm, 26 cm	Fotometri, spektrometri	Tähtien ja galaksien fotometria, tähtien spektroskopia
Skylab	USA	14.5.1973	15 cm	Objektiiviprisma, spektroheliografi	Tähtien spektriluokittelu, Aurinko
Orion 2 (Sojuz 13)	NL	18.12.1973	24 cm	Objektiiviprisma	Tähtien spektriluokittelu
ANS	Hollanti	30.8.1974	22 cm	5-kanav. fotometri	Tähtien, sumujen, galaksien fotometria
IUE	USA, ESA	28.1.1978	45 cm	Spektrometri	Tähtien spektrit

Taulukossa käytetyt lyhenteet: OSO = Orbiting Solar Observatory = Maata kiertävä aurinko-observatorio, OA = Orbiting Astronomical Observatory = Maata kiertävä tähtitieteellinen observatorio, TD = Thor Delta (kantoraketti), ESRO = European Space Research Organization = Euroopan avaruustutkimusjärjestö (nykyinen ESA), ANS = Astronomical Netherlands Satellite = Alankomaiden tähtitieteellinen tekokuu, IUE = International Ultraviolet Explorer = kansainvälinen ultraviolettitutkija, ESA = European Space Agency = Euroopan avaruusjärjestö.

dinaatistossa on esitetty kuvassa 3. Valitettavasti siinä kaikki tähdet on esitetty samankokoisilla pisteillä kirkkaudesta riippumatta.

Samalla satelliitilla on mitattu myös yksityiskohtaisemmin 1356 kirkkaan tähden spektrien energiajakautumat 135–255 nm aallonpituusalueessa.

Miehitetyistä satelliiteista Sojuz-13:sta ja Skylabista on valokuvattu useiden tuhansien tähtien spektrit Schmidt-kameraa ja objektiiviprismaa käyttäen.

Ultraviolettiobservatorioita avaruudessa

Taulukossa 1 on esitetty eräitä tärkeimpiä ultraviolettialueen tähtitiedettä tutkineita satelliitteja.

Tähtitieteellisten tekokuiden lähettäminen on toistaiseksi ollut lähes yksinomaan Yhdysvaltain varassa, sillä Neuvostoliitto on ilmeisesti yhdistänyt avaruusastronomian miehitettyyn ohjelmaansa.

Ensimmäinen yksinomaan tähtitiedettä tutkimaan lähetetty satelliitti, joka antoi merkittäviä tuloksia, oli kuitenkin Neuvostoliiton Kosmos 215 keuhällä 1968. Tekokuussa oli kahdeksan 70 mm läpimittaista teleskooppia, jotka kuvasivat taivasta näkyvässä ja UV-alueessa, ja pieni röntgenteleskooppi. Runsaan kuukauden toiminta-aikanaan Kosmos 215 antoi tietoja niin teleskooppien toiminnasta kuin havaituista kohteista.

Yhdysvaltain ensimmäinen onnistunut optisen tähtitieteen satelliitti OAO (Orbiting Astronomical Observatory) 2 lähetettiin vuoden 1968 lopussa. Siinä oli kaksi koetta: Smithsonian Astrophysical Observatoryn laite (SAO), jossa oli neljä 30 cm teleskooppia, ja Wisconsinin yliopiston laite (WEP), jossa oli neljä 20 cm tähtikaukoputkea ja kaksi spektrofotometriä. Satelliitti nähdään kuvassa 4. SAO toimi runsaan vuoden ja WEP yli neljä vuotta. Lähes 90 % ajasta saatien satelliitista ultraviolettialueen havaintoja.

OAO 2 antoi mm. seuraavia tuloksia: — komeetta Tago-Sato-Kosakan ja komeetta Bennettin ympäriltä löydettiin valtava vedystä muodostunut kehä.

— tähtien ultraviolettispektrissä olevat emissioviivat paljastivat voimakkaita liikkeitä (nopeudeltaan tuhansia kilometrejä sekunnissa) tähtien atmosfääreissä.

— galakseista, planeetoista, muuttuvista tähdistä ja ainakin yhdestä novasta tehtiin havaintoja.

— tähtienvälisestä pölystä ja neutraalista vetykaasusta tehtiin paljon havaintoja, joita selostetaan yksityiskohtaisemmin seuraavissa kappaleissa.

OAO-sarjan ensimmäinen ja kolmas tekokuu eivät päässeet kiertoradalle,

Kuva 4. Orbiting Astronomical Observatory -sarjan kolmas tekokuu OAO 3 eli Kopernikus.

mutta sarjan viimeinen satelliitti, jolle annettiin nimi OAO 3 eli Kopernikus, lähetettiin onnistuneesti kesällä 1972. Se oli raskain miehitettävien satelliitti, minkä Nasa oli siihen mennessä lähettänyt, painoltaan yli 2200 kg. Ulkonäöltään se oli samanlainen kuin OAO 2, mutta parannuksia oli tehty aurinkosuojuksissa, automatiikassa ja suuntaustarkkuudessa; Kopernikus pystyi asettumaan 0.1 kaarisekunnin tarkkuudella oikeaan asentoon.

Päähakkeena oli suurin tähänastisista avaruusteleskoopeista, 82 cm läpimittainen Princetonin yliopiston kehittämä peilikaukoputki. Sen lisäksi satelliitissa oli kolme Lontoon University Collegien pientä röntgenteleskooppia, jotka toimivat oman ohjelmansa mukaan ja joille on varattu 10 % havaintoajasta.

Ensimmäisenä tehtävänä suuressa kaukoputkella oli usean kymmenen varhaisen spektriluokan (O ja B) tähden ultraviolettispektrin tarkka kuvaaminen. Satelliitti pystyi tutkimaan tähtien spektrejä 7. magnitudiin asti. Myöhemmin tekokuu teki runsaasti havaintoja mm. tähtien välisestä aineesta. Kopernikus toimi kaikkiaan kahdeksan ja puolen vuoden ajan, ja se sammutettiin helmikuussa 1981.

Vuoden 1972 maaliskuussa lähetetyssä Estron TD-1A-satelliitissa oli 27.5 cm UV-kaukoputki, joka kartoitti

taivaan ultraviolettilähteet 9. magnitudiin asti, ja 26 cm UV-teleskooppi tähtien spektrin kuvaamiseen.

Kansainvälinen IUE-tekokuu

Vuonna 1978 laukaistu International Ultraviolet Explorer eli IUE-satelliitti on taiteilijan piirtämänä nähtävissä kuvassa 5. IUE on Yhdysvaltain avaruushallinnon NASA:n, englantilaisen SRC:n (Science Research Councilin) ja Euroopan avaruusjärjestön ESA:n yhteinen projekti. Jokainen osapuoli osallistui satelliitin ja sen tutkimuslaitteiden rakentamiseen. IUE laukaistiin ensimmäisenä tähtitieteellisenä satelliittina ns. geosynkroniselle radalle, jossa sen keskimääräinen etäisyys maan pinnasta on n. 36 000 km. Tällä etäisyydellä satelliitin kiertoaika maapallon ympäri on keskimäärin 24 tuntia, minkä ansiosta se pysyy koko ajan saman n. 5000 km laajuisen maapallon alueen yläpuolella. Tämä alue sijaitsee Keski- ja Etelä-Amerikan yläpuolella. IUE on koko ajan näköpiirissä ja radioyhteydellä tavoitettavissa NASA:n Greenbeltissä, Marylandissa olevasta ohjauskeskuksesta. Kahdeksan tunnin ajan vuorokaudessa se on myös näkyvissä Espanjassa Madridin lähellä olevasta IUE:n Euroopan

Kuva 5. Kansainvälinen ultraviolettiteko-kuu IUE Goddardin avaruuskeskuksen kokoonpanohallissa ennen laukaista. (Kuva Nasa)

kontrollikeskuksesta.

IUE:ssä on 45 cm Ritchey-Chrétien-peilikaukoputki. Sen pääpeili on berylliumia, jolla on hyvä heijastuskyky ultraviolettissa. Erilliset etsijäteleskoopit välittävät 16 kaariminuutin suuruisesta alueesta kuvan kontrolliasemalle teleskoopin suuntaamista varten. IUE:ssä on kaksi spektrografia, joilla voidaan saada joko pienemmän tai suuren dispersion omaava spektri aallonpituusalueista 115–200 nm tai 190–320 nm. Tähän mennessä IUE on välittänyt maahan jo yli 10 000 spektriä ja kuuluu epäilemättä menestyksekkä-

Kuva 6. Kohoutekin kuuluisa komeetta ultraviolettivalossa. Pyrstötähden päätä ympäröi kolme kertaa auringon läpimittainen vetypilvi. Kuva otettiin 1974 ilmakehän yläpuolelle nousseesta luotausraketista. (Kuva USICA)

käimpiin tähänastisista tähtitieteellisistä satelliiteista.

Lopuksi on vielä mainittava, että kun Yhdysvaltain avaruusteleskooppi (Space Telescope) joskus vuoden 1985 paikkeilla saadaan avaruussukkulun uumenissa kuljetetuksi avaruuteen, alkaa myös ultraviolettitähtitieteessä uusi aikakausi. Tämä teleskooppi tulee olemaan läpimitaltaan 2,4 metriä ja koon kasvu esim. Kopernikuksen 82 cm kaukoputkeen verrattuna merkitsee avaruudessa aivan yhtä suurta hypäystä eteenpäin kuin maan päälle sijoitetuilla kaukoputkilla. Suuren avaruusteleskoopin avulla päästään siten ensimmäistä kertaa tutkimaan kaukaisten ja hyvin heikkojen ekstragalaktisten kohteiden ultraviolettisäteilyä. Voidaan ehkä tässä yhteydessä muistella sitä läpimurtoa jota Mt. Wilsonin 2.5 m kaukoputki merkitsi juuri ekstragalaktiselle tähtitieteelle kuusi vuosikymmentä aikaisemmin...

Tähtienvälisen kaasun koostumus

Yksi parhaista menetelmistä tähtienvälisessä avaruudessa olevan kaasun kemiallisen koostumuksen, lämpötilan ja tiheyden määrittämiseksi on tutkia niitä absorptioviivoja, jotka syntyvät tähden spektriin, kun sen valo kulkee välissä olevan kaasun läpi. Tähtienvälisen avaruuden olosuhteissa useimpien alkuaineiden absorptioviivat ovat ultraviolettialueessa, 300 nm:n lyhytaaltoisella puolella, ja niiden tutkiminen on siten mahdollista vain avaruuteen viedyllä kaukoputkilla.

OAO 3- eli Kopernikus-satelliittiin sijoitettu Princetonin yliopiston tutkijaryhmän ultraviolettikaukoputki ja spektrometri suunniteltiin nimenomaan tähtienvälisen kaasun spektriviivojen tutkimiseen. Sen spektrometrin erotuskyky oli erittäin hyvä, 0.004 nm, mikä on tarpeen hyvin kapeiden tähtienvälisen spektriviivojen havainnoissa.

Kopernikus-satelliitista tehtyjen havaintojen avulla on nyt ensimmäisen kerran ollut mahdollista perusteellisesti tutkia tähtienvälisen kaasun kemiallista koostumusta. Alkuainetaulukon 30 keveimmästä alkuaineesta — siis alkaen vedystä (H) ja päättyen sinkkiin (Zn) — voitiin runsaudet määrätä ultraviolettispektrien avulla 16 alkuaineelle. Näiden alkuaineiden lisäksi jo viiden alkuaineen runsaudet voitu jo aikaisemmin määrätä maan pinnalla olevien kaukoputkien avulla. Tulokset on esitetty tähden Zeta Ophiuchi suunnassa taulukossa 2. Siinä alkuaineen runsaus on ilmoitettu suhteessa vetyyn, joka myös tähtienvälisessä kaasussa on ylivoimaisesti

runsaimmin esiintyvä alkuaine.

On mielenkiintoista verrata tähtienvälisessä kaasussa esiintyviä runsauksia ns. kosmisiin runsauksiin, jotka esittävät auringossa ja tähdissä esiintyviä runsauksia. Myös maan päällä esiintyvät runsaudet vastaavat näitä kosmisia runsauksia muiden alkuaineiden paitsi vedyn ja heliumin osalta (jotka ovat liian keveitä jotta maapallon vetovoimakenttä olisi pystynyt estämään niitä haihtumasta avaruuteen). Näemme tästä taulukosta, että kaikkien siinä esiintyvien heliumia raskaampien alkuaineiden runsaudet (suhteessa vetyyn) ovat tähtienvälisessä kaasussa pienempiä kuin tähdissä. Tämä yllättävä tulos herättää välittömästi kysymyksen: Mihin ovat kaikki raskaat alkuaineet kadonneet? Vastauksena tähän kysymykseen näyttää tällä hetkellä olevan, että ne ovat rakennusaineena tähtienvälisissä pölyhiukkasissa erilaisten yhdisteiden muodossa. Tällöin ne eivät aiheuta kaasumaisessa tilassa oleville atomeille ja molekyyleille luonteenomaisia spektriviivoja. Tämän mukaan alkuaineiden runsaudet tähtienvälisessä aineessa kaiken kaikkiaan (kaasu + pöly) olisivat siis normaalit vaikka tähtienvälisen kaasun koostumus yksinään olisi poikkeava. Tätä tukee sekin havainto, että sellaisissa suunnissa, joissa tähtienvälistä pölyä on vähemmän, on kaasun kemiallinen koostumus lähempänä normaalia.

Tähtienvälinen vety

Aivan oman lukunsa ansaitsevat tähtienvälisestä vedystä ultraviolettialueessa tehtyt havainnot. Vetyhän on maailmankaikkeuden yleisin alkuaine. Vedyn perusmuoto on atomaarinen (atomimuodossa oleva) vety, jossa on ytimenä protoni ja sitä kiertää yksi elektroni. Suuri osa tähtienvälisen avaruuden kaasusta on juuri neutraalia vetyä, jota on jo 30 vuoden ajan voitu tutkia sen lähettämän 21 cm:n radiosäteilyn avulla. Maanpäällisissä suurissa tiheyksissä vetyatomit törmäävät aina nopeasti toisiinsa ja muodostavat molekulaarista vetyä (H₂), jossa jokainen vetymolekyyli sisältää kaksi vetyatomia ydintä eli protonia ja lisäksi kaksi elektronia.

Molekulaarisen vedyn löytäminen ja tutkiminen tähtienvälisissä pilvissä on ollut yksi ultraviolettitähtitieteen suurimmista saavutuksista tähän mennessä. Molekulaarisella vedyllä on voimakas absorptiovyö 105 nm:n aallonpituudella. Tämän viivan havaitsi ensimmäisenä Carruthers v. 1970 teh-

dyssä rakettikokeessa. Mutta vasta Kopernikus-satelliitti teki perusteellisen tutkimuksen tästä tähtienvälisen pilvien tärkeimmästä molekyylisestä. Kopernikuksen havainnot osoittivat, että merkittävä osa vedystä on molekulaarisessa muodossa kaikissa tähtienvälisissä pilvissä ja että sen suhteellinen osuus kasvaa nopeasti pilven tiheyden ja ekstinktion kasvaessa. (Ekstinktio tarkoittaa pilven aiheuttamaa valon heikkenemistä.) Sellaisissa pilvissä, joissa visuaalinen ekstinktio on 1 suuruusluokka tai enemmän, on jo käytännöllisesti katsoen kaikki vety molekulaarisessa muodossa.

Molekulaarisen vedyn synnystä tähtienvälisen avaruuden olosuhteissa tie-

detään, että sen täytyy tapahtua pölyhiukkasten pinnalla, jotka toimivat siis kemiallisena katalysaattorina tässä reaktiossa. Toisaalta pölyä tarvitaan myös varjostamaan molekyylejä tähtien ultraviolettisäteilyltä, joka pyrkii hajottamaan niitä. Näin ollen on hyvin ymmärrettävissä, että molekulaarista vetyä esiintyy nimenomaan samoissa alueissa, joissa myös pölyä on runsaasti.

Ultraviolettihavainnot ovat tarjonneet erinomaisen mahdollisuuden myös atomaarisen vedyn tutkimiseen tähtienvälisessä avaruudessa. Voimakain kaikista tähtienvälisistä absorptioviivoista on vedyn Lyman alfa-viiva aallonpituudella 121.567 nm.

Kuva 7. Vetyatomien energiatilat ja spektriviivasarjat.

Tässä on kysymys vedyn ainoan elektronin siirtymisestä perustilastaan, jossa sen ns. pääkvanttiluku on $n=1$, ensimmäiseen viritettyyn tilaan, jossa $n=2$. Tähtienvälisen avaruuden olosuhteissa käytännöllisesti katsoen kaikki vetyatomit ovat perustilassaan ts. $n=1$. Tämä selittää sen, miksi juuri Lyman alfa-viiva on voimakas absorptioviiva, kun taas Balmer-sarjan absorptioviivat, jotka lähtevät viritetystä tilasta, $n=2$, eivät ole havaittavissa. (Balmer-sarjan absorptioviivat ovat erittäin voimakkaita tähdissä, joiden pintalämpötila on n. 10 000 K. Tällöin tilassa $n=2$ olevia atomeja on jo runsaasti.)

Vaikka ensimmäiset tähtienvälisen Lyman alfa-viivan havainnot tehtiin jo v. 1967 raketista käsin, niin ensimmäisen perusteellisemman, 95 tähteä käsittävän, havaintoaineiston hankki OAO 2 -satelliitti. Havaittujen tähtien etäisyydet olivat 100 ja 1000 parsekin (300-3000 valovuotta) välillä.

Vertailu radioastronomisten, 21 cm:n aallonpituudella tehtyjen atomaarisen vedyn havaintojen kanssa on ollut erityisen hyödyllinen. 21 cm:n emissioviivan avulla on kartoitettu vetyjakautuma yksityiskohtaisesti yli koko taivaan. Vaikeutena on kuitenkin aina ollut etäisyyksien määrittäminen yksittäisiin vetypilviin. Tässä suhteessa tilanne on parempi Lyman alfa-viivan havainnoissa, joissa yleensä aina tunnetaan sen tähden etäisyys, jonka edessä oleva vety kyseisen absorptioviivan aiheuttaa. Lyman alfa-viivasta tehdyt havainnot ovat näin antaneet mahdollisuuden useiden aikaisemmin havaittujen vetypilvien etäisyyden määrittämiseen. Yhtäpitävästi vedyn 21 cm:n havaintojen kanssa Lyman alfa-havainnot ovat antaneet vedyn keskimääräiseksi tiheydeksi 0.7 atomia cm^3 :ssä tässä au-

ringon laajemmassa ympäristössä ($r < 1000$ pc). Tähtienvälisen Lyman alfa-viivan poikkeuksellisen suuren voimakkuuden ansiosta on ollut mahdollista havita se jo aivan läheisissäkin tähdissä. Kopernikus-satelliitin spektrometrillä se on saatu näkyviin esim. Arkturuksesta, jonka etäisyys on vain 11 parsekia. Havainnot antavat vedyn tiheydeksi auringon ja Arkturuksen välisessä avaruudessa arviolta 0.02-0.1 atomia cm^3 :ssä. Aurinko sijaitsee siis eräänlaisessa tähtienvälisen aineen aukkopaikassa, jossa tiheys on vain alle kymmenesosa keskimääräisestä.

Ultraviolettihavainnot ovat tarjonneet luotettavan mahdollisuuden vertailla tähtienvälisen kaasun ja pölyn esiintymistä toisiinsa. On nimittäin erittäin tärkeää tietää esiintyvätkö pöly ja kaasu "hyvin sekoittuneina" toisiinsa (siis samoissa alueissa) vai muodostavatko ne erillisiä pilvkeitä ja tihentymiä. Tähtienvälisen pölyn määrä havaittujen ja jonkin tähden välissä saadaan selville kun havaitaan tähden valossa tapahtunut valon heikkeneminen (ekstinktio). Toisaalta ultraviolettialueella on mahdollista havaita saman tähden spektrissä myös molekulaarisen vedyn ja atomaarisen vedyn spektriviivat. Näin saadaan vedyn kokonaismäärä (atomaarinen + molekulaarinen) havaittujen ja tähden välissä eli siis täsmälleen samassa tilavuudessa, jossa myös pölyn määrä oli mitattu. Tällaiset vertailut ovat osoittaneet, että pöly ja kaasu todellakin ovat "hyvin sekoittuneita". Sellaista pölyn määrää, joka aiheuttaa 1 suuruusluokan visuaalisen ekstinktion, vastaa aina 5.8×10^{21} vetyatomia ydintä (yksi vetymolekyyli lasketaan siis aina kahtena).

UV-alueen alaraja: seinä vastassa

Tähtienvälisestä vedystä puhuttaessa on vielä syytä mainita yksi sen suuren runsauden mukanaan tuoma vähemmän miellyttävä asia. Jos perustilassa olevaan vetyatomiin osuu säteilyä, jonka aallonpituus on lyhyempi kuin 91.2 nm, niin silloin vetyatomi ionisoituu, ts. säteily pukkaa elektronin kokonaan irti ytimen vaikutuspiiristä. Jos nyt ajattelemme tähdessä tai muusta kohteesta liikkeelle lähtenytä fotonia, jonka aallonpituus on alle 91.2 nm, niin voimme laskea kuinka pitkälle se pääsee annetun tiheyden omaavassa tähtienvälisessä kaasussa etenemään, ennen kuin se "törmää" vetyatomiin ja ionisoi sen, jolloin sen oma vaellus päättyy siihen. Vaikka

auringon lähiympäristössä vedyn tiheys onkin poikkeuksellisen alhainen, saadaan tulokseksi, että 91.2 nm:n aallonpituuden omaavan fotonin vapaa matka on vain yhden parsekin luokkaa ja 10 nm:n kohdalla muutama sata parsekia. Tämä tilanne aiheuttaa sen, että äärimmäisen ultraviolettialueen (XUV) tähtitiede on mitä suurimmassa määrin rajoitettu vain auringon lähimmän ympäristön tutkimiseen. Tästä huolimatta XUV-tähtitiede on jo saavuttanut merkittäviä tuloksia.

Johtolanka alkuräjähdykseen

Tähtitiede on siitä merkittävä tiede, että usein täysin erillisiltä vaikuttavat asiat liittyvätkin yllättävällä tavalla toisiinsa. Erinomaisen esimerkin tästä tarjoaa tähtienvälisessä kaasussa olevan deuteriumin runsaus ja se mitä sillä on kerrottavaa maailmankaikkeuden alkuräjähdyksestä. Deuterium on vedyn harvinaisempi isotooppi, jossa ydin muodostuu yhden protonin asemesta protonista ja neutronista. Deuteriumytimen varaus on siis sama kuin tavallisella vedyllä mutta sen massa on kaksinkertainen. Myös deuteriumatomissa on yksi elektroni.

Deuteriumin spektriviivat sijoittuvat raskaammasta ytimestä johtuen hiukan eri aallonpituudelle kuin tavallisen vedyn spektriviivat. Niinpä kun Lyman gamma-viivan aallonpituus tavalliselle vedylle on 97.2537 nm, se on deuteriumille 97.2272 nm. Nämä viivat on mahdollista havaita erillisinä

tähtien spektreissä, ja näin voidaan määrätä deuteriumin ja tavallisen vedyn runsauksien suhde tähtienvälisessä avaruudessa. Tälle suhteelle on saatu varsin luotettavasti arvo $(1.8 \pm 0.4) \times 10^{-5}$ eli deuteriumin määrä on 18 miljoonasosaa tavallisen vedyn määrästä.

Suurimman osan ja mahdollisesti jopa kaiken maailmankaikkeudessa nykyisin olevan deuteriumin katsotaan syntyneen alkuräjähdyksessä. Yksityiskohtaisten teoreettisten laskujen mukaan tapahtuu alkuräjähdyksen siinä vaiheessa, jossa lämpötila on n. miljardi astetta, muutamien minuuttien aikana reaktioita, joissa muodostuu erilaisia keveitä atomiytimiä, mutta useimmat niistä hajoavat jälleen. Lopputuloksena tästä vaiheesta on materiakoostumus, jossa on vain vetyä ja heliumia sekä jonkin verran deuteriumia. Deuteriumin nykyinen runsaus on teorian mukaan suorassa yhteydessä maailmankaikkeuden nykyiseen tiheyteen. Mikäli lähtökohdaksi otetaan em. deuteriumin runsaus tähtienvälisessä avaruudessa, saadaan tulokseksi massatiheys $1.5 \times 10^{-31} \text{ g/cm}^3$, joka on n. 30 kertaa pienempi kuin se tiheys joka tarvittaisiin, jotta maailmankaikkeus olisi sulkeutuva. Näin ollen deuteriumin määrä viittaa siihen, että maailmankaikkeus olisi avoin ja sen laajeneminen jatkuu ikuisesti.

Tähtienvälisen pölyn arvoitukset

Tähtienvälisessä aineessa esiintyy kaa-

Taulukko 2. Alkuaineiden runsaudet tähtienvälisessä kaasussa Zeta Ophiuchin suunnassa ja vertailun vuoksi auringossa. Runsaudet on ilmoitettu suhteessa vetyyn, jonka runsaudeksi on otettu 1000 000. Viimeisessä sarakkeessa on tähtienvälisessä kaasussa ja auringossa havaittujen runsauksien suhde.

Järjestysluku	Nimi	Kemiallinen merkki	Runsaus tähtienvälisessä kaasussa, N_{15}	Runsaus auringossa, $N_{\odot}$	Runsausien suhde, $N_{15}/N_{\odot}$
1	Vety	H	1000 000	1000 000	1.00
2	Helium	He	85 000	85 000	~1
3	Litium	Li	0.000051	0.0015*	0.034
4	Beryllium	Be	< 0.000070	0.000012	< 5.8
5	Boori	B	0.000074	0.0046*	< 0.016
6	Hiili	C	74	370	0.20
7	Typpi	N	21	110	0.19
8	Happi	O	172	660	0.26
9	Fluori	F	-	0.040	-
10	Neon	Ne	-	83	-
11	Natrium	Na	0.22	1.7	0.13
12	Magnesium	Mg	1.05	35	0.030
13	Aluminium	Al	0.0013	2.5	0.00052
14	Pii	Si	0.81	35	0.023
15	Fosfori	P	0.021	0.27	0.079
16	Rikki	S	8.2	16	0.51
17	Kloori	Cl	0.099	0.45	0.22
18	Argon	Ar	0.86	4.5	0.19
19	Kalium	K	0.010	0.11	0.094
20	Kalsium	Ca	0.00046	2.1	0.00022
21	Skandium	Sc	-	0.0017	-
22	Titaani	Ti	0.00018	0.055	0.0032
23	Vanadiini	V	< 0.0032	0.013	< 0.25
24	Kromi	Cr	< 0.002	0.50	< 0.004
25	Mangaani	Mn	0.014	0.26	0.055
26	Rauta	Fe	0.28	25	0.011
27	Koboltti	Co	< 0.19	0.032	< 5.8
28	Nikkeli	Ni	0.0065	1.3	0.0050
29	Kupari	Cu	0.00064	0.028	0.023
30	Sinkki	Zn	0.014	0.026	0.53

* Meteoriteista määrätty runsaus

Kuva 8. Tähtienvälisen pölyn ekstinktiokäyrä kahden tähden suunnassa.

Kuva 9. Andromedan kierteisumu 200 nm aallonpituudella (vasemmalla) ja sinisessä valossa (oikealla) valokuvattuna. Ultraviolettikuva on otettu n. 40 km korkeudelle nousseesta ilmapallosta ranskalaisen Avaruustähtitieteen Laboratorion tutkijaryhmän toimesta. Tällä korkeudella ilmakehän läpäisykyky 200 nm aallonpituudella on n. 20 %. Ultraviolettikuvassa näkyvä kirkas rengas on nuorien kuumien tähtien muodostama spiraalihaara.

sun lisäksi myös pieniä kiinteitä hiukkasia, joista käytetään nimitystä tähtienvälinen pöly, vaikka tähtienvälinen savu olisi ilmeisesti parempi nimitys hiukkasten koko (alle 0.001 mm) huomioon ottaen. Tähtienvälistä pölyä on tutkittu jo 50 vuotta, mutta vielä ei tiedetä varmuudella mikä on pölyhiukkasten kemiallinen koostumus. Tällä hetkellä käytettävissä olevien tulosten perusteella näyttää todennäköiseltä, että hiukkaset ovat muodostuneet ainakin osittain erilaisista silikaateista, jotka ovat piin oksideja, joissa voi lisäksi olla esim. magnesiumia, alumiinia tms. alkuaineita. Lisäksi ajatellaan että pölyhiukkasten pinnalle olisi tiivistynyt keveistä alkuaineista (vety, happi, hiili, typpi jne) muodostunut kuori tai vaippa. Jo maanpäällisillä kaukoputkilla tehdyt havainnot olivat osoittaneet, että pölyhiukkasten aiheuttama tähtienvälinen valon heikkeneminen eli ekstinktio riippuu voimakkaasti valon aallonpituudesta ja tarkemmin sanoen siten, että se voimistuu siirryttäessä spektrin lyhytaaltoiseen eli ultraviolettiin päähän päin. Erikoisesti OAO 2 on tutkinut tähtienvälisen ekstinktion käyttäytymistä ultravioletti-alueessa. Tällöin osoittautui, että ekstinktion kasvu jatkuu 300 nm:n alapuolella olevassa alueessa paljon voimakkaampana kuin maanpäällisten tulosten valossa oli odotettu (ks. kuva 8). Merkittävin piirre ultravioletti-alueen ekstinktiokäyrässä on leveä muhkura aallonpituuden 220 nm kohdalla. Tällä aallonpituusalueella (n. 200-240 nm) aiheuttavat tähtienväliset pölyhiukkaset siis voimakkaampaa valon heikkenemistä kuin lyhyemmällä tai pidemmällä aallonpituuksilla.

Toinen ultravioletti-alueen erikoisuus on se että ekstinktiokäyrän muoto vaihtelee selvästi suunnasta toiseen. Samalla vaihtelee myös 220 nm:n muhkuran korkeus. Tämä vaihtelu on

uusi piirre verrattuna optiseen alueeseen, jossa ekstinktiokäyrä pysyi varsin samanlaisena Linnunradan eri suunnissa.

Laboratoriotutkimuksista tiedetään, että pienet grafiittihiutaleet absorboivat voimakkaasti juuri 200-240 nm alueessa, ja tähtienvälisen ekstink-

tiokäyrän muhkura onkin melkoisella varmuudella voitu tunnistaa grafiitin aiheuttamaksi. Tämä ei kuitenkaan merkitse sitä, että pelkillä grafiittihiukkasilla voitaisiin selittää ekstinktiokäyrän kulku muilla aallonpituuksilla.

Kuva 10. Kuumaa kaasua supernovaräjähdyksen jäännöksenä Vela X. Tällainen kaasu, jonka lämpötila on noin 4 miljoonaa astetta, havaitaan ultravioletti-alueessa olevien ionien (mm. kolmasti ionisoitunut hiili) absorptioviivojen avulla. (Kuva ESO)

Linnunradan kuuma korona

Jo vuonna 1956 Lyman Spitzer osoitti, että Linnunradalla täytyy olla laaja, hyvin kuumasta kaasusta muodostunut vaippa ympärillään. Lähes kaksi vuosikymmentä myöhemmin Kopernikus-satelliitti, jonka tutkimustyötä Spitzer johti, löysi todisteet tällaiselle kaasulle, jota auringon koronan mukaisesti ryhdyttiin kutsumaan Linnunradan koronakaasuksi. Linnunradan koronan olemassaolo voitiin osoittaa moneen kertaan ionisoituneiden atomien havainnoissa. Sellaisten atomien kuin viidesti ionisoitunut happi (O VI), neljästi ionisoitunut typpi (N V) ja kolmasti ionisoitunut hiili (C IV) pelkkä olemassaolo havaittavassa määrässä vaatii korkeata (100 000 - 1000 000 K) lämpötilaa. Kopernikuksen havainnot osoittivat paitsi näiden ionien olemassaolon tähtienvälisessä kaasussa myös sen, että niiden spektriviivat olivat huomattavasti leventyneitä, mikä myös vaatii 500 000 - 1000 000 asteen lämpötilaa.

Tämä Linnunradan koronakaasu

on levinnyt läpi koko Linnunradan alueen ja se ulottuu useiden tuhansien parsekien päähän Linnunradan tasosta. Sen tiheys on kuitenkin vain luokkaa kymmenestuhannesosa atomia/cm³ (vrt. kaasun keskimääräinen tiheys Linnunradan tasossa, 0.7 atomia/cm³). Koronakaasu muodostaa siis eräänlaisen taustameren, jossa tähtienvälisen aineen tiheimmät ja kylmemmät ilmenemismuodot, esim. neutraali vety ja molekyyli-pilvet, esiintyvät erikokoisina saarina. Parina viime vuotena on IUE-satelliitin havaintojen avulla voitu osoittaa, että myös Suurella Magellanin pilvellä ja kierteisumulla M100 on samanlaiset kuumat koronat kuin Linnunradalla. Todennäköisesti kyseessä on siis varsin yleinen ja merkittävä materian ilmenemismuoto galakseissa.

Kuuman koronakaasun alkusyynä ja lämpötilan ylläpitäjänä ovat todennäköisesti supernovaräjähdykset. Supernovien räjähtäessä niiden ympäristössä olevaan tähtienväliseen aineeseen muodostuu kuuman kaasun alueita, "kuplia", jotka laajenevat ja yhtyvät viereisiin kupliin ja muodostavat siis eräänlaisen saippuavaahdon kal-

taisen rakenteen. Supernovien ohella voi kuumista tähdistä tapahtuva massanvirtaus, tähtituuli, olla osittain koronakaasun energianlähteenä.

Loppuhuomautus

Edellä on esitetty suppea selostus ultraviolettitähtitieteen saavutuksista lähinnä tähtienvälisen aineen tutkimuksessa. Juuri tällä alalla on saatua ehkä eniten uusia, jopa mullistavia tuloksia. Kuitenkin myös aurinkokunnan ja erikoisesti auringon tutkimus on astunut ainoastaan harppauksen eteenpäin useiden sille omistettujen satelliittien (Orbiting Solar Observatories - OSO) ansiosta, joissa on ollut ultraviolettikaukoputkia. Tähtien ultraviolettispektrien tutkiminen on parina viime vuotena ollut erikoisen huomion kohteena IUE-satelliitin ansioista. Sen monista tutkimuskohteista mainittiin jo alussa mm. tähtien kromosfäärit ja tähtituulet. IUE:n tähtiä koskevat tutkimustulokset ansaitsevatkin oman artikkelinsa.

Kalevi Mattila
Heikki Oja

HAVAINTOTYÖTÄ IUE-SATELLIITILLA

Kansainvälisestä ultraviolettiteko-kuusta IUE:stä (*International Ultraviolet Explorer*) voi löytää alustavaa perustietoa artikkelista Mattila-Oja "Tähtitaivas ultraviolettisäteiden valossa". Satelliitin päärunko on kahdeksankulmainen muodoiltaan. Rungon molemmiin puolin levittäytyvät aurinkoenergiaa keräävät paneelit. Yläviistoon sojottaa kaukoputki aurinkosuojuksineen, alhaalla sijaitsevat suuntaamiseen tarvittavat suihkumootorit. IUE:tä suunniteltaessa päätettiin siitä tehdä kaukoputki, jota voisi käyttää paljolti samaan tapaan kuin maanpäällisissä observatorioissakin. Lähdettiin siis suunnittelemaan ns. reaaliajassa toimivaa laitetta, jolloin havaitsija voi vielä havaintojen kuluessakin verrattain vapaasti valita mitä havaitaan ja miten. Tämä on osoittautunut erittäin hyväksi ratkaisuksi, ja näin on varmaan vältetty suurelta määrältä tarpeettomia vaihtoja.

Tästä reaaliaikavaatimuksesta seurasi automaattisesti se, että satelliitin ja maa-aseman välillä tulee olla jatkuva ja hyvä yhteys. Näin IUE:n ns. *geosynkroninen rata* lankesi luonnostaan. Satelliitti kiertää maapallon ympäri kerran 24 tunnissa ja pysyttelee aina suunnilleen saman pituuspiirin yläpuolella. Se ei kuitenkaan pysytele paikallaan samalla korkeudella päiväntasaajan yllä, kuten useat viestintäteko-kuut, vaan radan ylimmän ja alimman kohdan välinen ero on huomattava (ks. taulukko 1).

IUE tekee näin ollen ylös-alas-liikettä jossain Etelä-Atlantin yläpuolella, ollen korkeimmillaan lähes kahdeksan ja matalimmillaan reilun neljän maapallon säteen etäisyydellä. IUE:lla voidaan tällaisiin järjestelyin tehdä havaintoja NASA:n havainto-asemalta (Goddard Space Flight Center, Maryland) 16 tuntia sekä ESA:n (European Space Agency) ja SRC:n (englantilaisien Science Research Council) Madridin lähellä sijaitsevalta asemalta 8 tuntia vuorokaudessa. Tässä suhteessa myös jakaantuu havaintoaika kyseisten järjestöjen kesken.

Eurooppalaisten tunnit ovat tosin keskimäärin vähän parempia kuin amerikkalaisten vastaavat, koska niihin sisältyy enemmän radan korkeita kohtia, jolloin maapallon säteilyvyöhykkeet eivät nosta häiritsevästi havaintolaitteiden kohinaa.

Synkronisella (ja näin ollen korkealla sijaitsevalla) radalla on myös

Ultraviolettialueen havainnoilla on keskeinen merkitys myös monentyyppisten tähtien tutkimisessa. Parhaita havaintoja saadaan kansainvälisellä ultraviolettitekokuulla IUE:llä, joka 1978 lähetettiin kiertoradalleen Atlantin ylle.

muuta etua. Maapallo peittää paljon pienemmän osan taivaasta kuin matalamman radan ollessa kyseessä. Lisäksi tämä havainnoilta pimennetty verrattain pieni (n. 17°) alue liikkuu ekliptikaa pitkin vuorokauden rytmissä. Siispä laajalla taivaan alueella ei havaintoja tarvitse tämän takia ikävällä tavalla keskeyttää. Rangaistuksena tästä kaikesta edusta on se, että havaintoja on yleensä tehtävä täydessä auringonpaisteessa, joten erikoista huolta täytyy tuntea auringon suorasta ja maapallosta sirottuneesta valosta. Onneksi maapallon ilmakehästä sirottunut valo sisältää hyvin vähän ultraviolettivaloa, mutta auringon ympärillä on 43° suuruinen alue, johon kaukoputkea ei voi suunnata.

Kaukoputki ja spektrografi

Laitteistoa suunniteltaessa lähdettiin siitä, että kirkkaita tähtiä ja planeettoja täytyy voida tutkia spektroskooppisesti verrattain hyvällä erotuskyvyllä n. 0.02 nm (0.2 Å) sekä riittävän heikkoja kohteita erotuskyvyllä n. 0.6 nm (6 Å). Erotuskyky tarkoittaa sitä,

kuinka lähellä toisiaan kaksi spektriviivaa saavat olla, jotta ne vielä erotuisivat. Nämä rajat asetettiin kokemuksen perusteella, spektroskopian taas päädyttiin ultravioletilla alueella sijaitsevien monien spektriviivojen mielenkiinnon vuoksi (ks. Mattila-Oja "Tähtitaivas ultraviolettisäteiden valossa").

Nykytekniikan mukaisesti vaadittiin myös, että koko aallonpituusalue tulee voida rekisteröidä samanaikaisesti. Näin ei menetä kohtuuttomasti informaatiota kuten esimerkiksi aikaisemmassa Kopernikus-satelliitissa, jossa spektriä rekisteröitiin vain yhdellä aallonpituudella kerrallaan muun osan spektristä mennessä taivaan tuuliin.

Nämä vaatimukset johtivat 45 cm f/15 Cassegrain-kaukoputkeen, kahteen ns. *echelle*-spektrografiin sekä neljään SEC-kameraan (ks. taulukkoa 2). Kaukoputki antaa tasaisen kuvan 16 kaariminuutin alueesta Ritchey-Chretien-optiikan ansiosta. Sen pääpeili on valmistettu berylliumista.

Pääpeilin takana polttotasossa oleva pieni lisäpeili heijastaa kaukoputken 16' näkökentän kuvadisektoriin (FES, fine error sensor), jonka välittämää *optisen alueen* kuvaa havaitsija voi samanaikaisesti tarkastella havaintoaseman TV:stä. Tällä disektorilla on myös pari muuta tärkeää tehtävää. Se voidaan lukita mihin tahansa näkökentän tähteen ja pitää näin kaukoputkea suunnattuna. Sitä voidaan myös käyttää tarkkana fotometrana, ja onkin mukavaa että silloin tällöin voi seurata oman kohteen mahdollista muuttuvuutta näkyvän valon alueella havaintojen aikana.

Kun FES:n välittämän TV-kuvan avulla on oma tähti tunnistettu television kuvaruudulta, ohjataan se lisäpeilin keskelle, siinä oleva pieni rako avataan ja tutkittavan tähden valo saa vapaasti tunkeutua spektrografeihin.

Näitä spektrografeja on kaksi ja vasta ne erottavat tähden valosta kaksi aallonpituuskaistaa (115-200 nm ja 190-320 nm) ja hajottavat nämä kaistat spektriin. Spektrografi ovat sa-

IUE-tekokuu. (Piltros Nasa)

manlaisia ja niiden hilat ovat echelle-tyyppiä. Echelle-hiloilla saadaan olennaisesti se etu, että kun spektri venyy pitkäksi, pistää echelle eri kertaluvut päällekkäin kahteen dimensioon. Koko kuva spektristä on näin kompaktimpi, kuin jos se olisi vedetty yhteen pötköön. IUE:n huonommalla erotuskyvyllä (0.6 nm) tällä ei tosin ole merkitystä, koska koko aallonpituuskaista mahtuu hyvin yhteen dimensioon (ks. kuvaa 3).

Echellen antamaa 2-ulotteista spektriä kuvataan satelliitissa olevilla SEC-televisiokameroilla. Niitä on nel-

jä kappaletta, kaksi kumpaakin spektrografia varten. Kamera integroi echellen antamaa kuvaa jatkuvasti ja muuttaa lopulta tämän kuvan videosaanaaleiksi, jotka voidaan välittää maahan.

Kamera heijastaa aluksi ultravioletin spektrin fosforikalvolle, jonka välittämä kuva on optisella (sinisellä) alueella. Kuituoptiikan avulla tämä sininen spektrin kuva johdetaan televisiokameran fotokatodille, ja siitä irtaavien elektronien jälki voidaan varastoida muistiin ja ynnätä valotusajan kestäessä. Kun havaitsija sanoo

"jo riittää", voidaan tämä varasto purkaa ja lähettää maahan. Noin 23 minuutin kuluttua tästä hetkestä lukien voi havaitsija tarkastella aikaansaannostaan havaintoaseman TV:stä.

On huomattava että kun varasto on tyhjennetty on aloitettava alusta. Minkäänlaisena valotusmittarina sitä ei siis voi käyttää, vaan valotusaikojen pituudessa on nojaututtava ai-noastaan aikaisempaan kokemukseen. Tämä on ollut tietty puute ainakin alkuaikoina, koska IUE:n dynaaminen alue on verrattain pieni. Toisin sanoen: IUE:lla saa helposti yli- tai alivalottuneita spektrejä, ellei huolellisesti mieli edeltäkin valotusaikoja.

Havainto-asemalla

Harmaana joulukuun päivänä kaksi vaatimatonta kirjettä odottaa työpöydälläni. Niissä André Heck ESA:sta ja Petra Bennet SRC:stä ilmoittavat kuivasti, että ko. järjestöjen valintakomiteat ovat myöntäneet ohjelmaani varten kolme havaintovuoroa, yhteensä 24 tuntia havaintoaikaa. Ei itse asiassa hullumpaa, voihan lisäksi olla yhteistyössä muiden havaintoaikaa saaneiden kanssa. Voi myös hyödyntää jo olemassaolevaa laajaa havaintokirjastoa.

Ei muuta kuin toimeen. Ensiksi on tutkittava milloin tähteni ovat hyvin havaittavissa. Itse aion havaita tähtiä, vaikka monet havaitsevat IUE:lla myös planeettoja, sumuja ja galakseja. Yritän saada yhden havaintovuoron jo kevääksi. Näin voin saada tähdistäni paremmin edustavan otoksen. Ehti myös miettiä kesällä jos jotakin yllättävää ilmaantuu.

Hyvissä ajoin ennen matkaa Madridin havaintoasemalle lasken vielä ker-

TAULUKKO 1. IUE-SATELLIITIN OMINAISUUKSIA		TAULUKKO 2. IUE:N LAITTEIDEN OMINAISUUKSIA	
Paino	636 kg	Kaukoputki	
Pituus	421 cm	Tyyppi	Cassegrain, Ritchey-Chretien
Rata	elliptinen, geosynkroninen	Pääpeili	45 cm
Inkлинаatio	28.6°	Polttoväli	675 cm
Radan korkein kohta	45887 km	Näkökenttä	16'
Radan matalin kohta	25669 km	Kuvan koko	30.6"/mm
Eksentrisyys	0.24	Spektrografi	
Laukaisu	26.1.1978	lyhytaaltainen pitkäaaltainen	
Arvioitu elinikä	5-8 v		
Omistajat	NASA, ESA, SRC		
Havaintoasemat	Goddard Space Flight Center (Maryland, USA) ja Villafraña Satellite Tracking Station (VILSPA, Madrid)		
		Aallonpituusalue	115-200 nm (1150-2000 Å) 190-320 nm (1900-3200 Å)
		Kollimaattori	18.9 cm 18.9 cm
		Echelle-hilan viivojen tiheys	101.9/mm 63.2/mm
		Erotuskyky	0.01 nm ja 0.6 nm (0.1 Å ja 6 Å) 0.02 nm ja 0.8 nm (0.2 Å ja 8 Å)

ran tarkkaan kohteitteni koordinaatit, lävistän ne reikäkortteille sekä lähetän ne Vilspan. Siellä ne luetaan havaintonauhalle, ja havaintopäivänä niistä ei enää voi poiketa. Kohteita on siis parempi olla liikaa kuin liian vähän.

Valmistan myös Palomarin Sky Atlaksen sinisestä kuvasta sopivankokoiset 16' x 16' kuvat tähtieni ympäriltä. Niitä on sitten mukava verrata havaintoaseman televisioruudussa näkyvään kuvaan, jotta mitään erehdystä ei pääse tapahtumaan. Viime kädessä havaintokohteen valinta tapahtuu manuaalisesti.

Yhdellä tähdistäni on lähellä (14'' päässä) oleva kirkas seuralainen. Se voi aiheuttaa hankaluuksia. On laskeettava etukäteen, miten spektrografin pitkulainen (10'' x 20'') sisääntulorako sojottaa taivaalla. Päätän käyttää ns. *blind off-setia* (kaukoputkea suunnataan "sokeasti" jonkin lähellä olevan tähden avulla), koska pelkään että muuten FES ottaa kirkkaamman seuralaisen rakoon ja jättää oman tähteni ulkopuolelle. Täytyy vielä neuvotella paikan päällä, saisiko molempien tähtien spektrit samanaikaisesti ja näin seuralaisen spektrin kaupanpäällisiksi.

Ensimmäinen havaintovuoroni on huhtikuun lopulla, maanantaina alkaen klo 18 paikallista aikaa. Sääntöjen mukaan minun tulisi olla havaintoasemalla edellisenä arkipäivänä pakollista harjoittelua varten. Soitan kuitenkin Vilspan Chris Bladesille, joka toimii siellä vierailijoita auttavana tähtitieteilijänä. Hän kertoo että voin aivan hyvin tulla sunnuntaina, hän on silloin aamusta alkaen paikalla. Pyydän häntä myös varaamaan asemalta yöpymishuoneen itselleni.

Saavun satelliittiasemalle jo hyvissä ajoin lauantaina. Alkumatkan kuljin bussilla, mutta viimeiset 10 km täytyi ajaa taksilla. Laitoksen sähköiset portit avautuvat kun olen murahtanut mikrofoniin jotakin. Saisin kyllä Chris Bladesilta avaimen, jolla voi itse milloin tahansa avata portin.

Kävelen vierailijoiden työhuoneeseen ja löydän oven edestä avaimeni, jotka Chris on puhelimesta luvannut jättää sinne. Majoitun huoneeseen ja katselen vähän paikkoja.

Alue on melko hiljainen. Madrid on kaakossa 40 km:n päässä. Paikan nimi on Villafranca del Castillo. Nähdessäni läheisen kukkulan päällä raunioita, arvaan miksi. Vaikka en espanjaa osaakaan, luulen tietäväni mitä castillo tarkoittaa. Päätän kiivetä raunioille (ks. kuva 1). Sieltä näkee hyvin satelliittiaseman kaksi rakennusta ja kaksi parabolista vastaanot-

Kuva 1. Näkymä Villafrancan (VILSPA) vastaanottoasemalta. Etualalla näkyvillä antennilla vastaanotetaan IUE:n kuvaamat spektrit. Ylhäällä näkyvä Villafrancan linna raunioitui sisällissodassa v. 1937.

Kuva 2. IUE:n ohjaushuoneessa (VILSPA). Väritelevision kuvaruutuun saa esille IUE:n näkemän tähtitalvaan osan tai (kuten kuvassa) havaitun kohteen spektrin.

Kuva 3. IUE:n kuvaama Eta Vulpeculan spektri ja siltä tehty intensiteetti-aallonpituus-piirros. Identifioituja emissioilvoja on merkitty kuvaan.

toantennia. Näen myös yhden eriskummallisen rakennelman käskysignaalien lähettämistä varten. Lähellä Kruppin miehet ovat pystyttämässä uuden röntgensatelliitin (EXOSAT) antennia.

Myöhemmin luen vähän alueen historiaa. Koko laajan alueen ensimmäi-

nen tiedossa oleva omistaja oli kansleri Don Alfonso vuodesta 1433 lähtien. Hänen jälkeensä on omistajia ollut yhdeksäntoista, nykyisin alueen ja myös Don Alfonson perustaman Villafranca del Castillon kylän omistaa Ballesterosin perhe.

Käy ilmi että raunio on todellakin

ollut linna, Villafrancan linna. Jon Dariuksen tekstistä, jota luen, selviää miksi linna on pahasti raunioina.

Lähistöllä käytiin vuonna 1937 eräät Espanjan sisällissodan verisimmät taistelut. Linna toimi tasavaltaisten tukikohtana ja siinä majaili mm. neuvostoliittolaisten vapaaehtoisten prikaati. Nationalistit (franco-laiset) saivat kuitenkin linnan vallatuksi ja käsittelivät sitä kovakouraisesti. Ympäristökin oli pitkään vaarallinen. Satelliittiaseman rakennustöitä aloittavan firman ensimmäisiä tehtäviä olikin tarkkaan etsiä alueelta kaikki mahdolliset räjähtämättömät pommit ja miinat.

Jon Darius kirjoittaa myös ihmettelevänsä, miksei tätä linnaa aleta kunnostaa, vaikka Espanjassa nykyään paljon restauroidaankin vanhoja linnoja. Hän arvelee, että kenties ESA:n aseman läheisyys ja alueen saama huomio vauhdittaa kunnostustöitä. Ajattelen että voihan olla päinvastoin. Paikalle ei kai välttämättä haluta kuljeksijoita ja uteliaita pällistelijöitä. Vaikea sanoa. Havaintojen jälkeen päätän kuitenkin käydä katselemassa oikeita ehjiä linnoja Segoviassa ja Tolledossa.

Kuvaruudussa ER Vulpecula

Aamulla tapaan Chris Bladesin hänen työhuoneessaan. Käymme läpi valokuvani, jotka olen valmistanut Palomarin kartastosta. Tutkimme visuaalista kaksoistähteäni. Päätämme jättää sen toiseen kertaan, koska blind off-set on reistaillut viime aikoina. Syy on jossakin täällä asemalla, onneksi ei ylhäällä satelliitissa.

Ohjaushuoneessa käymme läpi kaikki toiminnot sekä kaavakkeet, jotka on täytettävä jokaista valotusta kohti erikseen. Minulla ei ole mitään hätää. Itse en saa koskea mihinkään nappulaan tai hanikkaan. Täällä on huomenna avustavana tähtitieteilijänä Carla Cacciari, joka tulee välittämään minun puheeni operaattorille. Me kolmiamme tulemme tekemään havainnot. Meidän lisäksemme takahuoneissa on iso liuta tietokone- ym. väkeä.

Maanantaina puoli tuntia ennen havaintojeni alkua saavun ohjaushuoneeseen. Carla ja operaattori José Miguel Diaz Blasco odottavat jo. Koväänisestä kuuluu teksasilaisista puhetta, amerikkalaiset ovat lopettelemassa havaintojaan ja saamme tietää minne kaukoputki on nyt suunnattu. Tämä on heidän viimeinen kohteensa, he eivät enää ehdi siirtää kau-

Kuva 4. Pyörivän myöhäisen spektriluokan tähden konvektiivisessa kerroksessa toimiva dynamo kehittää magneettikenttiä, jotka kuumentavat tähden ympärillä olevaa kromosfääriä ja koronaa. Piirros Sananleikka/Heikki Luhtala.

koputkea uuteen paikkaan.

Valitsimme lähimpänä olevan tähden. Päättämme aloittaa siitä, jotteimme tuhlaasi aikaa kaukoputken liikutteluun. Kaukoputkea voidaan kääntää neljä astetta minuutissa, mutta konstruktion takia ei yleensä voi valita suorinta tietä.

Käytän lyhyttä aallonpituuskaistaa ja huonompaa erotuskykyä. Muuten ei havaintoaikea riittäisi näille tähdille. Ensimmäinen tähteni on ER Vulpeculan ja sen tunnistin helposti television näkökentässä. Olin arvioinut puoleentoista tunnin valotusajan riittävän. ER Vul on pimennysmuuttuja ja spektroskooppinen kaksoistähti. Siinä on kaksi lähes samanmassaista auriongonkaltaista tähteä (G0V+G5V) kieppumassa toistensa ympäri vajaan 17 tunnin jaksolla. Tähti on hyvin aktiivinen myös optisella alueella, ja se usein luokitellaankin RS CVn-tyyppiseksi. Näissä tähdissä esiintyy auriongon jaksollisuutta muistuttavia ilmiöitä, mutta vain hyvin paljon voimakkaampana.

ER Vulpeculaa pitäisi tietysti seurata koko rataperiodin ajan, mutta nyt aion tyytyä vain yleiskuvan saamiseen sen kromosfäärin ja koronan rakenteesta. Nyt kun saan siitä spektrin, näen sen suunnilleen valokäyrän maksimivaiheessa, jolloin molemmat tähdet näkyvät sivuttain.

Valotuksen loputtua päätän ensin katsoa tulosta, ennen kuin siirryn uuteen kohteeseen. Spektrin lukeminen kestää 23 minuuttia, ja käytän sen ajan hyväkseni käynnistämällä pitkäaaltosen kameran kuvatakseni tarkkeää MgII 2800-resonanssiyviä. Tähän riittää lyhytkin integrointi aika.

23 minuutin kuluttua alkaa väritelevision ruutu täyttyä. Hitaasti, alkaen yhdestä kulmasta. Tämähän on jännittävä. Vihdoin ruudun poikki alkaa hahmottua himmeä juova, jossa siellä täällä on kirkkaita kohtia (ks. kuva 3). Tiedän että ne ovat tähden kuumen ulkovaipan (kromosfääri-korona) lähettämiä emissioviivoja. Valotusaika näyttää olleen hyvä. Mikäli emissioviivat olisivat punaisia väritelevisiossa, olisi valotusaikani ollut liian pitkä.

Päätän siirtyä uuteen kohteeseen. Matkalla sinne aloitamme pitkäaaltosen kameran lukemisen.

Näin jatkamme loppuun asti. Käymme välillä valotuksen kestäessä syömässä ja juttelemme kaikenlaista.

Seuraavana päivänä saan työstetyt (image-processed) havaintoni tietokoneelta. Ne ovat magneettinauhalla sekä myös varmuuden vuoksi piirroksina. Tutkin niitä lyhyesti kirjastossa.

Vaikuttavat hyviltä. Tämän jälkeen olen valmis lähtemään.

Tuloksia tähtien kromosfääreistä ja koronoista

IUE:n kattamalla aallonpituusalueella sijaitsee paljon sellaisia spektriviivoja, jotka syntyvät lämpötilaltaan 10 000 - 200 000-asteisessa verrattain harvassa kaasussa. Atomien virittyminen sopiville energiatasoille vaatii juuri näin kuumaa ainetta. Näiltä tiloilta ne sitten laukeavat lähettäen IUE:ta kohden aallonpituudeltaan sopivan valokvantin. Kuvasta 3 voi tutkiskella eräitä tällaisia emissioviivoja. Kirjain tarkoittaa alkuainetta ja roomalainen numero ionisaatioastetta. Näin esimerkiksi CII tarkoittaa sellaista hiiliatomia, jonka elektronikuoresta puuttuu yksi kuumuuden takia irronnut elektroni. CIV:ltä puuttuu jo kolme elektronia jne. Numero perässä tarkoittaa aallonpituutta angström-yksiköissä (1Å = 0.1 nm).

Aurinkommeikin lähettää tällaisia

spektriviivoja, ja ne syntyvät näkyvän fotosfäärin yläpuolella olevassa kromosfäärissä ja sen jatkeena olevassa vieläkin kuumemmassa (yli 100 000°) ns. siirtymäalueessa (transition region). Tämä nimitys tarkoittaa sitä, että siinä siirrytään vieläkin kuumempaan, miljoona-asteiseen koronaan (katso kuva 4). Koronan säteilyä ei IUE:lla voi havaita, koska se sattuu EUV- ja röntgenalueelle.

Tarkkaa varmuutta ei asiasta vielä ole, mutta on luultavaa, että näitä fotosfäärin yläpuolella olevia kuumia alueita kuumentavat magneettiset aallot, jotka saavat käyttövoimansa konvektiivisessa kerroksessa toimivasta MHD-dynamosta (dynamo synnyttää magneettikenttiä pyörimisliikkeen ja turbulentisen konvektion yhteisvaikutuksesta). Tämä auringon dynamo saa taas puolestaan perimmäisen energiansa auringon omasta pyörimisliikkeestä. On myös todettu, että sillä kohdalla auringon pintaa, missä magneettikentät ovat suurimmat, ovat myös UV-emissioviivat vahvimmat.

Teoreettisesti voidaan ennustaa

Kuva 5. Aktiivisuuden kasvun riippuvuus virityslämpötilasta. Kuumimmat alueet vahvistuvat suhteellisesti eniten kromosfääri-korona-aktiivisuuden kasvaessa.

Kuva 6. Aktiivisuuden riippuvuus pyörimisperiodista ja spektriluokasta. Pyörimisnopeus on kääntäen verrannollinen periodiin. F, G ja K tarkoittavat tähden spektriluokkaa.

(vaikkakin toistaiseksi vain kvalitatiivisesti), että jos aurinkoa pyöritettäisiin vinhempaan liikkeeseen, myös kromosfääri-korona vahvistuisi. Melkein samalla tavalla kuin tapahtuu polkupyörän valoille polkemisen kiihtyessä. Koska auringonpilkkut liittyvät tähän samaan prosessiin, odottaisi että nopeasti pyörivässä tähdessä on myös enemmän ja isompia pilkkuja. Lisäksi pilkkujaksojen (auringolla 11 vuotta) luulisi olevan lyhyempiä, joskin mahdollisesti epäsäännöllisempiä.

Jotain tällaista havaitaankin. Tosin kovin nopeasti pyöriviä auringontyyppisiä (samaa G-spektriluokkaa olevia) tähtiä ei ole. Niiden pyörimisliike on jarruuntunut muodostumisvaiheessa ennen pääsarjaan asettautumista. Hyvin nopeasti pyöriviä tähtiä etsiskellessämme on meidän suunnattava kiinnostuksemme lähemmäksi kaksoistähtiin kuten ER Vulpeculaan, josta edellä teimme havaintoja IUE:lla (ks. kuva 3). Tällaisessa tapauksessa tähtien välillä vaikuttaa vuorovesivoimia, jotka pakottavat komponenttitähdet näyttämään aina saman puolensa toisilleen. Näinhän maapallo lukitsee kuun paikoilleen, joskaan kuu ei pys-

ty tekemään samaa maalle pienen massansa takia. Siis kun ER Vulpeculan komponenttitähdet pyörähtävät vajaan 17 tunnissa toistensa ympäri, ne myös samalla pyörähtävät kerran oman akselinsa ympäri. Ne siis pyörivät 40 kertaa nopeammin kuin aurinkomme (auriongon pyörimisjakso on vajaa kuukausi).

Ovatko sitten ER Vulpeculan UV-emissioviivat (kuvassa 3) 40 kertaa vahvempia kuin auringossa, mikäli aurinko olisi sijoitettu samalle etäisyydelle ja sitä havaittaisiin samalla valotusajalla? Mittaamme kuvan 3 piikkien pinta-alat ja teemme tarvittavat laskutoimitukset. Osoittautuu että tilanne on jotain sinne päin, mutta ei aivan näin yksinkertainen. Viivojen vahvistuminen riippuu aika paljon emittoivan kaasun lämpötilasta eli ko. viivan virityslämpötilasta. Tämän näkee hyvin kuvasta 5, johon on kerätty IUE-havaintoja sekä myös lisätty Einstein-satelliitilla tehtyjä pehmeän röntgenalueen havaintoja.

ER Vulpeculan 10 000 K:ssa syntyvät viivat ovat vahvistuneet suunnilleen 40-kertaiseksi aurinkoon verrattuna, mutta siirtymäalueen (10⁵ K) ja

koronan säteily jo 100-10 000-kertaiseksi. Tietty osa kromosfääri-koronan säteilystä tulee ER Vulpeculan tapauksessa ulos MgII 2800- ja näkyvän valon alueella olevan CaK-viivan kautta, mutta nekaan eivät muuta sitä johtopäätöstä, että aktiivisuus on kasvanut enemmän kuin mitä lineaarinen riippuvaisuus pyörimisnopeudesta edellyttäisi. Tämä riippuvaisuus ei olekaan lineaarista, vaan aktiivisuus kasvaa ensin hyvin voimakkaasti pyörimisnopeuden kasvaessa eli periodin pientessä, mutta sitten kasvuvauhti hidastuu ja jopa alkaa pientä (ks. kuvaa 6).

Suurilla pyörimisperiodeilla, aktiivisuuden ollessa pientä, kromosfääri-korona säteilee enimmäkseen CaK- ja MgII 2800-viivojen kautta. Tällöin kokonaisaktiivisuus voi hyvinkin riippua lineaarisesti pyörimisnopeudesta. Näiden viivojen mittaaminen on tosin erittäin epäluottettavaa fotosfäärin säteilyn vuoksi, joka tehokkaasti peittää pienten kromosfääri-viivojen näky-

misen. Dynamoteorioiden mukaista on myös, että kun konvektiivisen kerroksen paksuus suurenee (tähden pintalämpötila pienenee eli spektriluokka myöhenee), tulisi dynamon tehostua. Tämä onkin sopusoinnussa kuvan 6 koronan voimistumisen kanssa siirryttäessä (nyt jonkin kiinteän pyörimisperiodin kohdalla) spektriluokkien F-G-K läpi.

Emme käsittele kuvassa 6 näkyvää "saturaatiota" (aktiivisuuden kasvun tyrehtymistä yhä suurempiin pyörimisnopeuksiin mentäessä) yksityiskohteisesti; tämä olisi jo toisen jutun aihe. Se saattaa johtua dynamoteorioiden edellyttämän differentiaalisen rotaation estymisestä vuorovesivoimien vaikutuksesta kun kaksi tähteä on lähellä. Tilanne saattaa siis ilmeisesti poiketa yksittäisen tähden tapauksesta. Mutta kuten edellä todettiin, ei meillä valitettavasti ole näin nopeasti (yli 100 km/s) pyöriviä yksittäisiä auringontyyppisiä tähtiä. "Saturaatio"käyttäytyminen voi kyllä aiheutua myös siitä yksinkertaisesta syystä, että tähden vinosti pyöriessä (ja magneettisen koronan laahatessa mukana) korona joutuu repeilemään ja menettämään osiaan keskipakovoimien vaikutuksesta.

Osmi Vilhu

Kirkkaimpia äärimmäisen ultraviolettialueen säteilijöitä ovat planetaaristen sumujen keskustähdet. Kuvassa Vesimiehen tähdistössä oleva sumu, jonka keskellä loistaa hyvin kuuma tähti. (Kuva Anglo-Australian Observatory)

ÄÄRIMMÄINEN ULTRAVIOLETTI

— viimeinen tutkimaton alue

Sähkömagneettisen spektrin röntgen- ja ultraviolettialueen välissä on laiminlyöty kaista – äärimmäinen ultravioletti. Tältä säteilyalueelta tunnetaan taivaalta vain puolisen tusinaa kohdetta, mutta äärimmäisen ultraviolettialueen piilossa voi olla vielä monia yllätyksiä.

Sähkömagneettisen säteilyn tutkittu alue ulottuu gammasäteilystä (nanometrien murto-osan pituisista aalloista) kymmenien metrien radioaaltoihin. Oheisessa piirroksessa on lueteltu eri aallonpituuksille käytetyt nimitykset.

Röntgenalueen ylärajana pidetään usein 10 nanometriä, ja ultraviolettialueen alaraja on taas noin 100 nanometrin kohdalla. Tähän väliin jäävää aluetta sanotaan "äärimmäiseksi ultraviolettiksi", ja sille käytetään englantilaisista sanoista "Extreme Ultraviolet" saatavaa lyhennettä EUV.

EUV-alueen lyhytaaltoisella puolella, röntgensäteiden yläpäässä noin 1-10 nm välillä, on alue jonka nimessä siinäkin usein käytetään "ultraviolettiksi"-sanaa. Aluetta sanotaan "röntgen-ultraviolettiksi", ja sille käytetään lyhennettä XUV (X-rays-ultraviolet).

Tähtienvälisen absorptio

XUV- ja EUV-alueet ovat sähkömagneettisen spektrin vähiten tutkitut aallonpituuskaistat. Syitä näitä alueita kohtaan tunnettuun laimeaan innostukseen on useitakin. Ensinnäkin alueiden havaitsemiseksi tarvittava tekniikka on kehitetty vasta kymme-

nen viime vuoden aikana. Laitteet täytyy viedä vielä tekokuissa maapallon ilmakehän ulkopuolelle, mikä tekee niiden rakentamisen kalliiksi.

Toiseksi ei alkuun oltu varmoja, onko EUV-alueella yleensä mielenkiintoisia kohteita. Lähikaistoilla tehty havainnot ovat kuitenkin syrjäyttäneet tämän pelon: XUV- ja EUV-alueelta löytyy varmasti yhtä jännittäviä taivaankappaleita kuin muiltakin aallonpituuksilta.

Kolmas ja tärkein syy äärimmäisen ultraviolettialueen laiminlyöntiin on tähtienvälisen kaasun aiheuttama absorptio. Sen vaikutuksesta taivaan arveltiin olevan EUV-alueella täysin "sumun peitossa".

Tähtienvälisen aineen tiedetään heikentävän tähtien valoa kaikkialla Linnunradassa. Tätä ilmiötä sanotaan tähtienväliseksi himmentymiseksi eli ekstinktioksi, ja sen syynä ovat avaruuden pienet kiinteät hiukkaset, tähtienvälisen pöly.

EUV-alueella ei ole kuitenkaan kyse

Sähkömagneettisen säteilyn spektri ja valon imeytyminen maan ilmakehään ja tähtienväliseen kaasuun. Näemme että EUV-alueella avaruuden neutraali kaasu absorboi lähes kaiken säteilyn.

pölyn aiheuttamasta ekstinktiosta, vaan asialla on tähtienvälinen kaasu. Kaasu on lähinnä vetyatomeja, ja sen määrä on kymmenkertainen pölyyn verrattuna.

Avaruuden vety on yleensä neutraalissa muodossa. Ytimenä olevaa protonia kiertää yksi elektroni. Elektroni on sidottu ytimeen noin 13.6 elektronivolttin voimalla. Elektroni irtaantuu atomista eli atomi ionisoituu, jos siihen osuu energialtaan yli 13.6 eV fotoni.

Tämä ionisoimisenergia vastaa 91.2 nm aallonpituutta. Kaikella säteilyllä, jonka aallonpituus on pienempi kuin 91.2 nm, on tarpeeksi energiaa vety-

atomien hajottamiseen. Tavallinen ultraviolettisäteily ja näkyvä valo kulkevat esteettä kaasun läpi, mutta äärimmäisen ultraviolettialueen säteily käyttää melkein kaiken energiansa vedyn ionisoimiseen eikä pääse avaruudessa pitkälle.

Tähtienvälisen vedyn määräksi saatiin ensimmäisissä arvioissa noin yksi vetyatomi kutakin kuutiosenttimetriä kohden. Maan päällä tämä on suunnilleen tyhjiö, mutta avaruuden pitkällä välimatkoilla EUV-säteilyn tiellä on niin paljon esteitä, että tämä määrä muodostaisi lähes läpäisemättömän seinän.

EUV- ja XUV-alueen näkyvyysrajat, kun tähtienvälisen kaasun keskitiheys on 0.1 tai 0.01 atomia kuutiosenttimetrissä.

EUV-alueen tutkimuskohteita on piirretty ns. HR-diagrammaan, jossa vaakakselilla on kohteen lämpötila ja pystyakselilla kohteen kirkkaus aurinkoon verrattuna.

Myöhemmissä arvioissa vedyn määrää on kuitenkin laskettu alaspäin. Nykyään arvellaan, että vetyatomien keskimääräinen tiheys Auringon lähiympäristössä on noin 0.1-0.01 atomia/cm³. Tämä on vain keskimääräinen arvio. Kaasu on todellisuudessa jakautunut epätasaisesti. Paikoin voi olla tiheitä pilviä, mutta paikoin voi olla pitkällekin hyvin harvaa kaasua.

Oheisessa piirroksessa on esitetty arvio XUV- ja EUV-alueiden näkyvyydelle eri aallonpituuksilla. Heti 91.2 nm alapuolella voi näkyvyys olla vain joitakin parsekeja (1 pc = 3.26 valovuotta), mutta EUV:n alarajalla nähdään jo satojen parsekien päähän. Esimerkiksi 300 pc säteellä meistä on yli 100 000 tähteä, joissa varmasti riittää tutkittavaa myös EUV-alueella.

Röntgensäteilyn alueella voidaan tutkimukset ulottaa Linnunradan ulkopuolelle. Samoin suoraan Linnunradan tasosta ylös- ja alaspäin voidaan ehkä EUV-alueellakin nähdä galaksimme ulkopuolisia kohteita.

EUV-alueen tähtitaivas

Millaisia kohteita äärimmäisen ultraviolettisäteily voisi nähtäväksemme tarjota? Kaikkien kohteiden täytyy olla hyvin kuumia. Tähtien lähettämän säteilyn huippukohdan sijainti riippuu tähden lämpötilasta (ks. Tapio Markkasen artikkeli infrapunatähtitieteestä). Säteilyn huippu sattuu EUV-alueelle, jos kappaleen lämpötila on muutaman kymmenentuhannen ja muutaman miljoonan kelvinin välillä.

Esitämme seuraavassa mahdollisia EUV-säteilijöitä.

Planetaaristen sumujen keskustähdet. Planetaarinen sumu on normaali vaihe tähtien kehityksessä. Tähden ulkokerrokset puhaltuvat avaruuteen, ja näkyviin tulee tähden keskusta. Sen pinta voi olla lämpötilaltaan jopa 200 000 K, joten sen pitäisi säteillä voimakkaasti EUV-alueella. Tähti kuitenkin jäähtyy nopeasti, joten tämä kehitysvaihe tähden elämässä on lyhyt ja tällaisten tähtien määrä Auringon ympäristössä pieni.

O- ja B-alikääpiöt. Eräät kuumat siniset tähdet muistuttavat ominaisuuksiltaan planetaaristen sumujen keskustähtiä, mutta niiden ympärillä ei ole sumuja. Tähtiä sanotaan O- ja B-alikääpiöiksi, ja ne voivat olla välivaihe tähtien kehittyessä planetaarisista sumuista valkoisiksi kääpiöiksi.

Valkoiset kääpiöt. Auringonkaltaisten tähtien kehityksen tavallinen päätepiste on valkoinen kääpiö, hyvin tiheä ja kuuma tähti. Vaikka valkoiset kääpiöt ovat näkyvän valon alueella

hyvin heikkoja, EUV-alueella niiden pitäisi säteillä voimakkaasti. Neljästä ensimmäisestä havaitusta EUV-lähteestä kaksi onkin valkoista kääpiötä (Feige 24 ja HZ 43).

Neutronitähdet. Neutronitähti on valkoista kääpiötä vielä paljon tiheämpi ja pienempi tähti. Neutronitähti havaitaan taivaalla tavallisesti radiosäteilyä sykkivänä pulsarina. Pulsarit ovat ainakin syntyessään (kun raskaan tähden sisäosat luhistuvat kasaan) hyvin kuumia joskin ne jäähtyvät nopeasti.

Kaikissa yllämainituissa kohteissa EUV-säteily tulee itse tähden pinnalta lämpösäteilyinä. EUV-säteilyä voi tulla myös tähden kaasukehästä tai tähteä ympäröivästä ainekiekosta, kuten seuraavassa näemme.

Tähtien korona. Auringon kaasukehän uloin osa, korona, on lämpötilaltaan useita miljoonia asteita. Sen on havaittu säteilevän äärimmäisessä ultraviolettialueella. Jos lähitähdillä on samanlainen (tai ehkä vielä voimakkaampi) korona, se voisi olla havaittavissa.

Flare-tähdet. Auringossa esiintyy voimakkaita purkauksia, ns. flareja tai "roihuja", jolloin säteilyn voimakkuus lähes räjähdysmäisesti kasvaa. Taivaalta on löydetty erityisiä flare-tähtiä, jotka ovat yleensä heikkoja, mutta ajoittain purkautuvat voimakkaasti. Yhdestä flare-tähdessä (Proxima Centaurista) on jo havaittu EUV-säteilyä.

Kääpiönovat. Novien ajatellaan olevan kaksoistähtiä, joissa suuremmasta tähdessä virtaa pienempään tähteen jatkuvasti ainetta, joka aika ajoin sytyy räjähtäen palamaan. Räjähdys näkyy Maassa novan kirkastumisena. Kääpiönova, jossa toinen osapuoli on valkea kääpiö, voi säteillä purkauksissa EUV-säteilyä. SS Cygni onkin havaittu EUV-lähteeksi.

Yllä on lueteltu sellaisia järjestelmiä, jotka melko varmasti lähettävät äärimmäistä ultraviolettisäteilyä. Kun tähtitieteessä on aiemmin avautunut uusi aallonpituuskaista, ovat mielenkiintoisimmat havainnot yleensä olleet odottamattomia. Siksi EUV-aluekin voi pitää piilossa monenlaisia yllätyksiä.

Tähänastiset tulokset

Äärimmäisen ultraviolettialueen pioneereja olivat amerikkalaisen Kalifornian yliopiston tähtitieteilijät. Stuart Bowyerin johtama tutkimusryhmä teki maailman ensimmäiset EUV-havainnot heinäkuussa 1975 Apollo-Sojuz-lennon yhteydessä.

Apollon ja Sojuzin yhteislento kesti

Apollo-Sojuz-lennolla 1975 oli Yhdysvaltain Apollo-aluksella ensimmäinen EUV-alueen teleskooppi, joka kuvassa on laboratoriotesteissä. (Kuva Space Sciences Laboratory, University of California, Berkeley)

kolme päivää, ja tämän jälkeen Apollo viipyi vielä puolisen viikkoa avaruudessa tehden tieteellisiä kokeita. Yhtenä kokeena oli EUV-havaintojen teko.

Bowyerin tutkimusryhmä oli rakentanut lennolle ns. Wolter-tyyppisen EUV-teleskoopin. Nimensä kaukoputki on saanut keksijänsä saksalaisen Hans Wolterin mukaan. Koska EUV-säteily ei heijastu peilistä takaisin, vaan imeytyy peiliin, täytyy kaukoputki suunnitella toisenlaiseksi kuin näkyvän alueen teleskoopit.

Wolter-teleskooppi perustuu ns. hiipaisevaan heijastukseen. Jos säde kohtaa peilin hyvin loivassa kulmassa, se saadaan heijastumaan. (Samaa menetelmää käytetään röntgenteleskoopeissa, ks. Kalevi Mattilan artikkeli röntgentähtitieteestä.)

Apollo-lennon teleskoopissa oli sisäkkäin neljä "ämpäriä", joista kunkin sisäpinta oli kiillotettu peiliksi. Peilit heijastivat kuvan yhteiseen poltopisteeseen, johon voitiin asettaa yksi viidestä erilaisesta ilmaisimesta. Ne

Näkyvän valon alueella Sirius A on paljon kirkkaampi kuin Sirius B, mutta jälkimmäinen on paljon voimakkaampisäteilijä äärimmäisessä ultraviolettivalossa. (Kuva Lickin observatorio)

Yhdysvaltain EUVE-tekokuu lähetetään kartoittamaan taivasta vuosikymmenen lopulla. (Kuva F. Malina, Kalifornian yliopisto)

kattoivat koko EUV-alueen aallonpituusvälin noin neljästä sataan nanometriin.

Apollo-teleskooppi toimi hyvin, mutta sillä voitiin tehdä valitettavan vähän havaintoja. Kaukoputkella tarkasteltiin noin neljäkymmentä etukäteen valittua taivaan kohtaa, joissa oli ylempänä lueteltuja mahdollisia EUV-lähteitä.

Laite tuotti tuloksen neljän lähteen kohdalla. Havainnoista löydettiin ensiksi HZ 43 -niminen valkoinen kääpiö, jonka lämpötilaksi saatiin noin 110 000 K. Toinen havaittu valkoinen kääpiö, Feige 24, on pinnaltaan hieman viileämpi, alle 90 000 K.

Havaintojen myöhemmässä käsittelyssä löydettiin Aurinkoa lähinnä olevan tähden Proxima Centaurin EUV-säteily. Tähti on pieni kääpiötähti, jossa esiintyy flare-purkauksia.

Neljäs havainto tehtiin SS Cygni-kääpiönovasta, joka sattui purkaukseen juuri Apollo-lennon aikana.

Viidentenä havaittuna EUV-lähteenä mainitaan kirjallisuudessa Sirius B, Siriuksen pieni seuralainen. Varsinaisella EUV-alueella sitä ei kuitenkaan ole nähty, vaan havainnot on tehty XUV:ssa ja UV-alueella.

Näemme että tähän asti löydetty EUV-kohteet ovat laskettavissa yhden käden sormilla.

EUV-taivas kartoitetaan

Ensimmäinen merkittävä tapahtuma äärimmäisen ultraviolettialueen tutkimuksessa sitten Apollo-Sojuz-lennon

koetaan kesällä 1983. Silloin avaruuteen lähetetään Länsi-Euroopan avaruusjärjestön Exosat-tekokuu.

Exosat on tarkoitettu lähinnä röntgenkohteiden tutkimiseen (ks. röntgentähtitieteen yhteydessä oleva laatikko). Sen aallonpituusalue ulottuu kuitenkin EUV:iin asti. Ensimmäisenä tekokuuna se pystyy ottamaan tarkkoja kuvia ja spektrejä 6 ja 30 nm välisellä alueella.

Exosatin suunniteltu toiminta-aika on kaksi vuotta, mutta sen toivotaan antavan tuloksia vuoteen 1986 asti. Exosatin toiminta-ajan loppuessa lähettää Yhdysvallat oman EUV-tekokuunsa. Sen nimi on EUVE (Extreme UV Explorer), ja sen on suunnitellut sama Kalifornian yliopiston tutkimusryhmä, joka rakensi Apollo-Sojuz-lennon EUV-kaukoputken.

EUVEssa on neljä eri teleskooppia, jotka kaikki ovat melko pieniä Wolter-kaukoputkia. Tekokuu pyörii Aurin-gosta pois päin osoittavan akselin ympäri, ja sivullepäin suunnatut kolme kaukoputkea pyyhkivät joka pyörähdyksellä taivaan ympäri kapeaa kaistaa myöten. Puolessa vuodessa kaukoputket saavat kartoitetuksi koko taivaan. Neljäs kaukoputki osoittaa pois päin Aurin-gosta, ja sitä voi käyttää joidenkin kohteiden tarkempaan tutkimiseen.

EUVEN toiminnan loppuessa lähetetään taas uusi eurooppalainen röntgen-tekokuu Rosat. Siinä on röntgenalueen havaintoja varten suurin tähänastinen Wolter-kaukoputki, jonka läpimitta on peräti 80 cm. Se on siten suurempi ja herkempi kuin Yhdysvaltain maineik-

Tarkin EUV-tekokuu on 1987 lähetettävä saksalainen Rosat.

kaan Einstein-observatorion vastaava teleskooppi.

Päätökokuun lisäksi Rosatissa on Englannissa rakennettava XUV- EUV-kaukoputki, joka tarkkailee taivasta samalla aallonpituusalueella kuin Exosatin teleskoopit (5-30 nm). Rosat kartoittaa ensimmäisenä toimintavuotenaan koko taivaan, ja sen jälkeen sen kaukoputkilla tehdään tarkempia havaintoja yksittäisistä kiintoisista kohdista.

Tämän vuosikymmenen loppuun mennessä äärimmäisen ultraviolettialue voi tarjota tutkijoille yhtä paljon mielenkiintoa — ja päänvaivaa — kuin röntgenalue tällä hetkellä.

Heikki Oja

RÖNTGENTÄHTITIEDE

Tähtitieteessä tehtiin 1960-luvulla monia yllättäviä ja urauurtavia löytöjä. Keksittiin kvasaarit, pulsarit, 3 K mikroaaltotaustasäteily ja tähtien välisen molekyylin radiosäteily. Näiden "nykyajan tähtitieteen ihmeiden" joukkoon kuuluvat epäilemättä myös röntgensäteilylähteet, joista (aurinon jälkeen) ensimmäinen — Scorpius X-1 — löydettiin vuonna 1962. Tämän ensimmäisen yllättävän löydön jälkeen kuluneina 20 vuotena on röntgenlähteiden luku noussut jo yli tuhannen. Monien niiden fyysikaalinen luonne on jo onnistuttu selvittämään; joukossa on tavallisia pääsarjan tähtiä kuten aurinko, lähekkäisiä kaksoistähtiä, pulsareita ja supernovien jäännöksiä, taval-lisia ja poikkeavia galakseja, galaksi-joukkoja. Vielä arvoituksellinen Cyg X-1 sisältää mahdollisesti mustan aukon. Kuten nähdään tarjoavat röntgen-havainnot aineistoa mitä moninaisimista tähtitaivaan kohteista. Röntgentähtitiede muodostaakin jo oleellisen ja elimellisen osan nykyajan tähtitieteellisestä tutkimuksesta. Sen antama kuva tähtitaivaasta poikkeaa kuitenkin varsin paljon optisesti, siis näkyvän valon avulla saadusta kuvasta. Mutta näin-hän on asianlaita myös ihmisistä otetuissa röntgenkuvissa: harvapa meistä taitaa ensi silmäyksellä tunnistaa itsensä omasta kallonröntgenkuvastaan!

Röntgenin salaperäiset säteet

Vuonna 1895 tutki Wilhelm Conrad von Röntgen laboratoriossaan Würzburgissa tuolloin vastikään löydettyjen katodisäteiden aiheuttamaa fluoresenssisäteilyä, joka lähtee putken seinämisistä katodisäteiden osuessa niihin. (Katodisäteet ovat elektroneja, joille on annettu suuri nopeus kiihdyttämällä niitä katodisädeputken katodin ja anodin välille kytketyn jännitteen avulla, joka on tyypillisesti muutamia tuhansia voltteja.)

Engil A. Hylleraas kuvaa mainiossa kirjassaan "Atomit" (WSOY 1953) Röntgenin keksintöä seuraavasti: "Hänen päähänsä palkahti asettaa katodisäteiden tielle tiheämpiä aineita, esim. raskaista metalleista tehtyjä antikato-deja. Silloin tapahtui jotakin merkil-listä. Antikatodi alkoi säteillä sellaisia säteitä, joita hän ei voinut suorastaan nähdä, mutta jotka saivat (fluorisoi-vaan) sinkkisulfidivarjostimeen osues-saan tämän loistamaan. Jos hän piti

kättään varjostimen edessä, niin tuli näkyviin käden luusto. Säteet tunkeu-tuivat käden lävitse, mutta luuaine heikensi niitä huomattavasti, niin että luut ja nikamat näkyivät tummina varjoina."

Keksinnöstään Röntgen sai vuonna 1901 kaikkien aikojen ensimmäisen Nobelin fysiikan palkinnon. Tosin vasta Max von Laue sekä isä ja poika Bragg osoittivat vuosina 1912–1913, että röntgensäteet ovat valon tavoin sähkömagneettista aaltoliikettä, ja mit-tasivat niiden aallonpituuden, joka on tyypillisesti yhden ångströmin luok-

ja lyhytaaltoisessa gammasäteiden alue. Pehmeäksi röntgensäteilyksi sa-notaan aluetta 100–1 Å (10–0.1 nm) ja kovaksi 1–0.1 Å (0.1–0.01 nm).

Samoin kuin radioaallot, niin myös röntgensäteet keksittiin ensin fysiikan laboratoriossa, otettiin nopeasti laa-jaan teknilliseen käyttöön ja vasta paljon myöhemmin niitä löydettiin niin sanoaksemme "luonnosta", aurinon ja muiden luonnollisten "röntgen-putkien" (tai vastaavasti "radiolähteti-mien") synnyttämänä.

Röntgenalueen observatoriot

Avaruudesta tulevaa röntgensäteilyä ei voida havaita maan pinnalta, koska röntgensäteet imeytyvät täysin jo hyvin pieniinkin ainekerroksiin. Tämän vuoksi röntgenalueen havaintolaitteet on vietävä ilmakehän ulkopuolelle tai ainakin sen ylimpiin kerroksiin.

Ensimmäiset röntgenlähteiden ha-vainnot tehtiin raketeista ja ilmapal-loista. Niitä käytetään vieläkin, mutta niillä on omat rajoituksensa. Raketeilla saavutetaan vain muutaman minuutin havaintoaika. Ilmapalloilla havainto-aika on tosin pitempi — muutamia tunteja — mutta niillä päästään vain noin 40 km korkeuteen asti, mikä rajoittaa havainnot vain koviin rönt-gensäteisiin, yli 15 keV:n alueelle. Suurin merkitys röntgentähtitieteelle onkin ollut satelliiteista tehdyillä ha-vainnoilla. Eräitä satelliitteja on omis-tettu pelkästään röntgenlähteiden ha-vainnoille. Näistä tärkeimpiä ovat olleet amerikkalaiset Uhuru, HEAO 1 ja HEAO 2 (= "Einstein") sekä englantilainen Ariel 5. Myös useis-sa muissa satelliiteissa on ollut mu-kana röntgenalueen havaintolaitteita. Niinpä miehitetty avaruusasema Skylab oli erinomaisesti varustettu aurinon röntgensäteilyn tutkimista varten.

Oheisessa taulukossa on luettelo tärkeimmistä röntgenhavaintoihin käy-tetyistä satelliiteista. Runsaan kahden vuoden ajan (1978–1981) oli toimin-nassa HEAO 2. Se sai nimen Einstein-observatorio pian satelliitin läh-dön jälkeen sattuneen Albert Einsteinin 100-vuotissyntymäpäivän (14.3. 1979) kunniaksi. Se ylitti suorituskyvyltään niin valtavasti kaikki aikaisemmat röntgentähtitieteen havaintolaitteet, että sen merkitystä röntgentähtitietee-le voidaan hyvällä syyllä verrata Mt.

Kuva 1. Look pleasant ("Hymyileä"). Mitä Life ajatteli röntgensäteiden keksimisestä. (Huomautettakoon, että kuva julkaistiin kauan ennen kuin aurinon lähet-tämistä röntgensäteistä tiedettiin mi-tään!)

Einstein-observatorio (taiteilijan näkemys) teki maata kiertävältä radaltaan n. 500 km korkeudesta kahden ja puolen vuoden ajan havaintoja tähtitaivaan röntgensäteilylähteistä. Se oli kooltaan 6.7 m x 2.4 m ja painoi 3175 kg. Einstein-observatorion röntgenkaukoputkella voittiin havaita 1000 kertaa heikompia röntgenlähteitä kuin millään aikaisemalla havaintolaitteella. Sen merkitystä röntgentähtitieteen kehitykselle voidaan hyvällä syyllä verrata Mt. Palomarin 5 m teleskoopin merkitykseen optiselle tähtitieteelle. Piirroksen taustana on Einstein-observatorion ottama kuva Andromedan galaksista (M31), jossa erottuu suuri joukko erilisiä röntgenkohteita.

Palomarin 5 metrin teleskooppiin, joka neljännesvuosisadan ajan johti optisen tähtitieteen kehitystä.

Röntgen-kaukoputket

Röntgenalueen kaukoputket ovat rakenteeltaan sangen paljon optisista kaukoputkista poikkeavia. Tämä johtuu siitä, että röntgensäteiden taitekerroin väliaineessa on pienempi kuin 1, sekä röntgensäteiden voimakkaasta absorptiosta missä tahansa väliaineessa. Tämän vuoksi on mahdotonta rakentaa linssikaukoputkia eli refraktoreita röntgenalueelle. Myöskään tavallisia peilikaukoputkia ei voida käyttää, koska röntgensäteet eivät heijastu likimain kohtisuorasti kohtaamastaan pinnasta vaan imeytyvät siihen. Mutta jos röntgensäteet kohtaavat pinnan melkein pinnan suuntaisesti (kulma alle 2°; tätä kutsutaan hipaisevaksi heijastumiseksi) tapahtuu kokonaisheijastus. Tämä ilmiö on käyttökelpoinen pehmeille röntgensäteille aina 10 keV:iin saakka. Heijastavat pinnat on hiottava ja kiillotettava hyvin tarkasti, johtuen röntgensäteiden lyhyestä aallonpituudesta. Vaatimukset ovat huomattavasti suuremmat kuin optisissa kaukoputkissa.

Tähän asti toteutetuista röntgenteleskooppeista on parhaaksi tyypiksi osoittautunut paraboloidisesta ja hyperboloidisesta pinnasta kokoonpantu yhdistelmä: Tämän esitti H. Wolter v. 1952 tutkimuksessa, jossa hän tarkasteli mahdollisuutta valmistaa röntgenalucella toimivaa mikroskooppia. Kaavakuva tästä systeemistä on esitetty kuvassa 2. Röntgenteleskoopin peilinä on hitaasti ohenevan lieriön sisäpinta. Alkuosa pinnasta on osa pyörähdysparaboloidia ja loppuosa on hyperboloidin muotoinen. Sopivilla kaihtimilla saadaan aikaan, että jokainen polttotasoon asti pääsevä säde on heijastunut kummastakin osapinnasta. Tällaisella teleskoopilla on mahdollista saada muutaman kaarisekunnin erotuskyky neliöasteen suuruisen näkökentän yli. Teleskoopin tehollisen aukon lisäämiseksi asennetaan useita paraboloidi-hyperboloidi-putkia sisäkkäin siten että niiden polttopisteet yhtyvät.

Einstein-observatorion teleskoopissa oli neljä sisäkkäistä heijastavaa pintaa. Vaikka teleskoopin aukko oli vain 58 cm, siinä oli yhtä paljon kiillotettua optista pintaa kuin Mount Wilsonin 2.5 metrin läpimittaisen teleskoopin peilissä!

Edellä kuvatus kaltaisia varsinaisia

Röntgensatelliitti Uhuru.

TAULUKKO 1. TARKEIMMÄT RÖNTGENHAVAINTOIHIN KÄYTETYT SATELLIITIT.

Satelliitti	Laukaisu-päivämäärä	Maa	Massa	Tutkimuslaitteet/tehtävät
SAS-1 = "Uhuru"	12.12. 1970	USA	143 kg	Ensimmäinen koko taivaan röntgenlähteiden kartoitus
Skylab	14.5. 1973	USA	80 000 kg	Röntgenteleskooppi auringon röntgensäteilyn tutkimiseksi
ANS-A	30.8. 1974	Hollanti/ USA	130 kg	Röntgenteleskooppi lähteiden paikkojen määrittämiseksi. Spektrometri
UK-5 = Ariel-5	5.10. 1974	Englanti	135 kg	Koko taivaan kartoitus, spektri- ja polarisaatiotutkimuksia
SAS-3	7.5. 1975	USA	193 kg	Ekstragalaktiset lähteet. Galaktisten lähteiden muutosten monitorointi, erit. Sco X-1
HEAO-1	12.8. 1977	USA	2 552 kg	Taivaan kartoitus Uhurua heikompaa rajakirkkauteen, lähteiden paikkojen mittaaminen
HEAO-2 = "Einstein"	13.11. 1978	USA	2 660 kg	Röntgenteleskooppi, spektrometri
UK-6 = Ariel-6	2.6. 1979	Englanti	152 kg	Spektri- ja aikavariaatiotutkimukset

röntgenkaukoputkia on käytetty vasta vähän aikaa. Karkeamman suuntaerotuskyvyn aikaansaamiseksi käytettiin aikaisemmissa rakettikokeissa ja satelliiteissa (esim. Uhurussa) eri tyyppisiä *kollimaattoreita*. Niillä oli mahdollista saavuttaa parhaissa tapauksissa muutaman kaariminuutin suuntatarkkuus. Nämä ovat varjostimia joilla yksinkertaisesti peitetään säteilynlähteen näkyvistä suurin osa taivaasta ja jätetään vapaaksi vain halutun suuruinen alue. Tavallisin varjostimen ra-

kenne on poikkileikkaukseltaan suora-kaiteen muotoisista putkenkappaleista kokoonpantu ritilä, joka asetetaan välittömästi säteilynlähteen eteen. Tällainen on esitetty kuvassa 4. Pyyhkäisemällä yli lähteen kahdessa koordinaatissa voidaan tällaisen kollimaattorin avulla määrätä lähteen koordinaatit, mutta vain yhdelle lähteelle kerrallaan. Sen sijaan röntgenkaukoputki kuvaa yhdellä "valotuksella" kaikki näkökentässään (noin 1 neliöaste) olevat riittävän kirkkaat lähteet ja on

siten erittäin paljon tehokkaampi esim. uusia lähteitä etsittäessä tai laajojen pintakohteiden (esim. auringon) kar-toituksessa.

Röntgensäteilyn havaitseminen

Röntgensäteilyn ilmaisemiseen käytetyistä laitteista voidaan ensiksi mainita *valokuvauslevy tai -filmi*, jollaiselle varmaan jokaisen lukijankin jokin ruumiinosa on jo röntgensäteiden avulla kuvattu. Valokuvauslevyn etuna on hyvä erotuskyky (2–20 mikrometriä), haittana taas sen vähäinen herkkyys. Lisähaittana erityisesti satelliitteja ajatellen on se, että valokuvan käyttö edellyttää sen palauttamista takaisin maan pinnalle tutkittavaksi. Skylabin röntgenteleskoopilla otetut auringon kuvat otettiin filmille, jonka aluksen miehistö toi mukanaan takaisin maan pinnalle.

Useimmissa röntgentähtien havainnoissa on käytetty erilaisia laskureita: *Geiger-Müller-laskuria*, *verrannollisuuslaskuria* tai *tuikeilmaisinta*. Kaikilla näillä voidaan havaita saapuvat yksittäiset röntgenfotonit ja laskea niiden lukumäärä sekunnissa. Koska pyritään rekisteröimään mahdollisimman heikkojakin säteilylähteitä, on ilmaisimet rakennettava mahdollisimman suuriksi. Röntgentähtitieteessä käytetyt Geiger-Müller- ja verrannollisuuslaskurit rakennetaan tavallisesti suorakulmaisen laatikon muotoisiksi, jolloin yksi suurista sivuista muodostuu ohuesta kalvosta eli ikkunasta, jonka läpi havaittava röntgensäteily pääsee (kuva 5). Laatikon sisällä on harvaa kaasua ja sen keskellä on anodilanka (positiivisesti varattu), kun taas laatikon ulkoseinät muodostavat katodin (negatiivisesti varattu). Laskurin sisään ikkunan läpi tunkeutuva röntgensäteily kvantti (fotoni) ionisoi siellä olevia kaasumolekyylejä, jolloin vapautuu suuren energian omaavia elektroneja, jotka puolestaan ionisoivat lisää molekyylejä jne., jolloin syntyy elektronien ja positiivisten ionien vyörynmäinen kasvu. Elektronit kulkevat anodille ja positiiviset ionit katodille: syntyy siis sähkövirta. Kaasun aiheuttama vahvistus voidaan tehdä niin suureksi, että jokainen yksittäinen röntgenfotoni aiheuttaa virtasykäyksen.

Geiger-Müller-laskurissa on anodin ja katodin välillä suhteellisen suuri jännite (noin 750–1000 V), jolloin kaikki virtasykäykset ovat yhtä suuria

Kuva 2. Hipsevaan heijastukseen perustuvan röntgenteleskoopin rakenne H. Wolterin mukaan.

Kuva 3. Skylabin röntgenteleskooppi, joka on kuvassa 2 esitetyn periaatteen mukainen.

riippumatta saapuvan fotonin energiasta. Verrannollisuuslaskurissa elektrodien välinen jännite on pienempi (noin 250–500 V), jolloin virtasykäyksen suuruus (pulssin korkeus) on verrannollinen fotonin synnyttämien ioniparien lukumäärään, joka puolestaan riippuu saapuvan fotonin energiasta. Pulssikorkeusjakautuman perusteella voidaan siis päätellä röntgensäteilyn spektrin energijakautuma. Valitsemalla sopiva täytekaasun tiheys ja koostumus sekä ikkunan paksuus ja materiaali, saadaan laskuri herkistetyksi eri aallonpituusalueille.

Verrannollisuuslaskuria on mahdollista käyttää myös karkean kuvan rekisteröimiseen röntgenkaukoputkessa. Tällöin laskuriin pannaan yhden anodilangan asemesta useita rinnakkaisia yhdensuuntaisia lankoja. Saapuvan röntgenfotonin synnyttämät elektronit kulkevat pitkän sähkökentän voimaviivoja lähimpään anodilankaan. Näin saadaan yksi koordinaatti selville. Toinen, lankojen suuntainen koordinaatti saadaan selville rekisteröimällä signaali langan kummassakin päässä.

Signaalien voimakkuuksien suhteesta saadaan elektronien saapumiskohtalangalla selville. Tällaisen positioherkän verrannollisuuslaskurin avulla on mahdollista saada noin 1 mm:n tarkkuus kummassakin koordinaatissa. Einstein-observatorion röntgenkaukoputkessa oli käytössä tällainen verrannollisuuslaskuri. Kun kaukoputken polttoväli on 340 cm, vastaa 1 mm yhden kaariminuutin erotuskykyä. Kuvakenttä on 1 neliöstä.

Tuikeilmaisimessa on ohut levy, joka on sellaista ainetta (esim. natriumjodidia), että se tuikkii kun siihen osuu röntgensäteilyä. Saapuvat röntgenfotonit iskevät kyseisen aineen atomeista irti elektroneja (valosähköinen ilmiö), jotka pysähtyvät käytännöllisesti katsoen kokonaan tuikeilmaisimessa ja luovuttavat saamansa energian näkyvän valon muodossa. Tämä näkyvä valo voidaan sitten rekisteröidä valomonistintukien avulla. Tuikeilmaisimella on käyttökelpoisin kovalle röntgensäteilylle, kun taas verrannollisuuslaskuri ja Geiger-Müller-laskuri sopivat paremmin pehmeälle röntgen-

Kuva 4. Ritilämuotoinen kollimaattori joka muodostuu poikkileikkaukseltaan suorakaiteen muotoisista putkista, joiden korkeus on h ja poikkipinta $a \times b$. Röntgensäteet jotka kohtaavat ritilän seinämän eivät pääse ilmaisimeen, joka sijoitetaan välittömästi ritilän alle.

Kuva 5. Kaavakuva kaasutäytteisestä verrannollisuuslaskurista. Ohut berylliumikkuna, jonka läpi röntgensäteily tulee, on tuukehikoiden varassa painettuna tiiviisti laatikon yläreunaa vasten. (Kuvassa ikkuna irrotettuna sisärakenteen näyttämiseksi).

säteilylle.

Lopuksi on vielä syytä mainita *kaksiulotteisista ilmaisimista*, joiden avulla voidaan saada röntgenkaukoputkia käytettäessä hyvä erotuskyky. Aikaisemmin tähän tarkoitukseen käytettiin valokuvausmulsioita, mutta se on epäherkkä eikä sovellu miehitettävissä observatorioissa käytettäväksi. Einstein-observatoriossa käytettiin ns. elektroni-kanava-monistinkenttää (electron channel multiplier array). Sen toimintaperiaate on sama kuin tuikeilmaisimessa. Se muodostuu suuresta määrästä rinnakkain asettuja ohuita putkia (läpimitta noin 0.1 mm), joiden sisäpinnasta röntgenfotonit iskevät irti elektroneja. Nämä elektronit kiihdytetään jännitteen avulla kulkemaan putkea pitkin, jolloin ne samalla irrottavat putkesta noin miljoonakertaisen määrän lisää elektroneja. Nämä elektronit synnyttävät valoa sopivassa tuikemateriaalissa, joka on putkien päässä. Näin siis röntgenkuva on muutettu näkyväksi kuvaksi, joka voidaan sitten televisiotekniikan välityksellä siirtää satelliitin maa-ase-

malle. Einstein-observatoriossa saavutettiin edellä kuvatulla menetelmällä noin 3" erotuskyky kuvakentän ollessa tässä tapauksessa 25".

Yhteenvetona voidaan todeta, että röntgentähtitieteessä tarvittava tekniikka on kautta linjan hyvin lähellä kehityksen eturintamaa. Asetetut tarkkuusvaatimukset ovat suuret, samoin kustannukset.

Heikoimmat röntgenlähteet, joita tähän mennessä on voitu havaita, ovat kirkkaudeltaan $1.3 \cdot 10^{-14}$ ergiä/cm² alueella 1–3 keV. Tämä Einstein-observatorion röntgenkaukoputkella saavutettu rajakirkkaus on lähes 1 000 kertaa heikompi kuin missään aikaisemmissa röntgenhavainnoissa ja miljoona kertaa heikompi kuin taivaan kirkkain lähde Sco X-1. Havainnollistaaksemme tämän edistysaskeleen merkitystä voimme verrata tilannetta optiseen tähtitieteeseen: kerroin 1 000 rajakirkkaudessa vastaa 7.5 magnitudia rajasuuruusluokassa ja vastaa suunnilleen siirtymistä 15 cm:n kaukoputkesta 5 metrin kaukoputkeen! Kun otamme huomioon, että tällä hetkellä röntgen-

alueessa voidaan havaita yhtä kaukaisia kohteita, esim. galaksijoukkoja ja kvasareja, kuin optisessakin tähtitieteessä, niin voidaan liioittelematta sanoa, että röntgentähtitiede on käynyt läpi alle 20 vuodessa saman kehityksen kuin optinen tähtitiede 300 vuodessa Galilein ensimmäisistä kaukoputkihavainnoista nykypäivään.

Röntgentähtitieteen johtava tutkimusryhmä on Riccardo Giacconin ryhmä, joka aloitti toimintansa American Science and Engineering -yhtiössä ja laajeni myöhemmin Harvard-Smithsonian Center for Astrophysicsin piiriin (Boston, USA). Tämä ryhmä rakensi sekä Uhuru- että Einstein-observatoriot ja se myös löysi (aurion jälkeen) ensimmäisen röntgenlähteen Sco X-1:n vuonna 1962.

Alkuvaiheita: Sco X-1:n tarina

Aurinko oli ensimmäinen tähtitaivaan kohde, jonka havaittiin säteilevän röntgenalueella. Tämä tapahtui vuonna 1948 jolloin Burnight käytti V-2-rakettia valokuvausmulsion kuljettamiseen 110 km korkeuteen. Muutamien minuutin kestänyt säteilytys (valolta suojatussa kotelossa) tässä korkeudessa riitti mustuttamaan filmin, ja Burnight päätteli että syynä oli auringon röntgensäteily. Auringosta tuleva röntgensäteily oli varsin voimakasta, noin miljoona fotonia neliösenttimetrillä ja sekuntia kohden.

Arviot, joita seuraavina vuosina tehtiin mahdollisten muiden röntgensäteilylähteiden havaittavuudesta, päätyivät niin alhaisiin lukuihin kuin tuhannesosa fotonia/cm², siis vain miljardiossa auringon säteilystä. Tässä oli siis huomattava mittalaitteiston herkkyyden parantaminen tarpeen! Näin heikkojen röntgenlähteiden havaitseminen ei olisi ollut mahdollista 1960-luvun alussa käytettävissä olevilla välineillä. Niinpä Giacconin johtama tutkijaryhmä pyrki pääsemään alkuun auringon ulkopuolisen röntgentähtitieteen alalla otti ensimmäisen havaintoyrityksensä kohteeksi kuun, jonka odotettiin säteilevän röntgenalueella sen vuoksi, että auringosta tulevat elektronit jarruuntuvat kohdastaan sen pinnan. Oleellinen tekijä herkkyyden lisäämisessä on ilmaisimen pinta-alan suurentaminen. Ryhmän onnistuikin kehittää Geiger-Müller-laskuri jonka mica-ikkunan tehollinen pinta-ala oli 10 cm² eli kymmen-

Kuva 6. Sco X-1:lle v. 1966 mitattu mahdollinen paikka: kaksi suorakaideetta piirrettyä Palomar Sky Atlaksen sinimerkkinä valokuvan päälle. Sco X-1:n optinen vastine on merkitty nuolella.

kertainen siihenastisiin laskureihin verrattuna. Ilman kollimaattoria käytettynä tämän ilmaisimen näkökenttä oli noin 140°. Keskiyöllä kesäkuun 12. p:nä 1962 tapahtunut raketin toinen lähtöyritys onnistui ja vei havaintolaitteen 230 km:n korkeuteen. Havaintoaikaa oli käytettävissä 350 sekuntia. Raketin pyöriessä siitä sivulle katsova röntgenilmaisim pyyhki yli koko taivaan. Lähellä etelän suuntaa laskurin lukemissa esiintyi suuri maksimi, jonka leveys vastasi ilmaisimen 140 asteen näkökenttää. Tämän maksimin suunta ei kuitenkaan vastannut kuun suuntaa ja oli sitä paitsi kerta-lukua korkeampi kuin kuun röntgensäteilylle laskettu arvio. Havaitun säteilylähteen kirkkaus oli nimittäin noin 5 fotonia /cm²s. Jos oletettiin että kyseessä oli läheisten tähtien etäisyydellä oleva kohde (etäisyys noin 30 valovuotta) niin sen todellisen röntgensäteilytehon täytyisi olla 100 miljoonaa (10⁸) kertaa suurempi kuin auringolla! Tämän kaltaisen kohteen olemassaoloa ei ollut osattu odottaa minkään aikaisempien havaintotulosten tai teoreettisten ennustusten perusteella. Tämän havaintotuloksen tarjoama hämmästyttävä näköala ei siis ollut pääasiassa siinä että nyt oli löydetty ensimmäinen auringon ulkopuolinen röntgenlähde, vaan siinä että tämän lähteen voimakkuus ylitti valtavasti kaikki ennakkolaskelmat.

Sama rakettkoe antoi toisenkin hämmästyttävän tuloksen: yli koko taivaan oli havaittavissa taustasäteilyä jonka intensiteetti ei riippunut havaintosuunnasta. Tämän isotrooppisen röntgentaustasäteilyn oli myöhemmin todettu olevan peräisin ekstragalaktisesta (Linnunradan ulkopuolisesta) avaruudesta, ja sen synnille on olemassa kaksi kilpailevaa selitystä: galaksienvälisen kuuman kaasun emissio tai lukuisien heikkojen erillisten lähteiden yhteenlaskettu säteily.

Muutamia kuukausia myöhemmin sai toinenkin USA:ssa toimiva, H. Friedmanin johtama röntgentähtitieteen ryhmä havaintolaitteensa valmiiksi ja saattoi varmistaa Giacconin ryhmän havaintotuloksen. Tämän lisäksi he saattoivat parempaa kulmaerotuskykyään käyttäen paikallistaa lähteen noin 5° tarkkuudella. Se sijaitsi Skorpionin tähtikuviassa ja sai nimekseen tämän mukaisesti Sco X-1 (= Skorpionin X-säde lähde n:o 1). Lähteen läpimitalle Friedmanin ryhmä sai ylärajan 5°.

Seuraavina vuosina onnistuttiin Sco X-1:n koordinaatit määrittämään yhä kasvavalla tarkkuudella erilaisia mekaanisia kollimaattoreita käyttäen. Ratkaiseva oli Giacconin ryhmän vuonna 1966 tekemä mittausta, jossa lähteen läpimitan ylärajaksi saatiin 20'' ja lähteen paikalle kaksi mahdollista vaihtoehtoa:

$$\begin{aligned} \text{joko } \alpha &= 16^{\text{h}}17^{\text{m}}7^{\text{s}} \pm 4^{\text{s}}, \\ \delta &= -15^{\circ}30'54'' \pm 30'' \quad (1950.0) \\ \text{tai } \alpha &= 16^{\text{h}}17^{\text{m}}19^{\text{s}} \pm 4^{\text{s}}, \\ \delta &= -15^{\circ}30'20'' \pm 30'' \quad (1950.0) \end{aligned}$$

Nämä paikat virherajoiheen on esitetty risteillä ja niitä ympäröivillä suorakaiteilla kuvassa 6. Kuvassa käytetty valokuva on Mount Palomarin Sky Atlaksesta otettu ja sen rajasuuruusluokka on noin 20 mag. Sco X-1:n röntgenalueessa havaitun spektrin pe-

rusteella oli mahdollista arvioida että kyseisen lähteen optisen suuruusluokan täytyisi olla vähintään 13. Virherajojen sisällä esiintyikin vain yksi näin kirkas tähti, kuvassa nuolella merkitty. Odotusten mukaisesti se oli poikkeuksellisen sininen tähti. Fotometriset mittaukset osoittivat sen muuttuvaksi tähdeksi, amplitudin ollessa muutamia prosentteja minuuttien kuluessa ja magnitudin verran päivässä. Kun tähden spektri oli lisäksi erikoinen sisältäen mm. vedyn ja heliumin emissioviivoja, näiden tulosten perusteella voitiin vetää se johtopäätös, että Sco X-1:n optinen vastine oli onnistuttu tunnistamaan. Tähden etäisyyden alarajaksi on voitu arvioida 200 pc. Toisaalta sen pieni säteisnopeus ja tähdelle tyypillinen spektri osoittavat ettei kyseessä voi olla Linnunradan ulkopuolinen kohde.

Tähtitaivaan röntgenlähteet

Auringon jälkeen kirkkain röntgensäteilylähde Scorpius X-1 keksittiin rakettilennolla v. 1962. Samalla lennolla havaittiin myös jo tasaisesti yli koko taivaan jakautunut röntgentaustasäteily. Samana ja seuraavana vuonna R. Giacconin (Massachusetts Institute of Tech-

nology) ja H. Friedmanin (Naval Research Laboratory) tutkimusryhmien tekemissä uusissa raketthavainnoissa löydettiin Härän ja Joutsenen voimakkaat röntgenlähteet, Taurus X-1 ja Cygnus X-1, joista ensiksi mainittu voitiin pian identifioida vanhaksi tutuksi Äyriäissumuksi. Vuoteen 1966 mennessä tunnettiin jo noin 30 meidän linnunratajärjestelmäämme kuuluvaa röntgenlähettä. Samana vuonna kek-

sittiin ensimmäinen ekstragalaktinen lähde Virgo X-1 joka voitiin identifioida elliptisen galaksin M 87 kanssa. Rakettilentojen kuluessa oli mahdollista havaita röntgentähtitaivasta vain muutamien minuuttien ajan, joten koko taivaan kartoitus niiden avulla olisi vienyt kovin pitkän ajan.

Ensimmäisen röntgenalueessa havaintoja tekevän tähtitieteellisen satelliitin SAS-1:n laukaiseminen 12.12.

Uusia röntgentekokuita

Röntgentähtitiede, joka tutkii maailmankaikkeuden energisimpiä ja eksoottisimpia tapahtumia, on vetänyt jalkaansa seitsemän peninkulman saappaat ja loikannut aimo askeleen eteenpäin. Röntgentähtitieteen havaintokohteet ovat kuin parhaastakin sci-fi-kirjasta: on neutronitähti, supernovia ja mustia aukkoja.

Kosmiset röntgensäteet syntyvät levottomissa avaruuden osissa, missä elektronit kiihdytetään hyvin suuriin nopeuksiin tai kaasun lämpötila on miljoonia asteita. Näiden näkymättömien ultrakuumien kaasupilvien koko vaihtelee aina tähtien koronista miljoonien valovuosien suuruisiin jättiläispilviin, jotka verhoavat sisäänsä kokonaisia galaksiryhmiä. Meidän Linnunradassamme yleisimmät röntgenlähteet ovat kaksoistähti-järjestelmät: tiheät neutronitähdet imevät seuralaistensa kaasua, joka lämpenee n. 10 miljoonaan asteeseen lähettäen röntgensäteilyä. Jos neutronitähti ylittää kolmen auringon "painorajan", siitä tulee materiaa ahmiva musta aukko. Nyt seuralaisen kaasun katoa mustan aukon kintaan yhdensuuntaiselle matkalle ulos maailmankaikkeudestamme — jäähyväiset välittävät röntgensäteilyä.

Koska kosminen röntgensäteily pysähtyy viimeistään 30 km korkeudelle maan ilmakehässä, käytetään tämän säteilylajin tutkimiseen raketteja ja satelliitteja.

1980-luvun puolenvälin ainoa röntgensatelliitti ja jo viisi vuotta myöhässä oleva Exosat — European X-ray Observatory Satellite — laukaistaan kesällä 1983 ESA:n Ariane-kantoraketilla Kourousta, Ranskan Guya-

nasta. Jotta 500 kg painava Exosat pystyisi paikantamaan, mittaamaan ja tutkimaan n. 2000 röntgenlähettä 0.01-0.5 nm ja 6-30 nm aallonpituuksilla, kiertää satelliitti hyvin eksentrisellä radalla — alin piste on 300 km ja ylin 200 000 km. Kiertoaajan ollessa 4 päivää jää havainnoille, jotka tehdään van Allenin vyöhykkeiden ulkopuolella, aikaa n. 80 tuntia/kierto.

Exosat käyttää maata ja kuuta hyväkseen sekä paikantaessaan että tunnistessaan röntgenlähteitä. Spektrien mittaukset ja kohteiden lähempi tarkastelu tapahtuvat kahdella pienellä Wolter-I -teleskoopilla. ESA on aluksi päättänyt rahoittaa Exosatin toimintoja kahdeksi vuodeksi, mutta todennäköisesti rahoitus järjestyy aina vuoteen 1986 asti, jolloin satelliitin on määrä syöksyä maan ilmakehään.

Menestyksekkään amerikkalaisen Einstein-observatorion (HEAO 2) todelliseksi seuraajaksi rakentavat länsisaksalaiset kaksi tonnia painavan Rosatin. Tämä alkuvuodesta 1987 laukaistava röntgensatelliitti kuljettaisi mukanaan uudentyypin Wolter I-teleskoopin, joka olisi kolme kertaa herkempi kuin Einsteinissa käytetty. Rosatin pääteleskooppi näkisi 0.6-5 nm röntgenalueella, ja englantilaisten rakentama pienempi laajakulmateleskooppi tutkisi taivasta 5-30 nm aallonpituuksilla.

Rosatin tehtävänä on ensimmäisen puolen vuoden aikana kartoittaa yli 100 000 röntgenlähettä, jonka jälkeen seuraavat 18 kuukautta käytetään 10 000 mielenkiintoisimman kohteen lähempään tarkasteluun.

Amerikkalaiset ovat tähän asti saaneet näytellä pääosaa röntgentähtitieteessä, mutta näyttää siltä, että eurooppalaiset saavat 1980-luvulla astua tyhjälle näyttämölle tutkimaan näitä eksoottisia ja energisiä tapahtumia.

Juhani Karanka

Kesällä 1983 lähetetään kiertoradalle eurooppalainen Exosat-tekkokuu, jossa on röntgen- ja EUV-alueen kaukoputkia. (Kuva Messerschmitt-Bölkow-Blohm).

Kuva 7. Tähtitaivas näkyvän valon alueella. Keskellä kirkas Linnuradan vyö. (Martin ja Tatjana Keskulan piirtämä, Lundin observatorio).

1970 merkittiin suurta harppausta eteenpäin. Tämä Uhuruksi (swahil. vapaus) ristitty satelliitti kartoitti seuraavien runsaan kahden vuoden kuluessa melkein koko taivaanpallon. Se havaitsi yhteensä 339 röntgensäteilylähdettä. Uhuru-luettelo (neljäs laitos) on täydellisin koko taivaan kattava röntgenlähteiden luettelo. Kuvassa 8 on esitetty röntgentähtitaivas tämän luettelon mukaisesti. Siinä on käytetty galaktista koordinaatistoa: Linnunradan ekvaattori kulkee vaakasuorassa keskellä, Linnunradan pohjoisnapa on ylhäällä, etelänapa alhaalla ja keskuksen suunta on kuvan keskipisteessä. Samoin kuin tähtikartoissa esittää kuvan 8 ympyröiden koko röntgenlähteiden kirkkauksia logaritmisessa asteikossa. Lähteiden paikat taivaalla voitiin mitata noin 0.5° tai paremmalla tarkkuudella. Karttaan on myös merkitty eräiden mielenkiintoisimpien lähteiden nimet.

Verrattaessa röntgentähtitaivasta paljain silmin havaittavaan tähtitaivaaseen (kuva 7) huomataan että myös röntgenalueessa lähteet ovat keskittyneet Linnunradan tasoon. Tämä pätee nimenomaan kirkkaisiin lähteisiin, kun taas heikot lähteet, joista suurin osa on ekstragalaktisia, ovat tasaisemmin jakautuneet yli koko taivaan.

Heikoimmat Uhurulla havaittavissa olevat lähteet antoivat 1.3 rekisteröintiä sekunnissa (counts per sec) Uhurun havaitsemassa 2–6 kiloelektronivoltin alueessa. Yksi Uhurun rekisteröinti sekunnissa vastaa 1.7×10^{-11} erg/cm²s eli 1.7×10^{-14} wattia/m² suuruisa säteilytehoa. Vertailun vuoksi voidaan tode-

ta että näkyvän valon alueessa tulee 13. suuruusluokan tähdestä saman verran säteilytehoa. Kirkkain röntgenlähde Sco X-1 antoi 20 000 rekisteröintiä sekunnissa Uhurun havainnoissa, mikä vastaa siis noin 3. suuruusluokan tähdestä näkyvän valon alueessa tulevaa tehoa.

Sen jälkeen kun Einstein-observatorio (HEAO 2) suuntasi röntgenkaukoputkensa taivaalle on löytynyt suuri määrä uusia lähteitä, jotka ovat jopa 1000 kertaa heikompia kuin Uhurun rajakirjaukset. Kahdessa koelähteessä joissa Uhuru ei havainnut yhtään lähdettä (Draco ja Eridanus) otettiin jopa 15 tunnin valotusajalla röntgenkuvia. Koko tutkittu alue oli suuruudeltaan 0.6 neliöastetta. Tältä alueelta löydettiin yhteensä 10 uutta röntgenlähdettä. Koska havaitut alueet eivät olleet mitenkään poikkeuksellisia, voitiin laskea että koko taivaalta olisi löydettävissä noin 100 000 röntgenlähdettä, jotka ovat kirkkaampia kuin 2.6×10^{-14} erg/cm²s, joka oli em. Einsteinin havaintojen rajakirjaukset. Näitä kaikkia lähteitä ei Einstein-observatoriosta tietenkään ehditty sen elinaikana havaitsemaan.

Taivaan taustakirjaukset pehmeän röntgensäteilyn alueessa 1 nm:n pitimillä aallonpituuksilla on n. 2–3 kertaa voimakkaampaa Linnunradan napojen suunnassa kuin tasossa. Tämä säteily syntyy Linnunradan tähtienvälisessä kaasussa, josta osa on hyvin suuressa lämpötilassa (n. 1 milj. astetta)

ja joka pallomaisten tähtijoukkojen tavoin täyttää suuren pallomaisen tilan Linnunradan ympärillä (ns. halo). Linnunradan tason suunnassa säteily on heikompaa koska se absorboituu välissä oleviin vetypilviin. Lyhyempi-aaltainen röntgentaustasäteily, jonka energia on yli 5 keV (aallonpituus alle 0.25 nm), on jakautunut täysin tasaisesti (isotrooppisesti) yli taivaan. Tässä aallonpituusalueessa Linnunradan tähtienväliset kaas- ja pölypilvet ovat täysin läpinäkyviä. Tämä isotrooppinen taustasäteily on peräisin kaukaa Linnunradan ulkopuolelta, ja sen alkuperästä on esitetty kaksi kilpailevaa teoriaa: (1) säteily syntyy kuumassa (~1–10 milj. astetta) galaksienvälisessä kaasussa; (2) säteily syntyy lukuisien kaukaisten kvasaarien ja muiden galaksien yhteisvaikutuksen tuloksena. Einstein-observatorion havainnot antoivat uutta valoa tähän kiistaan. Ne osoittivat että ainakin 30 % taustasäteilystä syntyy vaihtoehdon (2) mukaisella tavalla. Näyttää tällä hetkellä mahdolliselta, että lähes koko taustasäteily syntyy tällä tavalla.

Ryhdyimme nyt tarkastelemaan minikälaisia tähtitaivaan kohteita röntgenlähteet ovat. Taulukossa 2 on lueteltu eräitä kirkkaimpia tai muuten mielenkiintoisia lähteitä, joiden paikat on merkitty kuvaan 8. Viimeisessä sarakkeessa on ilmoitettu röntgenlähteen optinen vastine. Linnunradan voimakkaat röntgenlähteet ovat usein lähekkäisiä kaksoistähtiä tai supernovan jäännöksiä. Ekstragalaktisten röntgenlähteiden joukosta löytyvät tavalliset galaksit,

Kuva 8. Tähtitaivas röntgensäteilyn alueella (2–6 keV) Uhuru-satelliitin kartoittamana. Karttaprojektio sama kuin kuvassa 7.

radiogalaksit ja kvasaarit sekä myös galaksien muodostamat joukot. Näin ollen voidaan todeta, että röntgensäteily on hyvin yleistä mitä erilaisimmissa ja eri kokoisissa tähtitaivaan kohteissa, alkaen tavallisista tähdistä ja päättyen galaksijoukkoihin, jotka ovat maailmankaikkeuden suurimpia rakennesyksiköitä.

Röntgensäteilyn syntymekanismi ja absorptio

Käsityksemme siitä miten taivaan kappaleista tuleva röntgensäteily syntyy on tietenkin muodostunut yksityiskohtaisten havaintotulosten perusteella ja usein on ollut pakko kehittää uusia teoreettisia malleja, joita muuten ei olisi tullut ajatelleeksi. Asian ymmärtämisen kannalta on kuitenkin parempi antaa ensiksi yleiskuva röntgensäteilyn syntymekanismista, jotta seuraavissa kappaleissa esitettävät havaintotulokset saataisiin järjestetyksi oikeisiin puitteisiinsa.

Röntgenalue määritellään tavallisesti säteilyn kvanttien eli fotonien energian E perusteella 0.1–100 keV (= kiloelektronivoltia) välissä olevaksi. Vastaava aallonpituus λ saadaan kaavasta

$$E = h \times \nu = h \times \frac{c}{\lambda}$$

eli $E [\text{keV}] = 12.38 / \lambda [\text{ångström}]$

jossa ν = säteilyn taajuus ja $h = 6.6256 \times 10^{-34}$ Js (Joule x sekunti) = Planckin vakio. Jotta kaasua voisi säteillä suurenergisiä röntgenkvantteja, täy-

TAULUKKO 2. ERÄITÄ KIRKKAIMPIA TAI MUUTEN MIELENKIINTOISIA RÖNTGENLÄHTEITÄ UHURU-SATELLIITISTA TEHTYJEN HAVAINTOJEN MUKAAN (Katso kuva 8)

4. Uhuru-luettelon nimi*	Kuvan 8 mukainen nimi	Uhurun rekisteröimä kirkkaus (rekisteröintiä/s)	Optinen vastine
4U 1617-15	Sco X-1	17000	kaksoistähti?
4U 1656+35	Her X-1	100	kaksoistähti ja röntgenpulsari
4U 0531+21	Crab (Ayräissumu)	947	supernovanjäännös ja pulsari
4U 0037+39	M 31	2.4	galaksi
4U 0316+41	Perseus	47.4	galaksijoukko
4U 0540-69	LMC X-1	20	kaksoistähti Suuressa Magellanin pilvessä, röntgenpulsari
4U 1118-60	Cen X-3	200	kaksoistähti, röntgenpulsari
4U 1136-37	NGC 3783	2.72	Seyfertin galaksi
4U 1226+02	3 C 273	2.69	kvasaari
4U 1228+1	Virgo	21.7	galaksijoukko
4U 1257+28	Coma	14.8	galaksijoukko
4U 1820-30	NGC 6624	320	pallomaisessa joukossa oleva röntgenpurkauja
4U 1957+40	Cyg A	4.03	galaksijoukko jossa radiogalaksi Cyg A
4U 1956+35	Cyg X-1	1175	kaksoistähti, jonka toinen komponentti on musta aukko?

*Nimi ilmoittaa likimääräisen rektaskension ja deklinaation (1950.0). Esim. Sco X-1:n koordinaatit ovat $\alpha = 16 \text{ h } 17 \text{ min}$, $\delta = -15^\circ$.

tyy sen elektroneilla olla vastaavan suuruisen (tai suuremman) energiaa, mikä merkitsee että niiden täytyy liikkua suurilla nopeuksilla. Nämä suuret nopeudet voivat olla lämpöliikettä, jolloin atomit ja elektronit liikkuvat satunnaisesti eri suuntiin. Myös suuren nopeuden omaava elektronisuihku, joka kulkee magneettikentän läpi säteilee sähkömagneettista säteilyä (ns. synkro-

tronisäteily), joka voi myös sattuuta röntgenalueelle mikäli elektronien energia ja magneettikentän voimakkuus ovat tarpeeksi suuria. Myös voivat suurenergiset elektronit "törmätyksään" pienen energian omaaviin fotoneihin (optinen tai radioalue) antaa niille lisäenergiaa, jolloin ne siirtyvät röntgenalueeseen (käänteinen Comptonin ilmiö).

Lämpötilassa T (kelvin) olevan kaasun hiukkasten keskimääräinen energia saadaan kaavasta

$$E = \frac{3}{2} kT$$

jossa $k = 1.3805 \times 10^{-23} \text{ J/K} = \text{Boltzmannin vakio}$. Taulukossa 3 on esitetty neljälle eri röntgensäteilyn aallonpituudelle vastaava energia kaavan (1) mukaisesti. Seuraavassa sarakekeessa on annettu lämpötila T, jossa kaasun on oltava, että se voisi säteillä ko. energian omaavia röntgenkvantteja. Taulukosta nähdään, että röntgensäteilyn syntymiseksi vaaditaan useiden satojen tuhansien tai miljoonien asteiden lämpötilassa oleva kaasu. Samoin kuin muissakin aallonpituusalueissa, myös röntgenalueessa esiintyy spektriviivoja, joiden perusteella on mahdollisuus määrätä mitä alkuaineita ja kuinka paljon ko. säteilylähteessä esiintyy. Röntgenalueen spektriiviat syntyvät raskaiden alkuaineiden sisimpien elektronikehien välillä tapahtuvista siirtymistä.

Röntgensäteet absorboituvat kohdassa väliaineita. Tällöin säteilyn intensiteetti pienenee aina puoleen alkuperäisestä tietyn ns. puoliarvopaksuuden omaavan kerroksen läpi kuljetuun. Puoliarvokerroksen paksuus riippuu röntgensäteilyn aallonpituudesta siten että lyhyempiaaltoiset (kovat) röntgensäteet tunkeutuvat helpommin materiaan läpi. Puoliarvokerros riippuu myös väliaineen koostumuksesta ja tietenkin sen tiheydestä. Esim. maapallon ilmakehässä puoliarvopaksuus on $\sim 10^{-5} \text{ g/cm}^2$ pehmeille (0.1 keV) ja $\sim 3 \text{ g/cm}^2$ kovalle (100 keV) röntgensäteille. Tämä luvut ilmoittavat kuinka paljon (grammoissa) materiaa on oltava 1 cm^2 poikkipinta-alan omaavassa pylväessä, jotta röntgensäteily sen läpi kuljettuaan olisi pienentynyt puoleen. Kun ilmakehän koko kerroksessa on 1035 g ainetta jokaisen maan pinnalla olevan neliösenttimetrin päällä, niin on selvää että avaruudesta tuleva röntgensäteily pääsee tunkeutumaan vain pienen murto-osan ilmakehän sisään. Tämä puoliarvokerros vaihtelee 130 km:stä (pehmeät röntgensäteet) 40 km:iin (kovat röntgensäteet). Näin ollen on röntgenhavaintojen tekemistä varten välttämätöntä siirtää havaintolaitteet satelliittien, rakettien tai ilmapallojen avulla korkealle ilmakehän ulko-osiin tai kokonaan sen yläpuolelle.

Myös tähtienvälisessä avaruudessa oleva kaasu absorboi röntgensäteilyä. Sen sijaan tähtienvälinen pöly, joka optisella alueella aiheuttaa voimakkaan tähtien valon heikkenemisen, ei röntgenalueella merkitse mitään koska sen massa on vain noin sadasosa tähtienvälisen kaasun massasta. Tähtienvälisen kaasun koostumusta (suurin osa vetyä) vastaavat puoliarvopaksuudet ovat $\sim 4 \times 10^{-5} \text{ g/cm}^2$ 0.1 keV:n ja

Aallonpituus (ångström)	Energia (kilo-elektronivoltti)	Lämpötila (kelvin)
124	0.1	0.7 miljoonaa
12.4	1	7
1.24	10	70
0.124	100	700

$\sim 6 \text{ g/cm}^2$ 10 keV:n kohdalla. Koska tähtienvälisessä avaruudessa on Linnunradan tason suunnassa kaasua noin $10^{-5} \text{ g/cm}^2 \text{ pc}$ (ts. pylväessä, jonka pituus on 100 000 parsekia (300 000 valovuotta) ja poikkipinta-ala 1 cm^2 on 1 g kaasua), saadaan tulokseksi, että 0.1 keV:n röntgensäteilyn puoliarvopaksuus on n. 4 parsekia (13 valovuotta) ja 10 keV:n n. 800 000 parsekia (1 800 000 valovuotta). Voidaan todeta että 10 keV:n ja sitä kovemmat röntgensäteet (itse asiassa jo 5 keV) pystyvät tunkeutumaan täysin esteettä koko Linnunradan lävitse.

Aurinko

Aurinko on taivaan voimakkain röntgensäteilylähte. Se havaittiin jo vuonna 1948 amerikkalaisen T.R. Burnightin suorittamassa rakettiko-keessa. Auringon röntgensäteily vaihtelee suuresti: rauhallisen auringon röntgenkirkkaus 0.5–10 keV alueessa on $10^{-4} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ kun taas suurten purkauksen aikana se on jopa useita $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Aurinko on siis aina vähintään 1000 kertaa kirkkaampi kuin taivaan seuraavaksi kirkkain röntgensäteilijä Sco X-1. (Vertailun vuoksi voidaan muistuttaa että näkyvän valon alueella aurinko on 10 miljardia kertaa kirkkaampi kuin Sirius.) Mainittakoon vielä kuriositeettina että auringon röntgensäteilyn intensiteetti (ilmakehän ulkopuolella!) on noin sadasosa lääketieteellisissä röntgentutkimuksissa käytettyihin läpivalaisulaitteisiin verrattuna. Tämä on niin suuri intensiteetti, että auringon avulla voitaisiin vaikkapa suorittaa keuhkoröntgenkuvausta. Tutkittavat potilaat pitäisi vain sitä varten lähettää rakettilla "valotettavaksi" ilmakehän ulkopuolelle filmi selkäänsä liimattuna!

Ensi näkemältä on varsin yllättävää, että meidän aurinkomme, tavallinen G2-spektriluokan pääsarjan tähti, jonka pintalämpötila on 5700 astetta (K) lähettää röntgensäteilyä. Mutta jo 1930-luvulla oli esitetty, että maapallon ionosfääriin ns. E-kerros olisi auringon röntgensäteilyn aiheuttama. 1940-luvulla, sen jälkeen kun eräät auringon koronan emissioviivat oli voitu osoittaa

moninkertaisesti ionisoituneiden atomien aiheuttamiksi, kävi myös selväksi, että koronassa täytyi vallita useiden miljoonien asteiden lämpötila. Näin kuuma kaasu säteilee myös röntgenalueessa. Auringon röntgensäteily tulee pääasiassa koronasta, siis auringon uloimmista kerroksista.

Auringon koronan todellinen rakenteiden runsaus paljastuikin vasta röntgenhavaintojen avulla. Erikoisesti amerikkalaisen miehitetyn satelliitin Skylabin röntgenkaukoputkella otetut kuvat ovat tuoneet paljon lisätietoa. Tärkeä etu röntgenhavainnoissa on se, että ne näyttävät auringon koronan "kasvot" edestä päin eikä vain "sivukuvana" kuten pimennyksen aikana tehdyissä optisissa havainnoissa on laita (tällöinhän itse auringon kiekko on kuun peitossa). Auringon fotosfääri ei säteile röntgenalueessa, joten sitä ei tarvitse peittää. Kuvassa 9 on Skylabista otettuja auringon röntgenkuvia sekä kaavakuva niissä näkyvistä erilaisista koronan rakenteista ja yksityiskohdista. Tarkastelemme lähemmin joitakin niistä:

Aktiiviset alueet ovat laajoja kirkkaita alueita, joissa koronan tiheys ja lämpötila ovat suuria. Ne sijaitsevat sellaisten auringon fotosfääriin kohtien yläpuolella, joissa esiintyy voimakkaita magneettikenttiä. Röntgensäteilyn jakautumassa nähdään monia kaaren muotoisia rakenteita, jotka aina yhdistävät vastakkaisista merkkiä olevat magneettiset navat toisiinsa.

Pienet kirkkaat pisteet, liittyvät tiiviisiin kaksinapaisiin magneettisiin alueisiin.

Koronan "aukot" ovat laajoja alueita, joissa ei esiinny juuri ollenkaan röntgensäteilyä (ovat siis kuvassa 9 mustia alueita). Koronan "aukoissa" kaasun tiheys on noin kolmasosa keskimääräisestä. Samoin lämpötila on alhaisempi, noin 1.0 milj. astetta kun se koronassa keskimäärin on n. 1.8 milj. astetta. Tärkeä "aukkojen" ominaisuus on myös niiden magneettikentän rakente, joka on ilmeisesti avoin, ts. magneettiset voimaviivat lähtevät alueesta säteittäisesti ulospäin. Koronan aukot saattavat olla aurinkotuulen lähtöalueita. Varatut hiukkaset pääsevät niiden kautta poistumaan auringosta koska magneettikenttä ei pakota niitä kaartumaan takaisin auringon pinnalle.

Auringon koronasta otetut röntgenkuvat ovat osoittaneet vääräksi kuvan ns. "rauhallisesta" koronasta, joka olisi suhteellisen tasaisen lämpötilan ja tiheyden omaava ja ajallisesti vain hitaasti muuttuva alue. Koronassa esiintyy mitä moninaisimpia rakenteita, jotka heijastavat magneettikentän rakennetta. Siinä esiintyy myös aktiivisten alueiden yhteydessä ajallisia muutoksia, jotka liittyvät magneettikentän uudelleen järjestymiseen.

Kuva 9 A-C. Aurinko röntgensäteiden valossa Skylabin röntgenkaukoputkella kuvattuna 28. toukokuuta 1973 klo 3.36 UT. Aallonpituusalue 0.3–5.4 nm. Valotusaika kuvassa A oli 256 s ja kuvassa B 16 s. Piirros C esittää kaavamaisesti kuvissa A ja B näkyviä yksityiskohtia.

Linnunradan röntgentähdet

Yötaivaan voimakkaimman röntgenlähteen Sco X-1:n identifiointi optisesti 12.–13. suuruusluokkaa olevan sinisen tähden kanssa osoitti että Sco X-1:n säteilyteho röntgenalueessa on noin 1000 kertaa suurempi kuin optisessa alueessa. Optisessa alueessa Sco X-1 on absoluuttiselta suuruusluokaltaan meidän aurinkomme luokkaa, mutta auringon röntgensäteily on vain n. miljoonasosa sen optisesta säteilystä. Sco X-1 edusti siis selvästi uutta ennen tuntematonta tähtitieteellisen kohteiden luokkaa, joka hyvillä perusteilla sai nimen **röntgentähdet**. Toisin kuin "radiotähtien" tapauksessa (jota nimitettiin radioastronomian alkuajoina käytettiin kaikista radiolähteistä, vaikkeivät ne tähtiä olleekaan) useimmat röntgentähdet ovat todella tähtiä. Useat röntgentähdet ovat hyvin tiheitä valkeita kääpiöitä tai vielä tiheimpiä neutronitähtiä; eräiden röntgentähtien

ominaisuudet viittaavat siihen, että ne olisivat mustia aukkoja, noita yleisen suhteellisuusteorian ennustamia, havaintojen avulla tähän mennessä vielä lopullista varmistusta vailla olevia, kokoon luhistuneita tähtiä.

a) Röntgenpulsarit

Sco X-1:n löytäminen antoi aiheen teorioiden laatimiselle siitä miten näin suuria röntgensäteilytehoja saattoi syntyä tähdissä. Teoriat lähtivät siitä oletuksesta että kyseessä on kaksoistähti, jossa röntgensäteilyä syntyy sen seurauksena että massaa virtaa suuremasta komponentista (tavallinen tähti) pienempään, jonka ympärille muodostuu hyvin kuuma kaasuvaippa tai kiekko. Röntgensäteily on siis peräisin siitä gravitaatioenergiasta, joka vapautuu kun materiaa putoo suurella nopeudella pieniläpimittaisen kompaktin tähden pinnalle tai läheisyyteen. Sco X-1:stä tehty röntgen- ja optiset havainnot eivät ole antaneet vahvistusta sen

kaksoistähtiluonteelle. Mutta tämä teoria nousi uudestaan vahvasti esille v. 1971, jolloin Uhuru-satelliitin tekemät röntgenhavainnot paljastivat kaksi yllättävää röntgenlähdettä, nimittäin Centaurus X-3:n ja Hercules X-1:n. Nämä lähteet lähettivät röntgensäteilyä lyhyissä pulsseissa (sykäyksissä), joiden väliaika oli 4.84 s Cen X-3:lla ja 1.24 s Her X-1:llä. Cen X-3:n ja Sco X-1:n kaksoistähtiluonne paljastui ensiksi niiden pulssiperiodin jaksollisista muutoksista. Cen X-3:n pulssiperiodi muuttui sinikäyrän muotoisesti 2.087 vrk:n jaksossa. Tämä voitiin selittää siten, että röntgentähti kiertää toisen tähden ympäri kerran 2.087 vrk:ssa, jolloin sykäysten jaksoluku muuttuu Dopplerin periaatteen mukaisesti aivan samalla tavalla kuin spektriviivojen aallonpituus spektroskooppisessa kaksoistähdessä. Sitä paitsi havaittiin että Cen X-3:n pulssit katosivat aina välillä näkyvistä n. 12 tunniksi samaa 2.087 vrk:n jaksoa noudattaen. Tämä käyttäytyminen oli aivan samanlaista kuin optisessa tähtitieteessä jo kauan tunnetuilla pimennysmuuttujilla eli fotometrisillä kaksoistähdillä. Cen X-3:n ja Her X-1:n nopea sykähdytely muistutti myös suuresti muutamaa vuotta aikaisemmin radioalueessa keksittyjä pulsareita ja kyseessä täytyi tässäkin tapauksessa olla vinosti pyörivät neutronitähdet, joiden pyörähdysaika havaittu sykähdysten väliaika vastasi. Näitä lähteitä voidaan siis hyvällä syyllä kutsua röntgenpulsareiksi. Ne eroavat kuitenkin radiopulsareista paitsi pitemmän jaksosensa suhteen myös siinä, että röntgenpulsarit ovat yleensä aina kaksoistähtien komponenttina, kun taas radiopulsarit ovat yleensä yksinkertaisia tähtiä.

Useat röntgenpulsarit on myös voitu identifioida optisesti. Nämä optisesti havaittavat tähdet ovat useimmiten kuumia sinisiä jättiläistähtiä. Hercules X-1:n tapauksessa tähden kirkkaus optisessa alueessa vaihtelee samassa

Kuva 10 A-D. Röntgenkaksostähden Hercules X-1:n havaintoja. -A: Röntgen "valokäyrä", jossa pimennyksiä. -B: Röntgenpulssien (vrt. D) saapumisaikojen vaihtelu rataliikkeestä johtuen. -C: Näkyvän valon vaihtelu (pisteet) röntgen "valokäyrään" verrattuna (murtoviiva). -D: Röntgenpulssit, jotka saapuvat 1.24 s välein (nuolet). Aikayksikkönä kuvassa on 0.096 s.

tahdissa röntgenalueen pimennysten kanssa, siis 1.7 vrk:n jaksossa. Samoin on asian laita Cen X-3:n optisen kirkkauden suhteen. Her X-1:n optinen vastine oli jo aikaisemmin luokiteltu muuttuvaksi tähdeksi ja se oli saanut nimekseen HZ Herculis.

b) Musta aukko -kandidaatit

Eräissä tapauksissa on saatu viitteitä siitä että kaksostähden havaittu röntgensäteily tulee vielä neutronitähteäkin tiiviimmän mustan aukon ympäristöstä. Parhaiten tutkittu näistä musta aukko -kandidaateista on Cygnus X-1. Se löydettiin jo v. 1966 mutta yksityiskohtaisempia havaintoja siitä tehtiin vasta Uhuru-satelliitin avulla v. 1971. Tällöin osoittautui että Cyg X-1:n kirkkaus vaihtelee epäsäännöllisesti ja hyvin nopeasti. Vaihteluita esiintyy kymmenien sekuntien aikaskaalasta aina tuhannesosasekuntiin asti. Näin nopeat vaihtelut pakottavat meidät uskomaan että Cyg X-1:n röntgensäteily tulee alueesta, joka on kooltaan vain 0.001 valosekunnin (vertaa valovuosi) eli 1000 km:n luokkaa. Näiden Cyg X-1:n nopeiden vaihteluiden keksiminen oli yksi Uhuru-satelliitin merkittävimmistä löydöistä. Uhuru-satelliitin mitaama tarkka paikka mahdollisti Cyg X-1:tä vastaavan radiolähteen löytymisen ja tämän n. 1" tarkkuudella mitattu paikka johti sitten optisen vastineen löytymiseen. Tämä oli 9. suuruusluokan tähti HDE 226868 (HDE = Henry Draper Extension), joka oli spektriluokaltaan O9 ylijättiläinen. Tutkimalla tämän tähden spektriä voitiin todeta että sen spektriviivat siirtyivät 5.59 vuorokaudessa jaksollisesti punaiseen ja siniseen päin, mikä Dopplerin periaatteen mukaan merkitsee että tähti kiersi 5.59 vuorokaudessa

toisen tähden ympäri. Kyseessä oli siis ns. spektroskooppinen kaksostähti. Spektriviivojen siirtymien suuruuden ja ylijättiläisen oman massan (~ 30 auringon massaa) perusteella voitiin arvioida että seuralaistähden massan oli oltava vähintään 4 ja todennäköisesti jopa yli 8 auringon massaa. Näin massiivisen tavallisen tähden valo pitäisi olla havaittavissa koko systeemin valokäyrässä mutta mitään vaikutusta ei ole löydetty. Näin ollen arvellaan, että kyseessä on musta aukko, luhistunut tähti, joka ei itse säteile lainkaan valoa. Havaittu röntgensäteily tulisi mustaa aukkoa ympäröivästä kiekosta, n. 1000 km:n läpimitaisesta alueesta; siihen kerääntyisi ylijättiläisestä virtaavaa materiaa joka mustan aukon voimakkaassa gravitaatiokentässä pudotessaan saisi erittäin suuren nopeuden (~ 100 000 km/s) mikä puolestaan johtaisi kiekon sisäosien lämpötilan nousemiseen n. 100 miljoonaa asteeseen.

Yhteenvetona voidaan todeta, että röntgenkaksostähtien keksiminen on avannut uuden lupaavan tähtitieteellisen tutkimuksen alueen. Se on antanut ensimmäisiä selviä todisteita mustien aukkojen mahdollisesta olemassaolosta. Se on osoittanut että useimmat massiiviset lähekkäiset kaksostähdet selviävät "hengissä" vaikka toinen komponenteista kokeekin supernovaräjähdyksen, jossa syntyy neutronitähti tai musta aukko. Ehkä vieläkin tärkeämpää on että olemme näiden löytöjen ansiosta tulleet tuntemaan tähtiä, joiden suunnaton energiantuotto on peräisin gravitaatioenergiasta materiaan pudotessa niiden erittäin voimakkaassa gravitaatiokentässä. Tämä energiantuotantomekanismi on erittäin tehokas sillä jopa 40 % materiaan lepoenergiasta voi muuttua säteilyksi mikä on noin 100 kertaa

enemmän kuin fuusioreaktiossa, joka on tavallisten tähtien energian lähde.

c) Linnunradan keskuksen röntgenlähteet

Kuvaa 8 tarkasteltaessa huomataan, että Linnunradan keskuksen suuntaan on keskittynyt joukko voimakkaita röntgenlähteitä. Niiden tutkimus on osoittanut että ne sijaitsevat todellakin lähellä Linnunradan keskustihentymää ja että eräät ovat galaksimme kirkkaimpia röntgenlähteitä, säteilytehtaan luokkaa 10^{38} erg/s eli noin 100 000 kertaa auringon kokonaissäteily. Nämä lähteet antavat noin 80 % Linnunradan koko röntgensäteilyä (ulkoapäin katsottaessa). Huolimatta sitkeistä yrityksistä näissä lähteissä ei ole havaittu säännöllisiä pulssitai pimennyksiä, joten ne eivät näytä olevan kaksostähtiä. Niitä ei ole myöskään voitu identifioida optisesti, mikä johtuu varmasti etupäässä niiden suuresta etäisyydestä sekä voimakkaasta tähtienvälisestä ekstinktiosta Linnunradan keskuksen suunnassa.

d) Ohimenevät röntgentähdet

Edellä on jo nähty että röntgentähdet ovat varsin yleisesti muuttuvia kohteita, muutosten aikaskaalojen vaihdellen tuhannesosasekunnista vuosiin. Röntgenalueessa esiintyy myös tähtiä joiden kirkkaus äkillisesti nousee tai kirkkaimpien lähteiden vertaistessa oltuaan sitä ennen täysin havaitsemattomissa. Muutamien kuukausien kuluessa näiden ohimenevien röntgenlähteiden kirkkaus sitten pienenee jälleen ja ne katoavat näkyvistä. Nämä ohimenevät röntgenlähteet ovat varsin tavallisia. Esim. englantilainen rönt-

Kuva 11 A-B. -A: Eta Carinae -sumu röntgenalueessa Einstein-observatorion röntgenkaukoputken kuvaamana. -B: Röntgensäteilyn intensiteettijakauman "korkeuskäyrät" valokuvan päälle projisoituina. - Kuvassa rajatun neliön ala on $1^\circ \times 1^\circ$.

gensatelliitti Ariel V löysi 18 ensimmäisen toimintakautensa aikana kaikkiaan 14 tällaista lähettä. Näistä huomiotaherättävin oli lähde A 0620 00 (A = Ariel, $\alpha \sim 6$ h 20 min, $\delta \sim 0^\circ$), joka kohosi elokuussa 1975 yötaivaan kirkkaimmaksi röntgenlähteeksi, Sco X-1:täkin kirkkaammaksi. A 0620-00 voitiin identifioida myös optisesti tähden, joka oli kirkastunut 8 suuruusluokkaa 1950-luvun lopulta lähtien. Vanhat valokuvauslevyt paljastivat että tämä tähti oli kirkastunut myös v. 1917 ja tähteä voitiin siis pitää palaavana novana. Näitä ohimeneviä röntgentähtiä voitaisiin siis hyvällä syyllä kutsua röntgennoviksi. Useiden niistä uskotaan olevan kaksostähtiä, joissa röntgensäteilyä lähettävä komponentti on kompakti tähti.

e) Röntgenpurkaukijat

Joulukuussa 1975, tutkiessaan Alan-komaiden ANS-satelliitin tekemiä havaintoja, J. Grindlay huomasi pallomaisen joukon NGC 6624 röntgensäteilyssä voimakkaan purkauksen joka kesti noin 10 sekuntia ja jonka aikana lähteen kirkkaus kasvoi noin viisinkertaiseksi. Myöhemmin huomattiin, että tämä lähde oli toukokuussa 1975 tehtyjen havaintojen aikana lähettänyt 10 samanlaista röntgenpurkausta, joiden väliaika oli keskimäärin 4 1/2 tuntia. Helmi-maaliskuussa 1976 löydettiin neljä uutta röntgenpurkaujua Linnunradan keskuksen läheisyydestä ja nykyisin niitä tunnetaan jo n. 30. Hämmästyttävintä näistä oli ns. "nopea purkauja" MXB 1730-335. Se lähettää yli 1000 purkausta vuorokaudessa väliaikojen vaihdellen 10 sekunnista muutamaan minuuttiin,

mutta tässä samoin kuin muissakaan purkauksissa ei purkauksen väliaika ole vakio kuten röntgenpulsareilla oli asian laita.

Neljä röntgenpurkaujua on tähän mennessä onnistuttu identifioimaan myös optisesti heikkojen 18. suuruusluokan tähtien kanssa, joiden värit osoittavat että ne ovat hyvin kuumia. Niiden spektreissä ei näy ensinkään absorptioviivoja vaan vain jatkuva spektri ja muutamia emissioviivoja. Tässä suhteessa ne muistuttavat Sco X-1:tä. Vuonna 1978 järjestetyn suuren havaintokampanjan aikana löydettiin purkauksilla MXB 1734-44 myös optisia purkauksia, jotka sattuivat n. 3 sekuntia röntgenpulsseista viivästyneinä.

Röntgenpurkauksien selitykseksi esitetty teoria kantaa pelottavaa nimeä "heliumpommi". Tämän mukaisesti purkauja on kaksostähtijärjestelmässä tavallisen tähden kumppanina oleva neutronitähti, jonka pinnalle virtaa jatkuvasti materiaa toisesta tähdestä. Tämä etupäässä vedystä muodostuva aine "palaa" tähden pinnalla vallitsevassa miljoonien asteiden lämpötilassa (joka on seurausta siihen suurella nopeudella iskeytyvästä materiaasta) fuusioreaktiossa heliumiksi. Kun heliumia on kerääntynyt riittävästi ja sen lämpötila ja tiheys ovat saavuttaneet kriittiset arvot, helium palaa lämpödynaamisissa nopeasti raudaksi jolloin samalla vapautuu suuri määrä energiaa röntgensäteilyn muodossa.

Tavallisten tähtien röntgensäteily

Edellä on kuvailtu poikkeuksellisen voimakkaasti röntgenalueella säteileviä, "erikoisia" tähtiä, joiden röntgen-

säteily ylittää jopa 1000-kertaisesti niiden optisen säteilyn. Mutta Einstein-observatorion röntgenkaukoputki paljasti suuren yllätyksen, nimittäin sen että kaikkien eri spektriluokkien "tavallisetkin" tähdet ovat röntgenlähteitä, toiset jonkin verran heikompia kuin meidän aurinkomme (suhteessa optiseen säteilyyn), toiset taas huomattavasti voimakkaampiakin.

Ensimmäinen yllätys tuli pian Einstein-observatorion lähetettyä maahan erään ensimmäisistä kalibrointikuviin, jossa piti olla tunnettu voimakas röntgenlähde Cyg X-3. Mutta yhden tähden asemesta kuvassa näkyikin kuusi tähteä! Tutkijat olivat tästä hyvin masentuneita ja ajattelivat että laitteissa oli jotakin vikaa. Mutta kun viittä ylimääräistä tähteä ei saatu uusintayrityksestä huolimatta häviämään, niiden todellisuuteen oli viimein uskominen ja ne voitiinkin tunnistaa tavallisiksi O-spektriluokan tähdiksi, jotka kuuluivat Cyg X-3:n lähellä olevaan Cygnus OB 6 -assosiaatioon.

Tunnettu nuorten ja kuumien tähtien assosiaatio on Eta Carinae -sumun yhteydessä. Sen on tiedetty jo vuodesta 1970 alkaen olevan myös röntgenlähde. Einstein-observatorion röntgenkaukoputki paljasti tästä alueesta ainakin seitsemän erillistä säteilylähettä, joista viisi oli O-tähtiä, yksi Wolf-Rayet-tähti ja yksi Eta Carinae itse, novankaltainen tähti joka v. 1843 näkyi -1. suuruusluokan tähdenä. Tällä hetkellä se on 6. suuruusluokkaa ja yksi voimakkaampia infrapunalähteitä. Kuvassa 11 a on esitetty Einstein-observatorion otama röntgenkuva Eta Carinae alueesta ja kuvassa 11 b sama kuva on esitetty korkeuskäyrinä projisoituna Eta Carinae -sumun valokuvan päälle. Kuvassa nähdään kuuden tähden lisäksi myös tähtiä ympäröivä pintamainen röntgensäteily.

Einsteinin tuloksia

Yhdysvaltain menestyksessä Einstein-observatorio (varsinaiselta nimeltään High Energy Astronomical Observatory eli HEAO 2) toimi maapallon kiertoradalla kaksi ja puoli vuotta, marraskuusta 1978 huhtikuuhun 1981. Tässä ajassa se suoritti röntgentaivaan peruskartoituksen ja sen jälkeen tutki tarkemmin yksittäisiä taivaan kohteita. Einstein ehti kuvata tarkasti noin yhden prosentin tähtitaivaasta.

Tähdistä Einstein löysi yli 140 röntgensäteilijää. Yllättävää oli, että lähes kaikki normaalit tähdet spektriluokasta ja kirkkaudesta riippumatta lähettivät röntgensäteilyä. Esimerkiksi Auringon lähimmän naapurin Alfa Centaurin molemmat komponentit olivat röntgensäteilijöitä, ja järjestelmän kolmas osapuoli, kääpiötähti Proxima Centauri, säteili sekin röntgensäteilyä, purkaustensa aikana jopa hyvin voimakkaasti. Tähtien röntgensäteilyn on arveltu syntyvän tähtien kaasukehän ylimmissä kerroksissa, kuumassa koronassa.

Useita **pulsareita** havaittiin röntgenalueella. Esimerkiksi ajoittainen purkautuja AO 538-66 osoittautui pulsariksi, jonka sykkimisjakso on pulsareista kolmanneksi lyhin (0.069 s). Äyriäissumun ja Purjeen pulsarit loistavat röntgenalueella kirkkaina.

Supernovajäänne Einstein-observatorio havaitsi yli sata eli suunnilleen kaikki Linnunradasta tunnetut jäänteet. Isosta Magellanin pilvestä löytyi noin 20 supernovajäännettä, iältään 1000 ja 20 000 vuoden välillä.

Einstein tutki tarkasti lähigalaksien

röntgensäteilijöitä. Andromedan galaksista löytyi noin sata röntgenlähdetä, joista 17 oli galaksia ympäröivissä pallomaisissa tähtijoukoissa. Nämä säteilivät paljon voimakkaammin kuin Linnunradan omien tähtijoukkojen röntgenlähteet. Säteilijöiden luonnetta ei vielä tunneta.

Muista lähigalakseista löytyi Isosta Magellanin pilvestä kaikkiaan 200 röntgenlähdetä, Pienestä yli 20, M 83:sta 10 lähdetä, M 101:stä vain 4, M 33:sta 9.

Kaukaisemmista galakseista ei voitu erottaa yksittäisiä lähteitä, mutta Einstein mittasi galaksien kokonaiskirkkauden. Se oli tyypillisesti tuhannes- tai kymmenestuhannesosa optisesta kirkkaudesta. Tutkitusta 43 galaksista 35 lähetti havaittavaa röntgensäteilyä.

Kvasareita Einsteinin röntgenteleskooppi tavoitti tuhansia. Niiden punasiirtymä on tyypillisesti 2.-2.5. Monet kvasarit löydettiin ensin Einsteinin avulla, minkä jälkeen niiden luonne vahvistettiin näkyvän alueen mittauksilla. Havaittujen kvasaarien suuri määrä antaa aiheen olettaa, että pehmeän röntgenalueen taustasäteily, joka taivaalla havaitaan, koostuu suurimmaksi osaksi kaukaisten kvasaarien säteilystä.

Galaksijoukkojen läheltä havaittiin röntgensäteilyä, joka vahvasti viittaa siihen, että galaksijoukoissa on näkymätöntä, "puuttuvaa" massaa, joka keskittyy galaksijoukkojen ympärille ns. koronaksi.

Heikki Oja

Yksi Einstein-observatorion kuvauskohde oli Äyriäissumun pulsari (eli röntgenlähde Taurus X-1). Pulsari sykkii 0.033 sekunnin jaksolla, ja sykintä näkyy myös röntgenalueella. Vasemmalla pulsari on näkyvissä kirkkaana pisteenä sumun keskustasta alas vasemmalle, oikeassa kuvassa pulsaria ei näy.

O-spektriluokan tähtien röntgensäteily on 1/1000—1/10 000 niiden optisesta säteilystä. Einsteinin havaintojen mukaan, kun siirrytään Herzprung-Russelin diagrammassa viileämpiin A-spektriluokan tähtiin, on tämä suhdeluku miljoonasosan ja kymmenesmiljoonasosan välissä, kun taas F—G-spektriluokan tähtien röntgensäteily on noin kymmenes- tai sadastuhannesosa optisesta säteilystä. Varsinaisen yllätyksen tarjosivat kuitenkin M-spektriluokan kääpiöt, joiden röntgensäteily on jopa kymmenesosa optisesta säteilystä, miljoona kertaa enemmän kuin mitkään ennakkolaskelmat antoivat aihetta odottaa. Ainoastaan auringon tyyppisten tähtien tapauksessa voitiin em. röntgensäteilymääriä odottaa tähtä ympäröivän kuumen koronan säteilystä. Einstein-observatorion samoin kuin ultraviolettilueella tehtyjen havaintojen tulokset näyttävät nyt siis osoittavan että koronat ovat varsin yleinen ilmiö tähdillä. Niiden ymmärtäminen tulee kuitenkin vaatimaan huomattavia muutoksia tähtien atmosfäärien teoriaan.

Röntgentähtitiede – suurenergia-astrofysiikka

Ennen muuta röntgentähtitieteen havaintotulosten myötä on muutamina viime vuosina muotoutunut uusi kuva maailmankaikkeuden tapahtumista. On havaittu, että rajut purkauksenomaiset tapahtumat ovat ennemminkin sääntö kuin poikkeus tähtien ja galaksien kehityksessä. Tämä näkemys on voimakas vastakohta aikaisemmin vallinneelle kuvalle rauhallisesti kehittyvästä kosmoksesta jossa galaksit majesteettillisesti pyörähtelivät satojen miljoonien vuosien kuluessa ja tähdet säteilivät vakaina suurimman osan elinajastaan lämpöydinreaktioiden antaman energiavarastonsa turvin. Röntgensäteily liittyy luonteensa mukaan suuriin energioihin, joita vapautuu usein silloin kun materia putoaa hyvin voimakkaissa gravitaatiokentissä. Tällöin syntyy myös miljoonien, jopa satojen miljoonien asteiden lämpötiloja ja tähtien pinnalla tai niiden ympäristössä oleviin alueisiin, joista syntyvä röntgensäteily pääsee esteettömästi havait sijalle.

Kalevi Mattila

GAMMATÄHTITIEDE

Kuten aikaisemmin on todettu, sähkömagneettinen aaltoliike katta aallonpituudet noin 10^4 senttimetristä (pitkistä radioaaltoista) aina 10^{-18} cm:iin (hyvin lyhytaaltoisiin gammasäteisiin) asti, siis kaikkiaan 22 kymmenen kertalukua. Kun tätä vertaa näkyvän valon ohueen aallonpituuskaistaan, jolla aallonpituus ei muutu kuin kertoimen 2 verran, ymmärretään kuinka paljon enemmän muilla aallonpituusalueilla on tietoa kerrottavanaan maailmankaikkeuden ilmiöistä.

Radiotähtitiedettä on harjoitettu jo kymmenien vuosien ajan, ja siksi sillä alalla on saavutettu paljon huomattavia tuloksia. Tähtitiedettä ei voi nykyään ajatellakaan ilman radioteleskooppeja. Gammatähtitiede on sen sijaan tähtitieteen haaroista nuorimpia. Ensimmäiset yritykset taivaan gammasäteilyn havaitsemiseksi tehtiin noin kaksikymmentä vuotta sitten, ja vauhtiin tutkimus on päässyt vasta viime vuosikymmenellä.

Miksi gammatähtitiede?

Gamma-astronomia tutkii siis sähkömagneettisen spektrin kaikkein lyhyimpiä aallonpituuksia. Lyhimmät aallonpituudet merkitsevät samalla kaikkein suurimpia energioita, sillä säteilykvantin energia E ja aallonpituus λ ovat yhteydessä toisiinsa kaavan $E = hc/\lambda$ mukaan. Tässä h = Planckin vakio = 6.6×10^{-34} Js ja c = valon nopeus = 300 000 km/s.

Ylläolevalla kaavalla voidaan laskea, että gammasäteilyn ja röntgensä-

Taivaalta tulevan säteilyn lyhimpiä aallonpituuksia sanotaan gammasäteiksi. Ne ovat kaikkein suurienergisintä säteilyä, jonka kvantit syntyvät tähtien sisuksissa ja muissa ydinreaktioissa. Gammatähtitiede antaa mahdollisuuden tutkia ilmiöitä, jotka määräävät tähtien, galaksien ja koko maailmankaikkeuden kehitystä.

teilyn rajaksi valittu aallonpituus 10^{-11} m vastaa energiaa 100 000 elektronivoltia. Elektronivolti eli eV on energiayksikkö, joka määritellään sinä liike-energiana, jonka elektroni saa kiihtyessään 1 V:n jännite-erossa.

Kun röntgensäteily (esim. sairaaloissa käytetyissä röntgenlaitteissa) on tuhansien elektronivolttien luokkaa, on gammasäteilykvanttien energia miljoonien tai miljardien elektronivolttien luokkaa. Luonnossa tavataan gamma-kvantteja energiasta 10^5 eV alkaen aina 10^{13} — 10^{14} eV:iin asti. Gammasäteilyn spektri kattaa siten jo yksinään 8—9 kymmenen kertalukua, joten se on laajempi kuin minkään muun alueen spektri.

Gammakvantteja syntyy suurenergisten hiukkasten ja aineen vuorovaikutuksissa, esim. ydinreaktioissa. Tällaiset ilmiöt toimivat ilmeisesti kaikkien tähtien ja galaksiytimien "elä-

Gammatähtitiede kaipaa tällä hetkellä eniten tarkempia havaintolaitteita alullepannan kartoituksen jatkamiseksi. Yhdysvallat on kaavailut tämän vuosikymmenen loppupuolelle yhdeksän tonnin painoista gammasädeobservatoriota, mutta sen lopullinen rahoitus ja lähtövuosi ovat vielä avoinna. Myös Neuvostoliitto ja Ranska rakentavat yhteistyössä gammatekokuuta.

män" ylläpitäjinä, ja lisäksi niitä satuu tähtien ja galaksien purkauksissa ja räjähdyksissä. Suurenergiset ilmiöt määräävät ympärillämme olevan maailman kehityksen kaikissa sen vaiheissa.

Kaikki muut säteilylajit — näkyvä, infrapuna- ja jopa röntgensäteily — syntyvät pääasiassa sen energian edelleen hajotessa, joka on syntynyt gammakvantteja tuottavissa ilmiöissä. Muiden säteilylajien avulla voidaan tietysti myös tutkia avaruuden kohteiden luonnetta, mutta on selvää, että juuri alkuperäiset, suurenergiset ilmiöt kertovat siitä enemmän ja täydellisemmin.

Siksi juuri gammatähtitiede antaa meille mahdollisuuden nähdä suurten energioiden maailman, havaita ja tutkia ilmiöitä, jotka määräävät tähtien ja galaksien ja myös koko maailmankaikkeuden kehitystä.

Gammasäteilyllä on myös toinen erikoisetu: se on tavattoman läpitunkevaa röntgensäteilyyn ja muihin säteilylajeihin verrattuna. Me pystymme periaatteessa näkemään gammasäteitä kaikkialta maailmankaikkeudesta.

Niinpä gammasäteet pystyvät esim. kertomaan mitä piilee Linnunradan ytimessä, kaas- ja pölypilvien takana. Sinne pystyvät kyllä tunkeutumaan myös infrapuna- ja röntgensäteet, mutta gammasäteiden avulla saadaan periaatteessa tarkimmat tiedot.

Gammasäteily antaa myös tulevaisuudessa mahdollisuuden nähdä paljon kauemmaksi maailmankaikkeuden laidoille. Etäisyydet kaukaisimpiin kohteisiin ilmoitetaan tavallisesti pu-

nasiirtymän avulla. Kohteiden punasiirtymä on sitä suurempi, mitä kauempana ne sijaitsevat. Näkyvän valon alueella on nähty ainakin punasiirtymän 0.4–0.5 omaavia galakseja, ja radioaaltoilla löydettyjen kvasaarien punasiirtymät ovat saavuttaneet 3.5 rajan. Ne etääntyvät meistä jo nopeudella, joka on yli 90 % valon nopeudesta.

Periaatteessa radioaallonpituuksilla voidaan päästä punasiirtymään 7 asti, mutta tätä kauempaa radiokvantit jo voimakkaasti heikkenevät. Gamma-kvanteilla ei kuitenkaan tähtienvälinen pöly aseta estettä ennen kuin punasiirtymän 100–300 vaiheilla. Näin voidaan saada tietoa aivan maailmankaikkeuden rajoilta — ja samalla myös aivan maailmankaikkeuden alusta, jossa olosuhteet ovat olleet aivan toisenlaiset kuin nykyään.

Mitä gammasäteily pystyy kertomaan?

Gammasäteilyn syntytapoja on tutkittu maapallolla suurissa ydintutkimuslaitoksissa. Tiedetään että gamma-kvanteja syntyy atomien ydinten viritystilojen lauetessa. Kun *kokonaiset* atomit säteilevät energiansa tavallisesti ultraviolettissa, näkyvässä ja infrapuna-alueessa, säteilevät *atomien ytimet* energiansa gamma- tai röntgenkvanteina.

Ytimien sisäisissä prosesseissa syntyy juuri tietynenergisii gammakvanteja, samaan tapaan kuin Auringon spektrissä nähdään tiettyjen alkuaineiden atomien jälkiä tummina viivoina. Paitsi ytimissä, gammakvanteja syntyy myös monissa muissa alkeishiukkasten välisissä vuorovaikutuksissa. Niitä on esitetty oheisessa piirroksessa.

Mitä tähtitaivaan kohteet sitten voisivat säteillä gammasäteilyä? Tähtien ja galaksien ytimissä syntyvät gammakvantit jäävät meiltä näkemättä, koska suurten aineäärien läpi gammasäteilykään ei sentään pysty tunkeutumaan. Sen sijaan "tyhjässä" avaruudessa tapahtuu paljon ilmiöitä, joiden pitäisi synnyttää gammasäteilyä.

Koska gammasäteily syntyy avaruudessa suurenergisten hiukkasten vaikuttaessa aineeseen tai säteilyyn tai sen ollessa magneettikentässä, pystyvät gammakvantit kertomaan nimenomaan tähtienvälisen kaasun tiheydestä ja koostumuksesta. Linnunradan ulkopuolelta tulevan säteilyn tulisi taas kertoa galaksienvälisen aineen koostumuksesta ja tiheydestä.

Yksi esimerkki, missä gammasäteilyn tutkimisella on ratkaiseva merkitys, on tähtienvälisen vedyn tiheyden

Erlaisia alkeishiukkasten ilmiöitä, joissa syntyy gammasäteilyä. (Annihilaatio tarkoittaa materia- ja antimateriahiukkasen muuttumista energiaksi.)

määräminen. Radiotähtitiede pystyy 21 cm aallonpituudella mittaamaan neutraalin vedyn, siis irrallisten atomien, määrän. Mutta vetyä on ilmeisesti paljonkin enemmän molekyyleinä, joita radioaaltoilla ei suoraan pystytä näkemään. Gammasäteily sen sijaan pystyy suoraan kertomaan avaruudessa kaikissa muodoissa olevan vedyn kokonaismäärän.

Gamma-astronomian tärkeä tehtävä on myös kosmisten säteiden alkuperän ja tiheyden selvittäminen. Jos avaruuden eri paikoissa on suunnilleen sama määrä tähtienvälistä ainetta, on näistä paikoista lähtevän gammasäteilyn voimakkuus suoraan verrannollinen paikalliseen kosmisten säteiden tiheyteen. Mitä enemmän kosmisiä säteitä (siis alkeishiukkasia ja raskaampia ytimiä) avaruudessa on, sitä useammin ne vaikuttavat aineeseen ja sitä enemmän synnyttävät gammasäteilyä.

Kosmisessa säteilyssä olevien elektronien määrä on pystytty selvittämään jo aikaisemmin muilla mittauksilla,

mutta vielä tärkeämpää on selvittää raskaampien ytimien määrä, ja tässä on ainoa apukeino juuri gamma-astronomia.

Kosmisten säteiden synnystä on esitetty kaksi vaihtoehtoa: joko ne syntyvät Linnunradassamme sellaisissa suurenergisissä kohteissa kuin supernovissa tai neutronitähdissä, tai sitten ne syntyvät Linnunradan ulkopuolella esim. aktiivisissa galaksiytimissä tai kvasaareissa. Edellisessä tapauksessa kosmisten säteiden määrän pitäisi olla suurimmillaan siellä, missä myös tähtiä on tiheimmässä (esim. Linnunradan keskustassa), jälkimmäisessä tapauksessa taas kosmisiä säteitä pitäisi olla kaikkialla maailmankaikkeudessa suunnilleen yhtä paljon (kvasaarien ja aktiivisten galaksiytimien lähellä tietysti eniten).

Jos supernovat, neutronitähdet tai mustat aukot synnyttävät suurenergisiä kosmisiä säteitä, ne voivat synnyttää myös gammasäteilyä. Siksi gammatähtitieteen yhtenä tehtävänä on et-

siä taivaalta yksittäisiä pistemäisiä gammalähteitä. Röntgenlähdeitä on taivaalta jo löydetty satoja, löytyykö vastaavia gammalähteitä?

Vielä yksi konkreettinen tehtävä, johon juuri gamma-astronomia voi antaa ratkaisun, on antimaterian etsiminen. Luonnossa vallitsee tavallisesti suuri symmetria. Aine näyttää kuitenkin olevan tästä poikkeus. Koko aurinkokuntamme on tavallista ainetta ja ns. antimateriaa on tavattu vain yksittäisinä, harvoina alkeishiukkasina. Kuitenkin teoriassa antimateriaa voisi olla kokonaisina atomeina, molekyyleinä — kokonaisina tähtinä ja maailmoina. Mutta onko sitä?

Antimateriasta ja materiasta koostuneita tähtiä on tavallisilla kaukoputkilla lähes mahdotonta erottaa toisistaan. Mutta materian ja antimaterian rajalla vastakkaiset hiukkaset (esim. elektroni-positroni ja protoni-antiprotoni) muodostavat yhtyessään koko ajan energiaa. Tämän energian aallonpituus sattuu juuri gammasäteilyn alueelle.

Gammatähtitieteen laitteet

Gammatähtitiede on uusi tähtitieteen ala. Vasta noin 20 vuotta sitten tehtiin ensimmäiset yritykset taivaalta tulevan gammasäteilyn mittaamiseksi, ja silloinkin saatiin vain negatiivisia tuloksia: pystyttiin mittaamaan tietty yläraja, jota voimakkaampaa säteilyä taivaalta ei ainakaan tule.

Gammasäteilyn mittaaminen on hankalampaa kuin muiden säteilylajien kvanttien suuren energian vuoksi. Laboratorioissa voidaan kyllä rakentaa gammakvanttien havaitsemislaitteita, mutta ne ovat tavattoman raskaita ja kömpelöitä. Miten niillä voisi tutkia tähtitaivasta?

Maan pinnalta ei gamma-astronomiakaan juuri kannata harrastaa, koska kvantit imeytyvät ilmakehään. Ainoastaan kaikkein energisimmät kvantit pystyvät aiheuttamaan sellaista säteilyä ilmakehään iskeytyessään, että se voidaan rekisteröidä maanpinnalla.

Gammatähtitieteen laitteet on siksi vietävä ilmakehän ulkopuolelle. Täälläkin on vaikeuksia, sillä ilmakehä, maan säteilyvyöhykkeet ja itse laitteet aiheuttavat sellaisen taustakohinan, että kauempaa tulevien kvanttien mittaaminen on hankalaa.

Ensimmäiset positiiviset tulokset kuitenkin saatiin ilmapalloilla ja yksinkertaisilla satelliiteilla 60-luvun lopulla, ja parannettuja laitteita on lähetetty tekokuissa taivaalle seuraavilla vuosikymmenillä. Parhaita tuloksia on saatu amerikkalaisista OSO 3- ja SAS 2 -tekokuista ja länsieurooppalaisesta

COS B:stä. Uuden sukupolven gammalaitteita oli suurissa HEAO-teko-

Linnunradan gammasäteily

Minkälaisia tuloksia gammatähtitiede on tähän mennessä saanut? Jo nyt voidaan nähdä, että gamma-astronomialla on edessään suuri tulevaisuus. Kuten muillakin aallonpituusalueilla, on odotettujen lähteiden (Linnunradan, yksittäisten lähteiden, Linnunradan ulkopuolelta tulevan taustasäteilyn) lisäksi jo saatu ainakin yksi aivan odottamaton löytö: salaperäiset, lyhyet gammapulsarit.

Mutta katsotaan ensin mitä Linnunradan säteilystä on saatu selville. OSO 3 -tekokuu totesi v. 1967, että Linnunradan vyö todella näkyy gamma-alueella, ja tarkemman kuvan asiasta antoi SAS 2 vuonna 1973.

Gammasäteilyn aallonpituudella Linnunrata on paljon silmiinpistävempi kuin näkyvässä valossa. Se muodostaa gamma-alueella melkoisen terävän, 10–15 astetta leveän yhtenäisen valovyön, joka on voimakas Linnunradan keskustan suunnassa ja hyvin heikko vastakkaisella puolella. Tämän valovyön ulkopuolella näkyy vain heikko taustasäteily.

Tällainen säteilyn jakautuma antaa jo hyvin merkittävän tuloksen. Kaasua ja kosmisiä säteitä on vain vähän Linnunradan reunaosissa, mutta paljon

COS-B-tekokuun gammateleskooppi. Ylhäältä tuleva gammakvantti (pilkkuviiva) muuttuu ohuissa volframilevyissä (S) elektroni-positroni-pariksi, jonka kulku näkyy "kipinä" levyissä. A ja B ovat skintillaattoreita ja C on Tserenkov-laskuri joka rekisteröi vain alaspäin liikkuvat hiukkaset.

keskustassa. Tämä puhuu selvästi sen puolesta, että kosmiset säteet syntyisivät Linnunradan sisällä.

Kun tutkitaan gammasäteilyn jakautumaa pitkin Linnunrataa, nähdään siinä selviä epäsäännöllisyyksiä. Monessa kohdassa epäsäännöllisyys sattuu hyvin yhteen sen kuvan kanssa, jonka radiotähtitiede on antanut Linnunratamme spiraalihaaroista. Näyttää siltä, että myös gamma-alueella spiraalihaarat ovat erotettavissa.

Linnunradan gammasäteily on ilmeisesti peräisin tähtienvälisestä tilasta, jossa kosmiset säteet vaikuttavat kaasuun ja pölyyn, eikä erillisistä yksittäisistä lähteistä. Esimerkiksi tavalliset tähdet eivät säteile gammasäteilyä — gammataivaalla ei omaa Aurinkoa nähdä lainkaan, vaikka se näkyvän valon alueella muodostaa aivan omaa luokkaansa olevan lähteen.

Linnunradan yhtenäisen valovyön lisäksi gammasäteilyn alueella on näkyvissä kymmeniä pistemäisiä säteilylähteitä, jotka ovat nekin hyvin voimakkaasti keskittyneet Linnunradan tasoon. Näistä erillisistä lähteistä on toistaiseksi tunnistettu vain puolisen tusinaa — tärkeimpinä Äyriäissumu ja Velan pulsari.

Äyriäissumu loistaa selvänä gammalähteenä. Kun siitä tulevaa gamma-säteilyä tutkittiin ajanjaksoissa, jotka vastaavat sumun sisällä olevan pulsarin pyöriäysaikaa (33 millisekuntia), havaittiin gammasäteilyssä myös selvästi sama jakso. Gamma-alueella säteilyn yksityiskohdatkin vastasivat radiosäteilyn pulssien rakennetta.

Toinen, Velassa sijaitseva pulsari, joka on muuten Äyriäissumun pulsarin lisäksi ainoa myös valon aallonpituudella nähty neutronitähti, näkyy gamma-alueella lähes yhtä kirkkaana kuin Äyriäissumun pulsari, vaikka se muilla aallonpituuksilla onkin paljon heikompi.

Näiden kahden lisäksi tunnetaan joitakin muita gammapulsareita. Muutamat pulsarit, joiden myös pitäisi gammataivaalla näkyä, eivät kuitenkaan lähetä havaittavaa säteilyä.

Gammapulsareiden tutkimus on vielä aivan alussa eikä esimerkiksi gammasäteilyn syntyä pulsarien lähellä ole kunnolla pystytty selvittämään. Se on kuitenkin huomattu, että pulsarit juuri gamma-alueella pysyvät paljon kauemman aikaa suunnilleen yhtä voimakkaana, vaikka ne muilla aallonpituuksilla vähitellen häipyvät näkymättömiin. Siksi tulevaisuudessa neutronitähden tutkimisessa gamma-astronomiakaan käytetään entistä enemmän.

Salaperäinen gammalähde, joka ei ole pulsari, on Joutsenen tähdistön

X-3 -röntgenlähde. Syyskuussa 1972 siinä tapahtui voimakas röntgenpurkaus, ja kohdetta ruvettiin tällöin tutkimaan myös gamma-alueella. Vaikka aikaisemmin Cyg X-3 ei ollut lähettänyt lainkaan gammasäteilyä, nyt se loisti yhtäkkiä niin kirkkaana, että sii-

tä tuli gammasäteilyä kymmenesosa siitä määrästä kuin koko muusta Linnunradasta. Cyg X-3 on yksi kaukaisimpia ja mahtavimpia pistemäisiä gammalähteitä, mutta sen luonteesta ei toistaiseksi tiedetä mitään.

Gamma-alueen taustasäteily

Mitä kauemmaksi Linnunradan tasosta gammateleskooppi suunnataan, sitä pienemmäksi käy säteilyn määrä. Kun katsotaan kohtisuoraan Galaksin

COS-B kuvasi Linnunrataa

Tähän asti tehokkain gamma-alueen tekokuu on ollut Euroopan avaruusjärjestön COS-B-satelliitti. Se lähetettiin avaruuteen elokuussa 1975. Suunniteltu toiminta-aika oli kaksi vuotta, mutta tekokuu toimi todellisuudessa yli kolme kertaa näin kauan. COS-B sammutettiin toukokuussa 1982, kun sen kipi-

näkämion sisältämä kaasu loppui eikä se enää kyennyt tekemään havaintoja.

Vuonna 1981 julkaistiin toinen COS-B:n havaitsemien gammalähteiden luettelo. Lähteet näkyvät oheisessa kartassa (alla). Havaitusta 25 kohteesta vain neljä on tunnistettu: kvasaari 3C 273, Äyriäisumun (Crab) ja Purjeen (Vela) pulsarit sekä tähtienvälinen tumma pilvi Rho Ophiuchi. Muiden lähteiden luonne on edelleen arvoitus. Ne voivat olla pistemäisiä tai laajempia, läpimitaltaan kuitenkin alle 2°, eikä niitä ole nähty muilla aallonpi-

tuusalucilla. Kartassa harmaalla merkittyä aluetta ei ole tutkittu.

Tarkempi kartta Linnunradan gammasäteilystä julkaistiin 1982 (alla). Siitä näkyy gammasäteilyn keskittyminen Linnunradan tasoon. Kirkkaimpina loistavat Purjeen pulsari ja Linnunradan keskustan lähteet.

(Valokuva MBB, kartat B.N. Swannenburg ym., Astrophysical Journal Letters, 15. tammikuuta 1981, ja H.A. Mayer-Hasselwander ym., Astronomy and Astrophysics, tammikuu (I) 1982.)

tasosta ulospäin, ei säteily kuitenkaan mene täysin nollaan. Kaikkialta taivaalta tulee gamma-alueella heikkoa taustasäteilyä. Sitä näyttää tulevan joka suunnasta suunnilleen yhtä voimakkaana.

Mikä aiheuttaa tämän taustasäteilyn? Koska sitä tulee joka suunnasta yhtä paljon, on ilmeistä että se on peräisin hyvin kaukaisista lähteistä. Sen oletetaan tulevan kaikkialta havaittavissa olevasta maailmankaikkeudesta Linnunratamme ulkopuolelta.

Säteilyn spektri on saatu selville satelliiteilla tehdyillä mittauksilla. Spektrin luonne esimerkiksi energioilla 40keV — 1MeV on sellainen, että se voi olla peräisin suurella nopeudella liikkuvien elektronien ja ns. kosmisen 3 asteen taustasäteilyn vuorovaikutuksesta ("käänteinen Compton-ilmiö"). Itse elektronit voivat joutua galaksienväliseen avaruuteen esimerkiksi aktiivisista radiogalakseista. Säteilyn voimakkuus on sellainen, että galaksienvälisessä avaruudessa on elektroneja vain tuhannesosa siitä määrästä mitä niitä on Linnunradassa. Tämä on jälleen todiste siitä, että kosmiset säteet syntyvät juuri Linnunratamme sisäisissä lähteissä.

Gammapulssit

Vuonna 1973 julkistettiin Yhdysvalloissa tuloksia, joita olivat keränneet sotilaallisiin tarkoituksiin lähetetty Vela-tekokuut. Vela tutkivat gammasäteilyn aallonpituuksia saadakseen selville maapallolla tehty ydinkokeet; ydinkokeissa syntyy lyhyt, voimakas gammapulssi.

Vuodesta 1967 alkaen Vela-tekokuut olivat yllättäen rekisteroineet kuitenkin myös sellaisia salaperäisiä gammapulsseja, jotka eivät olleet maapallolta peräisin. Pulssin suunta saadaan selville, kun havaintoja tehdään

Tyypillinen gammapulssi on tämä Apollo 16 -laitteiden ja Vela 6A -tekokuun näkemä purkaus 27.4.1972.

Vaikka Aurinkoa ei tavallisesti näy gammasäteilyn aallonpituuksilla lainkaan, sattuu sen pinnalla joskus purkauksia jotka pystytään gammateleskoopeilla näkemään. Tämä Auringon voimakas flare-purkaus elokuussa 1972 nähtiin OSO 7 -tekokuussa olleilla gammasäteilymittareilla.

kahdesta tai useammasta tekokuusta yhtä aikaa. Koska säteily liikkuu valon nopeudella, se tulee hieman eri aikaan eri paikoissa oleviin tekokuihin, ja yhdistämällä niiden tulokset saadaan säteilyn tulosuunta selville.

Vuosina 1967—73 olivat Vela-havainnot 16 pulssia. Ne kaikki tulivat aivan yllättäen, satunnaisiin aikoihin, ja kestivät vain pari sekuntia kerrallaan. Sitten mittarit rekisteröivät taas kuukausia pelkkää tyhjää.

Kun tulokset julkistettiin, alettiin myös muiden gamma-alueella toimivien tekokuiden havaintotuloksista etsiä merkkiä näistä lyhytaikaisista purkauksista. Niitä löytyikin jatkuvasti. Nykyään satelliiteissa on jo erityisiä laitteita nimenomaan hyvin lyhytaikaisten gammapulssien havaitsemiseksi, ja niitä voidaan nähdä jo satoja vuodessa. Hyviä havaintoja on saatu planeettainvälisistä luotaimista, joihin on asennettu gammapurkausmittareita. Esimerkiksi 1981 lähetetty Venera 13- ja 14 -aluksissa on tarkat mittarit, jotka ensimmäisen vuoden aikana havaitsivat yli 150 gammapulssia.

Gammapurkausten kesto aika vai-

telee sekunneista muutamiin kymmeneen sekuntiin. Itse purkauksen sisällä säteilyn voimakkuus vaihtelee suuresti lyhyelläkin aikavälillä. Esimerkiksi Aurinkoa kiertävä Helios 2 näki pulssin jossa tapahtui vaihteluja jopa 2 millisekunnin aikaskaalalla.

Vaihtelujen aikaväli on hyvin tärkeä suure, sillä se kertoo säteilyä lähettävän lähteen koon. Koska vaihtelujen täytyy tapahtua suunnilleen yhtä aikaa koko lähteessä, sen koko voi olla korkeintaan niin suuri, että valo ehtii vaihteluajassa kulkea lähteen laidalta toiselle. Esimerkiksi Helioksen havaitseman pulssin täytyy olla peräisin alle 600 km läpimittaisesta lähteestä!

Gammapulssit eivät siis voi olla kokonaisia galakseja tai edes tavallisia tähtiä koskevia ilmiöitä. Niiden aiheuttajan täytyy olla tavattoman pieni ja sillä täytyy olla hirvittävän suuri energia, jotta se pystyy aiheuttamaan näin voimakkaan purkauksen.

Pieniä, tiiviitä energiakoostumia tunnetaan teoriassa vain muutamia. Niitä ovat ns. relativistiset kohteet, siis neutronitähdet ja mustat aukot.

Asteroidin törmäys neutronitähteen synnyttää pilven, joka jo 0.0003 sekunnin kuluttua osumisesta peittää koko tähden. Asteroidin loppupää on vasta putoamassa kohti pintaa, kuvan suunnassa oikealta. Vain voimakas magneettikenttä voi ohjata pilven sellaisiin suuntiin, että räjähdysen gammasäteily pääsee pakoan. (Sky and Telescope-lehden piirros perustuu W. Howardin ym. laskuihin.)

Neutronitähtiä

Kun gammapulsseja on viime vuosina havaittu enemmän, on niiden jakautuma taivaalla saatu selville. Pulsseja lähettävät kohteet ovat selvästi keskittyneet Linnunratamme tasoon, ja niitä on eniten Linnunradan keskustan suunnassa. Tämä jakautuma merkitsee, että gammalähteiden valtaosa sijaitsee Linnunradan sisällä.

Lähteiden tarkempi luonne saatiin selville onnekkaan sattuman kautta. Maaliskuun 5. päivänä 1979 havaitsivat tekokuut ja avaruusalukset tavattoman voimakkaan gammapurkauksen, joka kesti vain neljäsosa sekuntia. Mutta herkkimät laitteet pystyivät usean minuutin ajan seuraamaan pulssin heikkoa "häntää", joka tällä kertaa paljasti lähteen luonteen. Mm. neuvostoliittolaisten Venera-alusten laitteet havaitsivat säteilyssä 8.1 sekunnin jakson ja muita merkkejä, jotka ovat tyypillisiä kaksoistähtijärjestelmässä olevan neutronitähden säteilylle.

Minkälainen mekanismi pystyy neutronitähden synnyttämään valtavan voimakkaita, lyhytaikaisia gammapurkauksia? Vaihtoehtoja on tällä hetkellä kaksi: joko naapuritähdestä kertyvän aineen räjähtäminen äkillisessä ydinreaktiossa tai kiinteän kappaleen, kuten

asteroidin tai komeetan, putoaminen neutronitähteen.

Jos neutronitähden putoaa asteroidi, sen törmäysnopeus on huomattava osa valon nopeudesta, koska tähden gravitaatiokenttä on niin voimakas. Asteroidin liike-energia muuttuu sähkömagneettiseksi säteilyksi sekunnin tuhannesosassa, ja suuri osa säteilystä näkyy gamma-alueella, kuten on havaittu.

Asteroidin räjähtäminen synnyttää plasmapiilven, joka hetkessä peittää koko neutronitähden ja estää gammasäteilyä pakenemasta. Jos neutronitähdellä on voimakas magneettikenttä, voi räjähdyspilvi kuitenkin edetä neutronitähdestä pois magneettikentän voimaviivoja pitkin eikä peitä koko tähteä.

Vaikeutena asteroidi- tai komeetta-

Voimakkaasti magneettiseen neutronitähden putoava asteroidi (pikkuplaneetta) sivultapäin nähtynä. Alun perin pyöreä, muutaman kilometrin läpimittainen asteroidi on neutronitähden valtavassa painovoimassa venynyt kymmenien kilometrien pituiseksi. Magneettikenttä litistää asteroidin nauhaksi, jonka leveys on pari kilometriä ja paksuus vain muutama millimetri. Piirros on luonnollisessa koossaan. (Kuva Sky and Telescope).

Etelä-Afrikassa marraskuussa 1928 45 minuutin välein otetut valokuvat. Oikeanpuoleisessa näkyy keskellä leimahtava tähti, joka on samassa kohdassa taivasta kuin marraskuussa 1978 havaittu gammapulssi.

ajatuksessa on pidetty havaittujen gammapulslien suurta lukumäärää. Neutronitähteä kiertäviä asteroideja arvioidaan olevan liian vähän, korkeintaan kymmenesosa tarvittavasta mää-

rästä. Arviot perustuvat kuitenkin pikkuplaneettojen ja komeettojen määrään aurinkokunnassa, ja olosuhteet muissa tähtijärjestelmissä voivat olla hyvin erilaiset.

Myös valonvälähdyksiä

Samalla kun neutronitähden pinnalla tapahtuva räjähdys synnyttää gammasäteilyä, sen pitäisi laskujen mukaan aiheuttaa myös lyhyt valonvälähdys. Maanpäällinen havaitsija näkisi hyvin nopean leimahduksen, jonka kirkkaus hetkellisesti olisi kirkkaimpien tähtien veroinen.

Amerikkalaistutkija B. Schaefer on käynyt läpi Harvardin yliopiston kuvaarkistoa kolmen gammapulsin esiintymiskohdilla, jotka oli voitu määrätä tavallista tarkemmin. Hän löysikin Etelä-Afrikassa marraskuussa 1928 otetun kuuden perättäisen kuvan sarjan, joista yhdessä näkyi kirkas tähti. Kuvasta voi päätellä, että tähden aiheuttaja on ollut lyhytaikainen välähdys.

Schaefer arvioi tutkimustensa perusteella, että gamma- (ja niihin liittyvät optiset) pulssit toistuvat neutronitähdessä ehkä muutaman vuoden välein.

Heikki Oja

NEUTRIINOTÄHTITIEDE

Millaisia ovat tähdet ja miksi ne loistavat? Tämä lienee tähtitieteen keskeisin kysymys, jota ihmiskunta on yrittänyt ratkaista vuosituhansien ajan tutkimalla tähtien ja muiden taivaankappaleiden lähettämää valoa. Näkyvän valon tutkimisen lisäksi on tähtitieteessä viime aikoina voitu ottaa käyttöön myös muita sähkömagneettisen säteilyn aallonpituusalueita, ja tällä hetkellä havaintoja voidaan tehdä lähes koko sähkömagneettisen spektrin alueella. Liioitellen voidaan sanoa, että ongelman ydintä ei ole paljoakaan lähestytty, sillä sähkömagneettisen säteilyn avulla voidaan "nähdä" ainoastaan tähtien pintakerroksiin ja saada vain epäsuoraa tietoa tähtien sisäisestä rakenteesta. Näiden epäsuorien havaintojen perusteella on kuitenkin saatu selville monia seikkoja tähtien fysikaalisesta olemuksesta ja voitu luoda teorioita tähtien rakenteesta ja kehityksestä. Mutta lopullinen varmuus tällaisille teorioille voidaan saada vasta sitten, kun voidaan suoraan havaita tähtien sisäosia, joissa tähtien säteilemä energia syntyy.

Tällaisen mahdollisuuden tähtien ytimien salaisuuksien paljastamiseen tarjoaa viime vuosina nopeasti kehittynyt **neutriinotähtitiede**, joka tutkii tähdissä syntyneitä neutrinoita. Nykyisten käsitysten mukaan tähtien energia on peräisin ydinreaktioista, joissa sivutuotteena syntyy myös neutrinoita. Ydinreaktioissa syntynyt energia siirtyy pääasiassa säteilyn ja kuljetuksen (konvektion) avulla hitaasti tähtien sisäosista pintaosiin ja vapautuu tähden pinnalta säteilyä vasta miljoonia vuosia syntyhetkenä jälkeen. Neutriinot sitä vastoin tarvitsevat samaan matkaan vain muutamia sekunteja, koska ne karkaavat tähden ytimestä suoraan avaruuteen tähden muodostavasta materiaasta piittaamatta. Näin ollen esimerkiksi auringosta tällä hetkellä maapallolle saapuva näkyvä valo syntyi jo miljoonia vuosia sitten röntgensäteilynä auringon keskiosissa. Samaa aikaa syntyneet neutriniot sen sijaan saapuivat maapallolle kahdeksan minuutin kuluttua syntymisestään ja kiitävät nyt halki avaruuden miljoonien valovuosien päässä auringosta.

Sähkömagneettisen säteilyn fotonit ovat jatkuvassa vuorovaikutuksessa tähden materian kanssa absorboituen ja emittoituen vähän väliä ja muuntuen samalla ominaisuuksiltaan erilaisiksi. Alunperin fotonien taajuudet olivat röntgenalueella, mutta vapautuessaan

tähden pinnalta ne ovat menettäneet paljon energiaansa ja niiden taajuudet ovat pääasiassa näkyvän valon alueella sekä sitä lähinnä olevilla infrapuna- ja ultraviolettialueilla. Toisin sanoen fotonien ominaisuuksilla ei ole enää mitään tekemistä niiden olosuhteiden

Neutriinot ovat massattomia hiukkasia, jotka kiitävät avaruuden halki valon nopeudella. Ne tuovat meille tietoa suoraan tähtien sisuksista – kunhan vain saamme niitä siepatuksi havaintolaitteisiimme. Neutriinoastronomia on tähtitieteen tulevaisuutta.

kanssa, joissa ne alunperin syntyivät, eikä niistä saada mitään suoraa tietoa olosuhteista tähden sisäosissa. Neutriinot sen sijaan vuorovaikuttavat erittäin heikosti materian kanssa ja niiden ominaisuudet pysyvät muuttumattomina niiden vapaututtua tähtien ytimissä ja saavuttaessa maapallon. Mikäli tällaisia hiukkasia onnistutaan vangitsemaan ja saamaan selville niiden ominaisuuksia (esim. neutrinojen suunta, energia ja energiajakautuma), voidaan niistä saada suoraa tietoa tähtien ytimissä vallitsevista olosuhteista (lämpötila, tiheys jne). Tämän vuoksi tähtitieteeseen on kahden viimeisen vuosikymmenen aikana syntynyt uusi haara, neutriniotähtitiede, joka sananmukaisesti pyrkii tunkeutumaan tähtien ytimiin.

hiukkastyypin	massa	sähkövaraus
e^-	0.511 MeV	-1
ν_e	0 (<50eV)	0
μ^-	106 MeV	-1
ν_μ	0 (<0.65 MeV)	0
τ^-	1900 MeV	-1
ν_τ	(ei vielä havaittu)	0
+antihiukkas		

TAULUKKO 1. Leptonit eli kevyet hiukkas, jotka tuntevat vain sähkömagneettisen ja heikon vuorovaikutuksen. τ^- -hiukkasen olemassaoloa ei ole vielä täysin varmennettu. Massaenergiat (mc²) on ilmoitettu miljoonis-
sa elektronivolteissa (MeV).

Neutriino

Neutriinon keksi vuonna 1931 itävaltalais-sveitsiläinen teoreettinen fyysikko Wolfgang Pauli, joka ehdotti uuden alkeishiukkasen olemassaoloa voidakseen selittää energian ja spinin (pyörimistilan) säilymislaite β -hajoamisessa. β -hajoamisella tarkoitetaan radioaktiivista prosessia, jossa alkuaineen ydin muuttuu toiseksi ytimeksi ja samalla syntyy β -hiukkanen (elektroni e^- tai positroni e^+). Pian Paulin ehdotuksen jälkeen italialainen fyysikko Enrico Fermi kehitti teorian uudelle hiukkaselle, jota hän nimitti neutrinioksi ("pieneksi neutraaliksi kappaleeksi"). Vasta 1956 havaitsivat Frederick Reines ja Clyde L. Cowan Jr. kokeellisesti anti-neutriinoja (neutriinojen vastahiukkasia), jotka osoittivat myös neutrinojen olemassaolon.

Neutriino on hiukkanen, jonka ominaisuuksista on helppo puhua lyhyesti; niitä ei nimittäin ole monta. Neutriinolla ei ole leptomassaa eikä sähkövaraus. Sen ainoat ominaisuudet ovat spin ja energia. Neutriinon leptomassaa ei tosin ole mitattu, vaan se on oletettu nolaksi, koska neutrini on havaittu liikkuvan valon nopeudella. Neutriinot kuuluvat leptonien hiukkasperheeseen, joten ne tuntevat ainoastaan heikon vuorovaikutuksen. Vahvaan ydinvoimaan ja sähkömagneettiseen voimaan ne eivät reagoi. Tästä syystä neutrinojen kanssakäyminen aineen kanssa on lähes olematonta. Esimerkiksi tällä hetkellä noin sata triljoonaa (100 000 000 000 000 000 000 000) neutrinoa kulkee tämän sivun läpi sekunnissa ja muutamaa tuhatta lukuunottamatta kaikki jatkavat kulkuaan suoraan maapallon läpi. On arvioitu, että yhden neutriniin pysäyttämiseksi tarvitaan noin neljän valovuoden paksuinen lyijykerros.

Neutriinojen löytymisen jälkeen hiukkasfysiikka on edistynyt huomattavasti ja on käynyt ilmi, että on olemassa useamman tyyppisiä neutrinoja. Leptonien hiukkasperheeseen (taulukko 1) kuuluu elektronin lisäksi myoni eli μ^- -hiukkanen ja uusimman tietämyksen mukaan tau eli τ^- -hiukkasen sekä näiden kaikkien antihiukkas (e⁺, μ^+ ja τ^+). Kokeellisesti on voitu erottaa keskenään kahdenlaisia neutrinoja, elektroni-neutriino (ν_e) ja myoni-neutriino (ν_μ), joiden olemassaolon ennusti italialais-neuvostoliittolainen fyysikko Bruno M. Pontecorvo. Koska elektroniin ja myoniin

Kuva 1. Protoni-protoni-ketju, jonka seurauksena neljästä protonista tulee heliumydin, kaksi positronia, neutrinoja ja fotoneja (säteilyä). Tämä PP-reaktioketju tuottaa pääosan auringon energiasta. Kuvaan on merkitty eri reaktioissa syntyvien neutrinojen energiat ja vastaavat neutriniotodot auringon neutriniotodotuksissa (SNU) kloori-argon-kokeessa. Ketjun haarojen suhteelliset voimakkuudet ja neutriniotodot perustuvat John Bahcallin laskuihin.

Kuva 2. Hiili-typpi-happi-sykli, jossa ¹²C toimii katalysaattorina tuottaen neljästä protonista heliumytimen, kaksi positronia, kaksi neutrinoa ja fotoneja (säteilyä). Jos CNO-sykli olisi auringon ainoa energialähde, auringon neutriniotodotus olisi 35 SNU.

liittyy oma neutrino, on luultavaa, että on olemassa myös tau-neutriino (ν_τ). Tätä kolmatta neutriniotyyppiä ei kuitenkaan ole vielä havaittu laboratoriokeissa.

Ydinreaktiot tähdissä

Nykyisten käsitysten mukaan tähtien säteilemä energia on peräisin lämpöydinreaktioista, jotka tapahtuvat syvässä tähtien sisäosissa korkeissa lämpötiloissa. Sir Arthur Eddington ehdotti jo vuonna 1920, että auringon energialähde saattaa olla ydinfuusio. Hans Bethe ja eräät muut tutkijat seurasivat Eddingtonin ehdotusta 1930-luvun loppupuolella ja löysivät reaktiot, jotka saattoivat ylläpitää auringon säteilyä miljardeja vuosia. Auringon massasta noin 70 % on vetyä, vajaat 30 % on heliumia, ja raskaampia alkuaineita on vain muutamia prosentteja. Bethen esittämässä reaktiossa neljä vety-ydintä (protonia) fuusioituu auringon kuumassa sisäosassa muodostaen heliumytimen (kaksi protonia ja kaksi neutronia), kaksi positronia, kaksi neutrinoa ja fotoneja (säteilyä).

Kuvassa 1 on esitetty yksityiskohtaisesti ydinreaktiot, joiden seurauksena neljä protonia muuttuu heliumytimeksi (kuva perustuu John Bahcallin laskuihin). Tätä ydinreaktioketjua kutsutaan protoni-protoni (PP)-ketjuksi. Prosessi alkaa kahden protonin törmäyksellä, jolloin syntyy deuteriumydin ²H (protoni ja neutroni), positroni ja neutrino, jonka maksimienergia on 0.42 MeV. Noin 99.75 % protonien törmäyksistä johtaa tähän protoni-protoni (PP)-reaktioon ($p + p \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu_e$). Likiain 0.25 % protoneista yhtyy elektronin kanssa muodostaen deuteriumytimen ja neutriniin, jonka energia on 1.44 MeV. Tätä reaktiota kutsutaan protoni-elektroni-protoni (PEP)-reaktioksi ($p + e^- + p \rightarrow {}^2\text{H} + \nu_e$). Syntyneet deuteriumytimet kohtaavat protonin ja syntyy kevyt heliumydin ³He (kaksi protonia ja neutroni) ja fotoni (${}^2\text{H} + p \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$). Tästä eteenpäin PP-ketju haarautuu kolmeen osaan (PPI, PPII ja PPIII). ³He-ytimestä noin 91 % yhtyy keskenään muodostaen heliumytimen ⁴He (kaksi protonia ja kaksi neutronia) ja kaksi protonia (PPI-haara). Noin 9 % ³He-ytimestä jatkaa PPII-haaran kautta, jossa syntyy kaksi ⁴He-ydintä, fotoni ja neutrino, jonka maksimienergia on 0.86 MeV. Loput 0.1 % ³He-ytimestä käyvät läpi PPIII-haaran ja tuottavat kaksi ⁴He-ydintä, kaksi fotonia, kaksi positronia ja neutriniin, jonka maksimienergia on 14.1 MeV.

PP-ketjun rinnalla on olemassa toinen ydinreaktioketju, jossa esiintyy hiili katalysaattorina (kuva 2). Tämä reaktioketju on nimeltään hiili-typpi-happi (CNO)-sykli ja siinä muodostuu

neljästä protonista ${}^4\text{He}$ -ydin, kolme fotonia, kaksi positronia ja kaksi neutriinoa, joiden maksimienergiat ovat 1.20 MeV ja 1.74 MeV. CNO-syklin merkitys on PP-ketjua tärkeämpi raskaissa pääsarjan tähdissä, mutta kevyissä auringon tyyppisissä tähdissä CNO-sykli ei sanottavasti vaikuta energian muodostukseen.

Havaitseminen radio-kemiallisella menetelmällä

Neutriinujen heikko vuorovaikutus aineen kanssa tekee neutriinujen havaitsemisen erittäin vaikeaksi. Neutriinonjen havaitsemiseksi on kuitenkin kehitetty lukuisia menetelmiä, joista tähän mennessä tärkein on ollut ns. radiokemiallinen menetelmä. Tämän menetelmän mukaan neutriinoja voidaan havaita käänteisen β -hajoamisen avulla, jossa neutriino törmää alkuaineen atomiin muuttaen sen toiseksi atomiksi ja vapauttaen samalla elektronin. Taulukossa 2 on esitetty neutriinosieppausreaktioita, joissa syntyvät atomit ovat sellaisia, että niiden runsaus voidaan kemiallisesti (esim. radioaktiivisuuden avulla) määrätä ja saada selville neutriinonjen lukumäärä. Neutriinonjen heikon vuorovaikutuksen vuoksi tarvitaan suunnattomia määriä (yleensä tonneittain) aineita, jotka sisältävät näitä sieppavia atomeja. Neutriinosieppaukset ovat kuitenkin niin harvinaisia, että nykyisin käytössä olevissa tai suunnitelluissa koejärjestelyissä syntyy vain muutamia tytäratomeja viikossa. Näiden atomien eristämiseksi ja niiden runsauden määrittämiseksi on täytynyt kehittää monimutkaisia kemiallisia menetelmiä ja herkkiä havaintolaitteita.

Bruno Pontecorvo ja Luis Alvarez ehdottivat (toisistaan riippumattomasti) jo vuonna 1946 koetta auringon neutriinon havaitsemiseksi klooriargon -menetelmällä. Kloorin isotooppi (^{37}Cl) voi siepata neutriinon ja muuttua argoniksi (^{37}Ar) ja elektrokiksi, jos siihen törmäävällä neutriinolla on riittävä energia. Klooria tarvitaan paljon, mutta siitä ei aiheudu mitään ongelmia, sillä klooria on helposti ja halvalla saatavissa suuriakin määriä perkloorietyleenin (hiilitetrakloridi, C_2Cl_4), jota käytetään yleisesti puhdistusnesteenä. Perkloorietyleenin syntyvät radioaktiiviset ^{37}Ar -isotoopin ytimet voidaan eristää kemiallisin menetelmin. ^{37}Ar -ytimien radioaktiivinen puoliintumisaika on sopivasti 35 vrk, jossa ajassa puolet syntyneistä argonatomeista muuttuu takaisin klooriatomeiksi. Nämä radioaktiivisen argonin hajoamisreaktiot voidaan rekisteröidä ja saada selville syntyneiden argonatomien lukumäärä. Klooriargon -reaktion kynnysenergia 0.814 MeV on valitettavasti melko suuri, minkä vuoksi auringon suurin neutrii-

nolähde, PP-reaktio (maksimienergia 0.42 MeV), on "näkymätön". Tämä on valitettavaa kahdesta syystä: ensinnäkin "näkyvien" neutriinojen kokonaismäärä pienenee huomattavasti, ja toiseksi "näkyvät" neutriinot ovat pääasiassa peräisin PPII- ja PPIII-haaroista (kuva 1). Jos aurinko saa energiansa ydinreaktioista, täytyy PP- ja PEP-reaktioiden olla käynnissä, koska ne tuottavat deuteriumia kaikkia muita reaktioita varten. PPII- ja PPIII-haarojen suhteellisissa voimakkuuksissa (ja näistä haaroista tulevien neutriinojen lukumäärissä) saattaa kuitenkin olla epävarmuutta. Näin ollen klooriargon -menetelmä ei kerro, onko auringon energialähteenä fuusio, jos havaittu neutriinojen määrä on liian pieni. Se osoittaa ainoastaan, että tietomme PPII- ja PPIII-haaroista on puutteellinen.

PP-reaktiossa syntyvien neutriinon havaitsemiseksi voidaan käyttää gallium-germanium -reaktiota, jonka kynnysenergia on 0,233 MeV. Reaktiossa syntyvän germaniumin (^{71}Ge) eristäminen ja sen runsauden määrittäminen on periaatteessa ratkaistu. Vaikeimpana ongelmana on saada 30–50 tonnia galliumia (^{71}Ga), jota on vasta äskettäin onnistuttu tuottamaan teollisesti suuria määriä (noin seitsemän tonnia vuodessa koko maapallolla), ja joka sen vuoksi on erittäin kallista. Galliumia käytetään valodiodien valmistukseen, taskulaskinten ja digitaalikellojen näyttölaitteisiin sekä tietokoneiden muisteihin.

Litium-beryllium -reaktiota ei voida sen korkean kynnysenergian 0.862 MeV vuoksi käyttää PP-neutriinon havaitsemiseen, mutta PEP-neutriinoja sen avulla voidaan havaita erittäin hyvin. Litiumia (⁷Li) tarvitaan noin 15 tonnia litiumkloridina, mutta se on onneksi suhteellisen halpaa. Beryllium (⁹Be) osataan eristää kemiallisesti litiumkloridista, mutta tällä hetkellä on vaikeuksia radioaktiivisen berylliumin mittaamisessa.

Indium-tina-reaktion avulla voidaan havaita PP-neutriinoja, koska reaktion kynnysenergia on vain 0.128 MeV. Tämän reaktion etuna on myös se, että neutriinosieppauksen ajankohta voidaan määrätä. Reaktiossa syntyy nimittäin virittynyt tinaydin (^{115m}Sn), joka muutamassa mikrosekunnissa ($1 \mu\text{s} = 10^{-6} \text{ s}$) laukeaa emittoimalla kaksi

TAULUKKO 2. Neutriinosieppausreaktioita			
reaktio		T _{1/2}	E _{min}
$\nu + {}^{37}\text{Cl} \rightarrow$	${}^{37}\text{Ar} + e^-$	35 vrk	0.814 MeV
$\nu + {}^{71}\text{Ga} \rightarrow$	${}^{71}\text{Ge} + e^-$	11 vrk	0.233 MeV
$\nu + {}^7\text{Li} \rightarrow$	${}^7\text{Be} + e^-$	53 vrk	0.862 MeV
$\nu + {}^{115}\text{In} \rightarrow$	$e^- + {}^{115m}\text{Sn} \rightarrow$	${}^{115}\text{Sn}$	stabiili
$\nu + {}^{205}\text{Tl} \rightarrow$	$e^- + {}^{205m}\text{Pb} \rightarrow$	${}^{205}\text{Pb}$	$1.6 \times 10^7 \text{v}$
			0.048 MeV

TAULUKKO 2. Neutriinosieppausreaktioita, joita voidaan käyttää neutriinon havaitsemiseen radiokemiallisella menetelmällä. $T_{1/2}$ on reaktiossa syntyvän ytimen radioaktiivinen puoliintumisaika, ja $E_{\min}$ on neutriinon minimienergia.

perättäistä fotonia. Nämä fotonit voidaan havaita skintillaatio- eli tuikelaskurilla, jolloin neutriinosieppauksen ajankohta saadaan selville, minkä vuoksi on mahdollista erottaa tämä sieppaus muista ydinreaktioista. Indiumia (^{115}In) tarvitaan useita tonneja, jotta voidaan rakentaa skintillaatioteleskooppi, joka koostuu sadoista tai tuhansista indiumia sisältävistä tuikelaskureista.

Tallium-lyijy-reaktio eroaa muista aikaisemmin mainituista reaktioista siinä suhteessa, että reaktiossa syntyvän lyijyn (^{205}Pb) radioaktiivinen puoliintumisaika on erittäin pitkä (16 miljoonaa vuotta). Tämän vuoksi lyijyä on saattanut kertyä miljoonien vuosien aikana talliumia (^{205}Tl) sisältävään mineraaliin. Ainoa talliumia sisältävä mineraali, jota on saatavissa muutamaa grammaa suurempia määriä, on Makedoniasta, Jugoslaviasta, löydetty loran-diitti (TlAsS_2). Jos Makedonian loran-diittiesiintymän ikä ja lyijypitoisuus saadaan selville, voidaan laskea keskimäärinen neutrinovuo miljoonien vuosien ajalta. Tällä menetelmällä sadut tulokset olisivat erittäin mielenkiintoisia auringon tutkimisen kannalta, sillä näin saataisiin eliminointua lyhytjaksoiset vaihtelut auringon rakenteessa. Kaikki aikaisemmin mainitut menetelmät sen sijaan antavat tietoa auringon neutrinoista juuri tällä hetkellä, eivätkä sulje pois sitä mahdollisuutta, että aurinko on nyt jossakin poikkeuksellisessa kehitysvaiheessa.

Brookhavenin neutriinoteleskooppi

Yhdysvalloissa on useiden vuosien ajan tutkittu auringon neutriinoja Raymond Davisin johdolla klooriargon -menetelmän avulla. Vuosina 1964—67 rakennettiin Brookhaveniin, Etelä-Dakotaan tällä menetelmällä toimiva "neutriinoteleskooppi". Neutriinoteleskooppi sijaitsee 1.5 km syvyydessä maan alla vanhassa hylättyssä kulkaitovokossa, jossa se on suojassa kosmisen säteilyn myoneilta (1.5 km maata vastaa 4.5 km vesikerrosta). Neutriinoja pyydystetään tankkiin (kuva 3), joka sisältää 400 000 litraa perkloorietyleniä (C_2Cl_4). Tankkiin syntyvät argonatomit kerätään perkloori-

Kuva 3. Brookhavenin klooriteleskoopin rakenne, vieressä kuva tankista. (Kuva Brookhaven National Laboratory)

etyleenistä heliumkaasun avulla, jota pumpataan kahdella pumpulla tankin läpi. Tankista helium johdetaan kemialliseen eristyslaitteistoon, joka käsittelee kondensorin, perkloorietyleenihöyryjä absorboivan laitteen, ja nestemäisen tyypin lämpötilassa (-196°C) olevan hiili-suodattimen, jolla argon eristetään heliumista. Tämän jälkeen argon pelkistetään kaasukromatografian avulla ja asetetaan pieneen suhteellisuuskaskuriin (pituus 2.5 cm ja halkaisija 0.4 cm), jolla voidaan havaita ^{37}Ar -ytymien radioaktiivinen hajoaminen.

Laitteistoa on käytetty auringon neutriinoiden tutkimiseen vuodesta 1970 lähtien ja sen tehokkuutta on testattu monin tavoin. Tankkia on säteilytetty nopeilla neutroneilla, jolloin tankkiin on keinotekoisesti syntynyt ^{37}Ar -atomeja. Eräässä toisessa kokeessa tankkiin laitettiin 500 ^{37}Ar -atomia, jotka kerättiin sitten takaisin edellämainitun menetelmän avulla. Lisäksi tankkiin laitetaan tietty määrä ^{36}Ar - ja ^{38}Ar -isotooppeja ennen jokaista mittausjaksoa ja sen päätyttyä isotooppien määrä mitataan. Testitulosten mukaan noin 95 % argonatomeista saadaan kerätyksi. Tehokkuus on varsin hyvä, sillä tankki sisältää 10^{30} klooriatomia, kun taas argonatomien lukumäärä näissä kokeissa on ollut muutamia kymmeniä tai satoja.

Auringon neutriinojen yhteydessä on otettu käyttöön yksikkö SNU (Solar neutrino unit, auringon neutriinoyksikkö), joka on 10^{-36} neutriinosieppausta sekunnissa sieppaavaa atomia kohti. Tankki sisältää 10^{30} klooriatomia, joten 1 SNU vastaa yhden

argonatomin syntymistä tankkiin viikossa. Paras nykyinen aurinkomalli (kuva 1) antaa neutriinoin määräksi noin 4.7 SNU (tässä mallissa CNO-syklin osuus energiantuottajana on häviävän pieni). Jos taas CNO-sykli tuottaisi auringon kaiken energian, neutriinoinen määrä olisi 35 SNU. Davisin työryhmän viimeisimpien mitaustulosten mukaan tankkiin syntyy 0.41 ± 0.06 argonatomia vuorokaudessa. Tästä täytyy vähentää 0.08 atomia vuorokaudessa, joka syntyy taustalähteistä (pääasiassa kosmisen säteilyn myoneista). Näin ollen viimeisin havaittu neutriinoinen määrä on 1.8 ± 0.4 SNU taustasäteilyn ollessa noin 0.4 SNU (vrt. kuva 3 Ilkka Tuomisen artikkelissa Auringosta äärettömyyteen, Ursan julkaisuja 13). Saatu tulos on siis selvästi ristiriidassa nykyisen teoreettisen aurinkomallin kanssa. CNO-sykli auringon energian tuottajana näyttää ainakin olevan poissuljettu mahdollisuus.

Ristiriidan selvittämiseksi on esitetty erilaisia mahdollisuuksia. Kuten aikaisemmin mainittiin saattavat tietomme PP-ketjun PPII- ja PPIII-haarojen suhteellisista voimakkuuksista olla puutteellisia. Aurinkomallia voidaan eräiden epävarmuustekijöiden vuoksi jonkin verran ”sovitaa”, sillä PPIII-haara (kuva 1), joka on herkästi riippuvainen lämpötilasta, tuottaa yli-voimaisesti eniten neutriinoja (3.5 SNU 4.7 SNU:sta). Bahcallin arvioiden mukaan mallin ”sovituksella” neutriinotuoton minimiksi saadaan 1.5 SNU edellyttäen, että mallissa ei tehdä mitään radikaaleja muutoksia. Tällaisessa mallissa PPIII-haaran voimak-

kuus on kymmenen kertaa pienempi (0.01 %) kuin standardimallissa. Ehdoton alaraja neutriinotuotolle, mikäli auringossa tapahtuu ydinfuusiota, on 0.3 SNU. Tällöin PP- ja PEP-reaktioiden täytyy olla käynnissä ja kaikki neutriinit syntyvät PEP-reaktiossa. PEP-neutriinon määrä on kuitenkin havaintotarkkuuden alapuolella Brookhavenin kloori-argon-kokeessa ja näin ollen kokeen perusteella ei voida päätellä, tapahtuuko auringossa fuusio-reaktioita vai ei.

Edellämainittu mallin "soveltaminen" on kuitenkin tieteellisenä menetelmänä arveluttava, minkä johdosta eräät tutkijat ovat alkaneet ajatella, että nykyinen aurinkomalli on perusteellisesti virheellinen. Lukuisia oletuksia on esitetty auringon mallin parantamiseksi, jotta saataisiin auringon keskusalue kylmemmäksi ja neutriinojen tuotto pienemmäksi. Tällaisia oletuksia ovat esimerkiksi musta aukko, voimakas magneettikenttä, raskaiden alkuaineiden vähyys tai jaksottainen kuumeneminen ja kylmeneminen auringon vtiössä.

Viime aikoina on auringon neutriino-ongelman ratkaisuksi esitetty mahdollisia neutriino-oskillaatioita ja neutrinon lepomassaa (ks. oheinen laatikko). Jos neutriino-oskillaatiot ovat todellisia, voi osa auringossa syntyneistä e-neutriinoista muuttua μ - ja τ -neutriinoiksi. Eri neutriinotyyppit saattavat olla keskenään tasapainossa, jossa niiden lukumäärät ovat yhtä suuret. Tällöin kaksi kolmasosaa auringon e-neutriinoista muuttuu μ - ja τ -neutriinoiksi ja yksi kolmasosa havaitaan kloori-argonmenetelmällä, jolloin havaittu e-neutriinojen määrä on sopusoinnussa teoreettisen auringonmallin kanssa. Jos oskillaatiot eivät ole todellisia, mutta neutriinolla siitä huolimatta on lepo-

Kuva 4. Kabardino-Balkarian neutrinotutkimusaseman maanpäällistä rakennustyötä. Taustalla vuorensinimässä näkyvä tunnelin suuaukko. (Kuvat 4-6 S.P. Mihejev ja A. E. Tshudakov, Zemlja i Vseennaja 1/1979)

massa ja sen vuoksi rajoitettu elinikä, voi osa auringosta tulevasta neutrinoista tuhoutua muuttuen toisiksi tähän mennessä tuntemattomiksi hiukkasiksi. Tässäkin tapauksessa maapallolle saapuisi vähemmän neutrinoja.

Kukin näistä oletuksista tuo kuitenkin mukaan uusia vaikeuksia, joten auringon neutrinoprobleman ratkaisemisessa joudutaan vain "ojasta allikkoon". Tällä hetkellä Brookhavenin kloori-argon-koetta jatketaan ja menetelmää yritetään parantaa mahdollisuuksien mukaan. Tämän jo kymmenen vuotta käytössä olleen laitteiston rinnalle on rakenteilla gallium-laitteisto, joka sisältää 1.4 tonnia galliumkloridia. Neutrinosiippauksen tuloksena syntynyt germaniumkloridi eristetään heliumkaasun avulla ja muutetaan germaniumhybridiksi. Tämän jälkeen germanium pelkistetään kaasukromatografian avulla ja sen radioaktiivisuus mitataan. Laitteisto ei kuitenkaan ole tarpeeksi herkkä ratkaisemaan auringon ongelmaa johtuen liian pienestä galliummäärästä. Tarkoituksena on aluksi testata käytettävää menetelmää keinoitekoisen neutrino-lähteen avulla ja myöhemmissä vaiheissa lisätä laitteistoon identtisiä yksiköitä. Gallium-teleskoopilla voidaan ehkä tulevaisuudessa ratkaista

auriongelma, koska sen avulla voidaan havaita PP-neutrinoja, joita auringossa teorian mukaan syntyy ylivoimaisesti eniten (noin 95 % kaikista neutrinoista).

Brookhavenissa on myös käytössä litium-laitteisto, joka sisältää 0.16 tonnia litiumkloridia. Tätäkin menetelmää testataan aluksi pienellä litiummäärällä ja myöhemmin laitteistoa suurennetaan. Litium-beryllium -kokeen avulla voidaan tutkia auringon PEP-neutrinoja ja saada suora tietoa auringon keskuksen tiheydestä, mutta litiumia tarvitaan sata kertaa enemmän kuin nykyinen laitteisto sisältää.

Kabardino-Balkarian neutrinotutkimusasema

Neuvostoliitossa on rakenteilla suuri neutrinotutkimuskeskus Kabardino-Balkariassa, Pohjois-Kaukasuksella. Pohjois-Kaukasukselle on syntymässä Neuvostoliiton tärkein tähtitieteellinen keskus, sillä lähistölle, Zelentshukskajalle, on aikaisemmin sijoitettu kaksi jättiläismäistä tähtitieteellistä instrumenttia: kuuden metrin optinen BTA-teleskooppi ja RATAN 600 -radioteleskooppi alle 200 km etäisyydellä. Vuorensinimään (kuva 4) porataan 4 km pitkä tunneli, jonne tullaan rakentamaan useita erilaisilla menetelmillä

toimivia neutrinoteleskooppeja. Tunnelin perukkaan, jonka etäisyys lähimmästä vuorensinimästä on yli 2 km, on tarkoitus rakentaa kloori-teleskooppi, jolla tutkitaan auringon neutrinoja. Tämä laitteisto tulee olemaan samantyyppinen, mutta viisi kertaa herkempi kuin Davisin teleskooppi Brookhavenissa. Kloori-teleskoopin rinnalle on suunnitteilla litium-teleskooppi ja gallium-teleskooppi, joka sisältää 20 tonnia galliumia. Näiden rakenteilla ja suunnitteilla olevien teleskooppien avulla voidaan auringon neutrinoproblema mahdollisesti ratkaista.

Auringon neutrinojen lisäksi Kabardino-Balkariassa tutkitaan avaruudesta saapuvia suurienergisii neutrinoja. Ensimmäisessä rakennusvaiheessa, joka on jo saatu päätökseen, louhittiin 550 m etäisyydelle tunnelin suuaukosta 16 m korkea luola, jonka pinta-ala on 300 m². Luolan seinämät on vuorattu betonilla, jonka valmistukseen on käytetty Uralilta tuotua erikoista mineraalia, duniittia. Tällaisen betonin radioaktiivisuus on vain yksi promille tavallisen betonin radioaktiivisuudesta. Seinämien rakentamiseen on myös käytetty terästä, joka ei sisällä yhtään kobolttia, jotta on voitu minimoida maaperän radioaktiivisuuden mahdolliset vaikutukset. Tähän luolaan on sijoitettu skintillaatioteles-

kooppi, joka on Neuvostoliiton ensimmäinen neutrinoteleskooppi. Teleskooppi itse on valtava kuutio (kuva 5), jossa on neljä pystysuoraa seinämää ja neljä vaakatasoa. Seinämät ja tasot on peitetty säiliöillä (70×70×30 cm³) jotka sisältävät 150 l skintillaatio- eli tuikenesteenä käytettävää spriitä. Teleskooppi koostuu 3120 tällaisesta säiliöstä, jotka sisältävät yhteensä 330 tonnia tuikenestettä. Kunkin säiliön yhdellä sivulla on tuikeilmaisim (kuva 6), joka rekisteröi varatun hiukkasen tuikeaineessa aiheuttaman valonleimahduksen ja ilmoittaa hiukkasen saapumishetken, lentosuunnan ja energian. Skintillaatioteleskoopin avulla

voidaan näin ollen tutkia suurienergisii neutrinoja havaitsemalla varattuja myoneja, joita syntyy neutrinojen törmätessä teleskooppiä ympäröivään kallioon. Tällaisia neutrinoja syntyy teorian mukaan mm. supernovissa, joiden ymmärtämisessä neutrinotutkimuksella saattaa olla ratkaiseva merkitys.

Dumand-laitteisto

Suurienergistien neutrinojen havaitsemiseksi on suunniteltu Tyynen valtameren pohjalle laitteistoa, jolle on annettu nimeksi Dumand (deep underwater muon and neutrino detector,

syvällä veden alla oleva myoni- ja neutrinoilmaisim). Laitteisto on ajateltu sijoittamaan lähes kuuden kilometrin syvyyteen Havaijin koillispuolelle, jossa on tasainen merenpohja ja meriveden ominaisuudet ovat kokeen kannalta sopivat.

Suunniteltu laitteisto koostuu 25 000 ilmaisimesta, jotka sijoitetaan laajaksi verkoksi noin 100 m etäisyydelle toisistaan. Aluksi ilmaisimena käytetään hydrofoneja (vedenalaisia mikrofoneja) mittaamaan ääniaaltoja, joita aiheuttavat neutrinojen ja atomin törmäyksessä syntyneet suurilla nopeuksilla vedessä etenevät hiukkaset. Myöhemmin laitteistoon aiotaan Neuvostoliiton ehdotuksesta liittää valoilmaisimet, joilla havaitaan nopeiden hiukkasien lähettämää Tšerenkovin säteilyä (kuva 7). Hydrofonien etuna on se, että ne tulevat halvemmaksi ja että niillä voidaan havaita hiukkasia laajemmalla alueella.

Dumand-laitteiston avulla voidaan ehkä selvittää, onko maailmankaikkeudessa antimateriaa. Teorian mukaan antimateriaa eli vasta-ainetta, jonka rakennusosana ovat antiprotonit, antineutronit ja positronit, on saattanut muodostua maailmankaikkeuden varhaisina hetkinä, jolloin myös tavalliset galaksit muodostuivat.

Supernovaräjähdyksessä syntyy tietyssä järjestyksessä neutrino- ja antineutrinoryöpyä, jotka voidaan erottaa toisistaan laitteiston rekisteröimien pulssien perusteella. Dumandilla voidaan nimittäin parhaiten havaita positroneja, joita syntyy antineutrinon törmätessä vesimolekyylien proto-neihin. Antineutrinon aiheuttamat pulssit ovat sen vuoksi voimakkaampia kuin neutrinoimpulsit. Jos supernovaräjähdyksessä sattuisi antimateriaalagalaksissa, havaittaisiin neutrino- ja antineutrinoryöpyt päinvastaisessa järjestyksessä. Supernova voitaisiin paikallistaa taivaalla määräämällä sen suunta pulssien havaitsemishetkestä eri ilmaisimissa.

Dumand tullaan toteuttamaan kansainvälisenä yhteistyönä, johon osallistuvat ainakin Yhdysvallat, Neuvostoliitto, Länsi-Saksa ja Japani. Projektin kokonaiskustannukset ovat useita satoja miljoonia markkoja. Laitteiston toimintaa on tutkittu mm. havaitsemalla hydrofoneilla hiukkaskiihdyttimissä synnytettyjä suurienergisii protonisuihkua ja saadut tulokset ovat olleet odotettujen kaltaisia. Mahdollisia lähteitä Dumandilla havaittaville suurienergisille neutrinoille supernovien lisäksi ovat mm. pulsarit kaksoistähdistä ja tiheissä supernovajäänteissä, kvasaarit, kvasaariräjähdykset ja aktiiviset galaksit.

Neutrinot supernovaräjähdyksissä

Supernovat, kosmiset ilitulitukset, liittyvät tietyn tyyppisten tähtien kuo-

Kuva 5. Poikkileikkaus Neuvostoliiton skintillaatioteleskoopista.

Kuva 6. Skintillaatioteleskoopin eräs pystysuora seinämä. Seinämä on peitetty säiliöillä, joiden sivuilla näkyvät tuikeilmaisimet.

Neutriinon oskillaatiot ja lepomassa

Neutriinotutkimuksessa tapahtui suuri mullistus, kun F. Reinesin tutkimusryhmä huhtikuussa 1980 ilmoitti löytäneensä viitteitä siitä, että neutriinolla on lepomassa. Ryhmä oli tutkinut Etelä-Karoliinassa, Yhdysvalloissa, ydinreaktorissa syntyviä e-antineutriinoja ja havainnut niitä noin puolet vähemmän kuin teoreettisesti odotettiin. Selitykseksi tälle yllättävälle tulokselle Reinesin ryhmä esitti, että osa syntyneistä e-antineutriinoista muuttui μ - tai τ -antineutriinoiksi, joita ei voitu havaita käytetyillä laitteistolla.

Neutriinon muuttumista toiseksi neutriinotyypeiksi sanotaan neutriinoskillaatioiksi (-heilauteluiksi). Oskillaatioissa neutriinot muuttuvat jaksollisesti ollen yhtenä hetkenä e-neutriinoja, toisena hetkenä μ -neutriinoja jne. Oskillaatiot voidaan ymmärtää siten, että neutriinot itse asiassa koostuvat kahdesta tai useammasta perustilasta, jotka voivat yhdistyä toisiinsa usealla eri tavalla (tuottaen e-, μ - ja τ -neutriinoja). Tämä on mahdollista ainoastaan, jos ainakin yhdellä perustilalla, ja siis itse neutriinolla, on lepomassa.

Reinesin ryhmän tuloksista ei voitu määrätä neutriinon massaa. Kahden

perustilan massojen erotukseksi ne antoivat noin 1 eV. Melkein samanaikaisesti Reinesin ryhmän tulosten julkistamisen kanssa ilmoitti V. Ljubimovin tutkimusryhmä Moskovasta määränneensä e-neutriinon massaksi 14–46 eV, todennäköisimmän arvon ollessa 36 ± 10 eV. Neuvostoliittolainen ryhmä tutki tritiumin β -hajoamisspektriä, josta on perinteisesti yritetty määrätä neutriinon massaa. Aikaisemmin tällä menetelmällä on saatu e-neutriinon massan ylärajaksi noin 50 eV.

Nämä uudet tulokset aiheuttivat ilmestyessään sensaation, ja neutriinotutkimus on ollut erittäin vilkasta parin viime vuoden aikana. Mahdollisia neutriinoskillaatioita on yritetty löytää mm. Grenoblessa, Genevessä ja Chicagossa, mutta missään ei ole saatu positiivista tulosta. Näin ollen näyttää siltä, että neutriinoskillaatiot eivät olisi kaan todellisia. Neutriinoilla voi kuitenkin olla lepomassa, vaikka ne eivät oskilloisikaan, mutta myöskään Ljubimovin ryhmän tulosta ei ole vielä voitu vahvistaa. Uusia tutkimuksia suoritetaan ja suunnitellaan silti innokkaasti neutriinon oskillaatioiden lepomassan määrittämiseksi.

Timo Rahunen

lemaan. Supernovaräjähdyksessä tähden kirkkaus saattaa kasvaa sata miljardia kertaa suuremmaksi muutamassa vuorokaudessa ja pysyä voimakkaana useita kuukausia. Tällaisia tähden kirkastumisia tapahtuu Linnunradassamme todennäköisesti monta kertaa vuosisadassa, vaikkakin sellainen viimeksi näkyi maapallolla vuonna 1604. Äyriäissumu ja sen keskeltä löydetty pulsari ovat jäänteitä tunnetuimmasta supernovasta, jonka kiinalaiset kirjassivat muistiin vuonna 1054. Supernovaräjähdykset ovat tärkeitä tapahtumia, koska ne edeltävät neutronitähtien, pulsareiden ja mahdollisesti mustien aukkojen syntymistä, puhumattakaan siitä, että ne vapauttavat avaruuteen tähdissä ydinreaktioiden tuotteina syntyneet heliumia raskaammat alkuaineet, joita luonto käyttää rakennuspalikoina.

Tähdellä täytyy koko elämänsä ajan olla jokin keino, joka estää sitä luhistumasta kasaan oman painovoimansa vaikutuksesta. Tähti syntyy harvasta avaruuden kaasupilvestä, joka aluksi on vapaassa putoamisliikkeessä. Mutta pian se saavuttaa olotilan, jossa painovoiman tasapainottaa ns. terminen paine, jonka lähteenä on gravitaatiopotentiaalienergiasta vapautunut lämpöenergia. Tähti kuitenkin säteilee osan vapautuneesta energiasta ja paineen ylläpitämiseksi se kutistuu hitaasti, minkä vuoksi lämpötila tähden sisällä kasvaa. Viime vuosisadalla ajateltiin, että tähden kutistuminen ja lämpötilan nouseminen jatkuvat loputtomasti. Nykyään tiedämme, että kutistuminen lakkaa, kun ydinreaktiot käynnistyvät tähden ytimessä lämpötilan kohottua riittävästi. Tällöin tähti saavuttaa pitkäaikaisen stabiilin olotilan, jossa terminen paine aiheuttaa ydinfuusiassa vapautuneen energian. Ennen pitkää ydinpolttoaine kuitenkin loppuu, eikä tähti enää kykene vastustamaan kutistumista.

Tässä vaiheessa raskaalla tähdellä on rauta-nikkelydin, joka ei voi enää saada ydinfuusiosta energiaa, koska rauta (^{56}Fe) ja nikkeli (^{56}Ni) fuusioituaan raskaammiksi alkuaineiksi päinvastoin vaativat energiaa. Ytimellä ei siis ole mitään keinoa vastustaa painovoimaa ja se alkaa luhistua kokoon. Luhistumisen seurauksena vapautuu nopeasti gravitaatiopotentiaalienergiää, mutta suuri osa tästä energiasta absorboituu, kun ^{56}Fe -ytimet dissosioituvat (hajoavat) ^4He -ytimiksi. Raudan hajoaminen vaatii suunnattomasti energiaa, mikä puolestaan kiihdyttää tähden ytimen luhistumista. Lämpötila tähden sisäosissa on nyt niin suuri, että suuri osa vapautuneesta potentiaalienergiasta karkaa tähestä neutriinon (ν) ja antineutriinon ($\bar{\nu}$) muodossa. Näitä hiukkasia syntyy ns. Urca-

prosessissa, jolla tarkoitetaan seuraavia reaktioita:

Kun lämpötila ylittää puoli miljardia astetta, neutriinosäteily ylittää fotonisäteilyn, ja lämpötilan kohotessa neutriinosäteilyn teho voimistuu. Heiyytimet hajoavat protoneiksi ja neutroneiksi lämpötilan kohottua yli 20 miljardin asteen. Urca-prosessi kiihtyy tällöin nopeasti, koska vapaita protoneita ja neutroneita on paljon tarjolla. Neutriinot ja antineutriinot vievät nyt mukanaan lähes kaiken vapautuneen potentiaalienergian ja tähden luhistuminen jatkuu. Vapaat positronit on pian käytetty loppuun ja Urca-prosessin seurauksena neutronien lukumäärä alkaa kasvaa nopeasti protonien kustannuksella. Pian tähden keskustassa on jäljellä pelkkiä neutroneja, joista muodostuu neutroniydin. Neutroniytimen massa ja tiheys kasvavat tähden luhistuessa ja neutronikaasu alkaa degeneroitua. Neutronien degeneroitumisella tarkoitetaan sellaista kvanttimekaniikan ilmiötä, että neutronit jouduttuaan lähelle alkavat hylkiä toisiaan, mistä aiheutuu ns. degeneraatiopaine. Degeneroituneiden neutronien paine vastustaa neutroniytimen kutistumista, mutta jos tähti on hyvin raskas, ei edes se kykene voittamaan musertavaa painovoimaa, ja tähti luhistuu mustaksi aukoksi.

Mitenkä supernovat sopivat tähän kuvaan? Jos tähti luhistuu edellä kuvatulla tavalla mustaksi aukoksi, on mahdollista, että optista supernovaa ei havaita lainkaan. Tähden gravitaatiopotentiaalienergiasta vapautuu neutriinoja ja gravitaatiopotentiaalienergiasta vapautuu neutriinoja, eikä jäljelle jää mitään mekanismeja räjäyttämään tähden ulko-osia. Yleisesti uskotaan kuitenkin, että suuri osa raskaista tähdistä viskaa rajusti avaruuteen suurimman osan massastaan ja päättyy neutronitähdiksi.

Syytä tähden ulko-osien räjähdysmäiseen viskautumiseen ei tarkasti tunneta. Yksi mahdollisuus on se, että neutroniydin tulee degeneraatiopaineen vaikutuksesta äkkiä "kovaksi", ja kun ulompana olevat osat törmäävät sitä vasten, ne ponnahtavatkin takaisin ja sinkoutuvat avaruuteen. Toinen mahdollisuus taas liittyy neutriinoihin ja sen mukaan neutriinot aiheuttavat ydintä ympäröivissä osissa impulssein, joka riittää "puhaltamaan" tähden ulko-osat pois. Tätä tukee vuoden 1979 fysiikan Nobel-palkinnon saaneiden Steven Weinbergin ja Abdus Salamin teoria neutraaleista virroista, jotka liittyvät neutriinon ja materian vuorovaikutukseen. On myös mahdollista, että nämä molemmat mekanismit toimivat yhdessä supernovaräjähdyksen aiheuttajina.

Kuva 8. Neutriinotähtitieteen avulla voidaan löytää vastauksia mm. galaksijoukkojen arvoituksiin. Kuvassa eteläisen tähtitaivaan galaksijoukko Abell 222. (Kuva Anglo-Australian Observatory)

Varmaa on kuitenkin, että raskaan tähden luhistumisessa suurin osa gravitaatiopotentiaalienergiasta vapautuu neutriinoina. Supernovaräjähdyksessä noin 99 % energiasta vapautuu neutriinosäteilynä ja vain 1 % sähkömagneettisena säteilynä ja gravitaatioaaltoina. Tähden luhistuminen tapahtuu sekunnin kymmenesosassa ja tänä aikana vapautuneiden neutriinon energia on noin 10^{52} erg, joka on tuhatkertainen verrattuna auringossa koko sen elinaikana (noin viisi miljardia vuotta) vapautuneiden neutriinon energiaan. Tällainen voimakas neutriinoröyppy voitaisiin jo nykyisillä laitteilla havaita tuhansien valovuosien etäisyydeltä, ja tulevaisuudessa neutriinohavainnot saattavat olla paras keino tähtien luhistumisen tutkimiseen. Itse asiassa

on esitetty ajatus, että eräs epätavallisen voimakas neutriinohavainto Davisin kloori-teleskoopilla olisi osoitus supernovaräjähdyksestä Linnunradassa eikä auringon neutriinoista!

Neutriinot ja kosmologia

Neutriinon mahdollisilla massoilla saattaa olla erittäin suuri merkitys maailmankaikkeuden tulevalle kohtalolle. Galaksien havaitut punasiirtymät osoittavat, että maailmankaikkeus laajenee tällä hetkellä, mutta lopullinen kohtalo riippuu maailmankaikkeuden sisältämän aineen ja energian tiheydestä. Jos tiheys on tarpeeksi suuri, painovoima pysäyttää laajenemisen ja vetää

Kuva 7. Dumand-laitteisto, jolla voidaan tutkia suurienergiisten neutriinon vuorovaikutusta meriveden kanssa. Neutriinon aiheuttamia ääniaaltoja ja valon välähdyksiä tutkitaan valtameren pohjaan asetettavilla hydrofoneilla (mikrofoneilla) ja valoilmamittareilla.

maailmankaikkeuden kokoon (suljettu maailmankaikkeus), mutta jos tiheys ei ole riittävä, laajeneminen jatkuu ikuisesti (avoin maailmankaikkeus). Tällä hetkellä näyttää siltä, että havaittu massan ja energian tiheys (galaksit, galaksienvälinen aine, kosminen säteily, 2,9 kelvinin taustasäteily jne.) ei riitä sulkemaan maailmankaikkeutta ts. pysäyttämään laajenemista.

Maailmankaikkeuden laajeneminen sai todennäköisesti alkunsa Big Bang -alkuräjähdyksestä noin 20 miljardia vuotta sitten. Alkuräjähdysteorian mukaan maailmankaikkeudessa pitäisi tällä hetkellä olla yhtä paljon neutriinoja kuin on fotoneja 2,9 K:n mikroaaltotaustasäteilyssä, joka on myös peräisin Big Bangista. Jos neutriinot ovat massattomia, ei niillä ole mitään vaikutusta aineen tiheyteen. Jos niillä sen sijaan on pienikin massa, noin 10 eV, riittää niiden lukumäärästä saatu tiheys sulkemaan maailmankaikkeuden.

Neutriinon massailla saattaa olla ratkaiseva merkitys myös ns. puuttuvan massan ongelmassa, joka liittyy galaksijoukkojen dynamiikkaan. Galaksijoukot nimittäin näyttävät sisältävän liian vähän massaa, jotta ne voisivat pysyä koossa. Jos neutriinoilla on lepomassa, ne eivät kuljekaaneen valon

nopeudella kuten massattomat hiukkaset, vaan ne ovat tällä hetkellä käytännöllisesti katsoen levossa (valon nopeuteen verrattuna). Neutriinot ovat siinä tapauksessa voineet kerääntyä galaksien ympärille laajoiksi pallomaisiksi tiivistymiksi ("haloiksi"), jotka painovoima pitää koossa. Tällainen neutriinohalo saattaa ulottua kymmenen kertaa kauemmaksi kuin galaksin näkyvä kiekko ja olla kymmenen kertaa massiivisempi kuin itse galaksi. Neutriinot saattavat itse asiassa sisältää yli 90 % galaksien ja koko maailmankaikkeuden massasta!

Neutriinotähtitieteen merkitys

Neutriinotähtitieteen kiistattomana etuna muihin tähtitieteen haaroihin verrattuna on kyky "nähdä" tähtien sisäosiin, koska neutriinon ominaisuudet eivät muutu niiden kiihtäessä valon nopeudella tähtien ytimistä maapallolle. Toinen etu on se, että neutriinoteleskoopin "silmiä" näkee samanaikaisesti avaruuden joka suuntaan, jopa maapallon läpi ja kykenee erottamaan neutriinolähteen suunnan taivaalla. Näin ollen neutriinot voivat antaa korvaamatonta tietoa tähdissä tapahtuvista ydinreaktioista ja kertoa, ovatko käsityksemme auringon ja

tähtien fysikaalisesta olemuksesta oikeat. Neutriinovuorovaikutusten oikea ymmärtäminen saattaa auttaa meitä vastaamaan kysymyksiin, mistä supernovaräjähdyks aiheutuu ja miten tähden luhistuminen mustaksi aukoksi tapahtuu. Neutriinon mahdolliset oskillaatiot ja lepomassat sekä uusien neutriinotyyppien löytyminen ehkä kertovat meille maailmankaikkeuden tulevan kohtalon ja ratkaisevat galaksijoukkojen puuttuvan massan ongelman.

Neutriinot saattavat myös paljastaa salaisuuksia, joita liittyy moniin tähti-taivaan mielenkiintoisimpiin kohteisiin, kuten pulsareihin, kvasaareihin, radiogalakseihin, Seyfertin galakseihin ja normaaliin galaksien ydinalueisiin. On myös mahdollista, että neutriinotähtitieteilijät tulevat löytämään aivan uusia ja odottamattomia kohteita, kuten aina on tapahtunut, kun on avattu uusi ikkuna maailmankaikkeuteen. Esimerkkejä ovat pulsarit ja kvasaarit radiotähtitieteen yhteydessä, röntgenlähteet, kuten Cyg X-1, ja vielä salaperäisemmät röntgen- ja gamma-purkaukijat. Näin ollen jännittävimpiä neutriinotähtitieteen tutkimuskohteita ei varmaankaan ole vielä edes löydetty.

Timo Rahunen

KOSMISET HIUKKASET — AVARUUDEN MARATOONARIT

Kosminen säteily on täyttänyt galaksimme tähtien välisen avaruuden mittaamattoman kauan ulottaen vaikutuksiaan aina maan pinnalle asti. Kuitenkin säteilyn olemassaolo paljastui vasta tämän vuosisadan vaihteissa. Löytö oli seurausta *ionisaatiokammiossa* ilmenneestä oudosta käyttäytymisestä. Havainnot osoittivat, että jokaisessa kuutiosenttimetrissä ilmaa olevista atomeista on osa, n. 500-1000 atomia, ionisoituneina, mikä vastaa parinkymmenen ioniparin jatkuvaa tuottoa sekunnissa.

Radioaktiivisuuden keksimisen jälkeen oli luonnollista panna havaittu ilman ionisaatio maaperässä esiintyvän radioaktiivisen säteilyn tiliin. Kaikkia ajan tiedemiehiä ei selitys kuitenkaan tyydyttänyt. Ryhdyttiin suorittamaan mittauksia ionisaation alkusyy selvittämiseksi.

Merkittävä edistysaskel tapahtui 1910, kun Wulf mittasi Pariisissa ionisaationopeuden maan pinnalla ja Eiffelin tornissa. Yllätyksekseen Wulf sai tuloksen, että nopeus tornissa oli yli puolet maan pinnalla mitatusta nopeudesta. Wulf oli odottanut, että ionisaationopeus olisi vähentynyt huomattavasti enemmän.

Säteilyn keksiminen

Vuonna 1910 itävaltalainen fyysikko Victor Hess päätteli, että oli riittävästi viitteitä tuntemattoman ionisaatiolähteen olemassaolosta, ja aloitti sarjan kokeita tämän mahdollisuuden selvittämiseksi. Onnellinen sattuma oli, että Hess oli innokas ilmapallolentämisen harrastaja.

Hess mittasi ensin, miten pitkän matkan gammasäteet voivat kulkea ilmassa. Koe osoitti, että maaperästä lähtevät gammasäteet ovat lähes täydellisesti absorboituneet 500 m:n korkeudelle saavuttaessa. Sen jälkeen Hess rakensi ilmanpitävän ionisaatiokammion, joka kesti ilmapallon avoimessa gondolassa esiintyvät hyytävät olosuhteet ja paine-erot.

Vuonna 1911 Hess teki ensimmäisen ilmapallolennon kaikkiaan kymmenen lennon sarjasta. Kullakin len-

nolla hänellä oli gondolassaan mukanaan kaksi tai kolme ionisaatiokammiota. Ensimmäinen lento vei 1070 metrin korkeuteen. Lennon tulos oli, että säteilyn intensiteetti tällä korkeudella ei merkitsevästi poikennut intensiteetistä maan pinnalla.

Seuraavana vuonna Hess saavutti peräti 5350 metrin korkeuden. Kun ionisaationopeus ensin pieneni, alkoi

Maapallolle saapuu valon ja muun sähkömagneettisen säteilyn lisäksi muitakin viestejä maailmankaikkeudesta. Tärkeintä tietoa tuovat kosmiset säteet — alkeishiukkaset ja atomiytimet, jotka syntyvät ehkä suurissa katastrofeissa kuten tähtien räjähdyksissä. Ne saavuttavat maapallon vasta kierrettyään miljoonia vuosia Linnunradan magneettikentissä. Suomesa kosmisia säteitä tutkitaan mm. Turun yliopistossa.

se kasvaa 800 m:n yläpuolella. Nopeus oli alueella 1400-2500 m selvästi suurempi ja 5000 m:n korkeudessa moninkertainen verrattuna maan pinnan arvoon.

Hess pystyi näiden henkilökohtaista rohkeutta vaatineiden tutkimustensa tuloksena vakuuttavasti osoittamaan, ettei säteilylähde voinut olla maassa. Hän päätteli, että joko ilmakehässä esiintyi suurissa korkeuksissa jotakin tuntematonta radioaktiivista ainetta tai että läpitunkevan säteilyn lähde oli peräisin maapallon ulkopuolelta. Myöhemmin ilmeni, että jälkimmäinen vaihtoehto oli oikea.

Koska gammasäteily oli tuolloin tunnetuista säteilymuodoista läpitunkevin, oli luonnollista pitää sitä ionisaation aiheuttajana. Tästä syntyi nimitys "kosminen säteily", joka

Millikanin esityksestä vakiintui käyttöönsä 1920-luvulla.

Hiukkassäteilyä

Kului vielä kymmenisen vuotta ennen kuin vakuuttavasti voitiin osoittaa, että kosminen säteily ilmakehään saapuessaan koostuukin positiivisen sähkövarauksen omaavista *hiukkasista*. Tämä tapahtui sekä kokeellisen tiedon karttumisen että teoreettisten laskelmien myötä. Perustan johtopäätökselle antoi säteilyn käyttäytyminen maan magneettikentässä:

(1) Säteily on sähköisesti varattuja hiukkasia, koska maan pinnalla mitatun säteilyn määrä kasvaa leveysasteen kasvaessa. Maan magneettikenttä päästää hiukkaset helpommin maan pinnalle, kun siirrytään kohti napaluolia.

(2) Hiukkaset ovat sähköisesti positiivisia, koska lännestä päin tuleen maan pinnalle jonkin verran enemmän hiukkasia kuin idästä: Positiiviset sähkövaraukset kaartuvat maata lähestyessään itään geomagneettisessa kentässä.

Merkitys tutkimuksessa

Kosmisen säteilyn tutkimuksen kehityksessä voidaan erottaa kaksi päälinjaa. Toinen, *astrofysiikan linja*, tutkii kosmista säteilyä luonnonilmiönä sinänsä — mitä kosmiset säteet ovat, missä ne syntyvät, miten ne kulkeutuvat esim. aurinkokuntaan, miten ne muuntuvat aurinkokunnassa, mikä on Auringon oman hiukkastuoton osuus, jne. Kosmisen säteilyn hiukkaset ovat lähteneet liikkeelle miljoonia vuosia sitten. Ne etenevät avaruudessa lähes valonnopeudella. Siten hiukkaset ovat ainoalaatuisia näytteitä maailmankaikkeuden materiaasta.

Toinen, *hiukkas- ja ydinfysiikan linja*, pitää kosmisia hiukkasia suurenergiaisten hiukkasten lähteenä. Pyritään ymmärtämään näiden hiukkasten vuorovaikutuksia ilmakehässä ja tutkimuslaitteistossa. Kosmiset säteet ovat olleet apuvälineinä etsittäessä uu-

Professori Victor F. Hess ilmapallon gondolassa 1912 palattuun 5000 m:n korkeudelle ulottuneelta, kosmisen säteilyn keksimiseen johtaneelta lennolta.

Raskaitten kosmisen säteilyn hiukkasten ($Z \geq 20$) jälkiä mineraalinäytteissä. Valokuvat (a) ja (b) edustavat meteoriittinäytteitä sekä (c) kuusta tuotua kiviä. (D.Lal, Phil. Trans. Royal Soc. V.277, s. 400, 1975).

sia alkeishiukkasia sekä selvittäessä niiden ominaisuuksia. Tänä päivänä kosminen säteily mahdollistaa hiukkasten vuorovaikutuksia koskevien teorioiden testaamisen äärimmäisen suurissa energioissa, joita hiukkaskiihdyttimillä ei kyetä saavuttamaan.

Kosmisista materiaalinäytteistä saadaan tutkimustekniikan kehittyessä jatkuvasti uutta tietoa, mikä osaltaan edistää kosmologisen maailmankuvan

hahmottumista. Hiukkassäteilyä mitataan lukuisissa laboratorioissa, joista osa sijaitsee maan alla, osa maan pinnalla, vuoristoissa ja avaruusaluksissa.

Säteily aurinkokunnassa

Nykyisen käsityksen mukaan ylivoimaisesti suurin osa kosmisista hiukka-

sista on peräisin omasta galaksistamme. *Aurinko* on toistaiseksi ainoa varmuudella tunnettu säteilyn lähde. Auringon atmosfäärin uloin osa pakenee tasaisena plasmavirtana ympäröivään avaruuteen. Tätä hiukkasvirtaa kutsutaan *aurinkotuuleksi*.

Plasmavirran hiukkasten, lähinnä protonien, elektronien ja heliumytimien, energiat ovat niin pieniä, etteivät hiukkaset pääse maahan saakka geomagneettisen kentän johdosta. Kenttä viskaa sähköiset hiukkaset takaisin interplanetaariseen avaruuteen.

Ajoittaisissa Auringon hiukkaspurkauksissa, soihtuissa, saattavat suurimmat hiukkasenergiat olla miljoonakertaiset verrattuna aurinkotuulen hiukkasten energioihin. Tällaiset hiukkaset pystyvät lävistämään geomagneettisen kentän. Maan pinnalla havaitaan tyypillisesti kymmeniä minuutteja kestävä hiukkasvuon kasvu. Ennätysmäinen Auringon hiukkaspurkaus tapahtui 1956, jolloin neutronimonitorilla rekisteröitiin 50 kertaa normaalia suurempi määrä hiukkasia.

Sekundäärinen säteily

Kun suurenergiaisen hiukkanen saapuu ilmakehään, on seurauksena väistämättä hiukkasvyöryn eli nk. *hiukkaskaskadin* syntyminen. Ensimmäiset vuorovaikutukset säteilyn ja ilmaytimien välillä tapahtuvat noin 20 kilometrin korkeudessa. Jokaisessa hiukkasen ja ilmaytimen välisessä törmäyksessä syntyy useita tytäishiukkasia. Nämä törmäävät syvemmällä ilmakehässä uusiin ytimiin tuottaen toisen sukupolven tytäishiukkasia jne. Tyypillisesti vasta viidennen tai kuudennen sukupolven tytäishiukkaset saavuttavat maan pinnan.

Koska ilmakehä muuttaa ilmakehän yläosaan saapuvaa *primäärisäteilyä*, kutsutaan ilmakehässä esiintyvää kosmista säteilyä *sekundääriseksi säteilyksi*. Sekundäärisessä säteilyssä esiintyvät periaatteessa kaikki alkeishiukkastyypit. Näistä kuitenkin suurin osa ehtii hajota lyhyiden elinaikojensa vuoksi ennen kuin hiukkaset saavuttavat havaintotason (esimerkiksi maan pinnan).

Sekundäärinen säteily havaittujen ominaisuuksien perusteella voidaan päätellä, millainen on ollut primäärisäteilyn hiukkas- ja energiajakautuma. Sekundäärinen säteily on tapana jakaa kolmeen luokkaan:

1) Hadronikomponenttiin, joka käsittää lähinnä neutronit, protonit ja pionit. Näistä neutroneita havaitaan maan pinnalla selvästi eniten. Hadro-

nikomponentin kokonaismäärää ja aikavaihtelua mitataan *neutronimonitoreilla*. Uusia mahdollisuuksia hadronikomponentin tutkimiseen antaa Turun yliopistossa äskettäin valmistunut *hadronispektrometri*.

2) Myonikomponenttiin eli kovaan komponenttiin. Myonien energiajakautumasta on runsaasti mittaustuloksia, ja jakautumaa pidetään tällä hetkellä selvitettyinä ongelmana.

3) Sähkömagneettiseen eli pehmeään komponenttiin. Komponentin mittauksilla pyritään hankkimaan tietoa primäärisäteilyn energiajakautumasta ja kemiallisesta koostumuksesta erittäin suurissa energioissa. Suurienergisäiset hiukkaset aiheuttavat ilmakehässä kaskadin, joka maan pinnan tasolla on 10^4 - 10^9 elektronia ja fotonia. Hiukkaskuuro saattaa maan pinnalle laskeutuessaan peittää useiden neliökilometrien alueen. Siten tällaisten laajojen ilmakehien ilmaisulaitteistot on sijoitettu maan pinnalle kymmenistä ilmaisimista koostuvaksi verkostoksi. Ilmaisimien suurimmat keskinäiset etäisyydet voivat olla kilometrien suuruusluokkaa.

Galaktinen säteily

Aurinkokunnan ulkopuolelta tulevaa hiukkas säteilyä kutsutaan *galaktiseksi säteilyksi*. Kokeellisen kosmisen säteilyn tutkimuksen pääavoitteita on galaktisen säteilyn energiajakautuman ja kemiallisen koostumuksen määrittäminen. Mittaukset suoritetaan pienenergia-alueella pääasiassa satelliiteilla ja stratosfääriin nousevilla ilmapalloilla. Sen sijaan suurenergia-alueella kokeellinen tutkimus painottuu maan pinnalla tehtäviin mittauksiin. Toistaiseksi ainoa suurenergia-alueella toteutettua mittausta edustavat neuvostoliittolaiset Proton-sarjan satelliittihavainnot 1960-luvun loppupuolella.

Lukuisat tähänastiset tutkimukset osoittavat vakuuttavasti ja yhtäpitävästi, että galaktisen säteilyn energiaspektri on potenssimuotoa lähes koko havaintojen piirissä olevalla energia-alueella (10^9 - 10^{20} eV). Pienienergisäiset hiukkaset on siten erittäin runsaasti, mutta hiukkasten määrä vähenee nopeasti, kun mennään korkeampiin energioihin. Hiukkasvuon yli 10^{20} eV:n energioissa on jo häviävän pieni: neliökilometrille osuu vuosisadassa vain muutama hiukkanen.

Koostumus aurinkokunnassa

Kosmisen säteilyn kemiallinen koostu-

Kaaviokuva primäärisen kosmisen hiukkasen ilmakehässä synnyttämistä sekundäärisäteilystä ja sekundäärisistä säteilyn komponenteista.

Turun yliopiston hadronispektrometrin tiedon hankinnasta ja varastoinnista huolehtii mikrotietokone. Tietoa kosmisesta sekundäärisäteilystä kertyy n. 25 000 lukua vuorokaudessa. (Kuva Esko Valtaoja)

Primäärisen kosmisen säteilyn energijakautuma eli sellaisten hiukkasten määrä, joiden energia on vähintään E.

Turun yliopiston kosmisen säteilyn hadronispektrometri. Laitteistolla aloitettiin neutronien sekä sähköisesti varattujen hadronien jatkuvat mittaukset vuoden 1981 marraskuussa. (Kuva Esko Valtaoja)

mus on mitattu pienenergia-alueella ilmakehän yläosassa. Protonit ja heliumytimet ovat yhdessä 99 % kosmisesta säteilystä. Tästä huolimatta raskaampien ytimien osuus ei ole vailla mielenkiintoa. Kaikki stabiilit alkuaineytimet ovat kosmisessa säteilystä edustettuina. Joukkoon kuuluu jopa eräitä uraania raskaampia ytimiä. Sen sijaan antiytimien olemassaolosta ei ole saatu näyttöä antiprotonien luokan osalta.

Mitattu säteilyn koostumus (taulu-

Taulukko. Kosmisen säteilyn kemiallinen koostumus aurinkokunnassa (A) ja lähteessä (L).			
Alkuaineen järjestysluku Z	Kosmisen säteilyn koostumus A(%)	L(%)	A/L
1	93	91	1
2	6,3	9,1	0,7
3-5	0,10	4×10^{-7}	3×10^5
6-9	0,42	0,14	3
10-19	0,14	0,014	10
20-30	0,04	2×10^{-3}	20
31-92	2×10^{-6}	10^{-6}	2

kossa sarake A) vastaa karkeasti tarkastellen aurinkokunnan alkuainejakautumaa. Poikkeuksen muodostavat mm. litium, beryllium ja boori (järjestysluku 3-5), joiden osuus kosmisessa säteilystä on paljon suurempi kuin aurinkokunnan alkuainejakautumassa. Tähän on katsottu olevan syynä se, että kosmiset hiukkaset pirstoutuvat eli *fragmentoituvat* kevyemmiksi ytimiksi kulkiessaan tähtienvälisen aineen läpi. Siten litium-, beryllium- ja booriytimet ovat runsaslukuisten fragmentaatiotuotteita. Rautaryhmän aineet fragmentoituvat vastaavasti. Näin kosmisen säteilyn alkuainejakautumasta tulee fragmentaatioprosessien ansiosta verraten tasainen.

Fragmentaation vaikutukset kosmisen säteilyn koostumukseen voidaan teoreettisesti arvioida. Tuloksena saadaan kosmisen säteilyn koostumus kosmisen säteilyn lähteessä (sarake L). Merkittävä tulos on mm. se, että vedyn ja heliumin osuudet rautaan verrattuna ovat kosmisen säteilyn alkukoostumuksessa pienemmät kuin aurinkokunnassa.

Äärimmäisen suuret hiukkasenergiat

Kosminen säteily on osoittautunut 10^{18} elektronivoltia pienemmissä energioissa olevan isotrooppista: hiukkasia saapuu maapallolle tasaisesti kaikista suunnista. Näiden hiukkasen arvellaan olevan peräisin omasta Linnunradastamme. Yli 10^{18} eV:n energioissa Linnunradan magneettikentät eivät enää tehokkaasti estä hiukkasia pakenemasta galaksista. Siksi yli 10^{18} eV:n hiukkaset — mikäli niitä maahan saapuisi — olisivat todennäköisesti lähtöisin galaksimme ulkopuolelta.

Kun Penzias ja Wilson 1965 löysivät kosmisen 2,7 kelvinin taustasäteilyn, esitettiin heti arvioita taustasäteilyn vaikutuksesta kosmisiin säteisiin. Laskut osoittivat, että kaikkein suur-energisimmät hiukkaset hidastuisivat vuorovaikutuksissa taustasäteilyn kanssa eikä äärimmäisen suuria energioita (yli 10^{18} eV) voisi esiintyä.

Ennen taustasäteilyn löytymistä oli australialainen tutkimusryhmä havainnut 1963 laajan ilmakehän, jonka arvioitiin vastaavan energiaa 10^{20} eV. Tulosta pidettiin pitkään virheellisenä. Vuonna 1968 Haverah Parkissa, Englannissa, havaittiin tapaus, jonka energia oli 5×10^{19} eV. Sen jälkeen on Haverah Parkissa kymmenen vuoden kuluessa havaittu sata tapausta,

Osa Puppiksen (Peräkeulan) supernovajäänteestä. (Kuva Anglo-Australian Observatory)

Syntyvätkö kosmiset säteet supernovissa?

Kosmisten säteiden arvellaan täyttävän koko tähtienvälisen avaruuden. Linnunradan tyypillisessä pisteessä kosmisten säteiden energia on samaa kertalukua kuin tähtien säteilyn energia. Siksi kosmisilla säteillä on suuri merkitys esim. tähtienvälisen kaasun ionisoinnissa ja lämmittämisessä.

Koska kosmiset säteet ovat varattuja hiukkasia, ne eivät liiku avaruudessa suoraviivaisesti kuten valonsäteet, vaan muuttavat jatkuvasti suuntaansa tähtienvälisissä magneettikentissä. Siksi niiden tulosuunta ei kerro mitään niiden lähteestä.

Gamma- ja radiosäteilyn aallonpituuksilla nähdään kosmisten säteiden olemassaolo koko Linnunradan alueella. Gamma-aalloilla on nähty taustasäteilyä, joka keskittyy Linnunradan tasoon. Se syntyy ilmeisesti kosmisten protonien vaikutuksesta, jotka törmäävät tähtienvälisiin vetyatomeihin. Suurienergiainen törmäys synnyttää alkeishiukkasia (pioneja), jotka hajoavat kahdeksi gammakvantiksi. Radioalueen taustasäteily taas syntyy kosmisista elektroneista, jotka risteilevät tähtienvälisissä magneettikentissä ja säteilevät ns. synkrotronisäteilyä.

Mistä kosmiset säteet ovat saaneet alkunsa? Sekä radio- että gammasäteily keskittyy voimakkaasti Linnunradan tasoon. Tästä on päätelty, että kosmisten säteiden lähteet sijaitsevat omassa Linnunradassamme eivätkä esim. kaukaissa kvasaareissa. Taustasäteilyssä näkyy myös selviä huippuja supernovanjäänteiden, esim. gamma-alueella Äyriäissumun ja Velan pulsarin, kohdalla ja radioalueella mahdollisesti joidenkin lähellä sattuneiden, laajalle levinneiden rengasmaisten supernovanjäänteiden kohdalla (ns. Pohjoisnavan kannus). Tästä näkyy että kosmisiä säteitä esiintyy eniten juuri supernovanjäänteissä.

Nämä ovatkin nykytiedon mukaan niitä paikkoja, joissa ilmeisesti suurin osa kosmisista säteistä on saanut alkunsa. Itse supernovaräjähdyksen synnyttää hyvin suurienergisiiä hiukkasia. Jos räjähdyksessä muodostuu pulsari, se sinkoaa havaintojen mukaan jatkuvasti ympärilleen nopeita hiukkasia. Samoin supernovanjäänteiden leivissä tähtienvälisen aineen sekaan syntyy iskuaaltoja ja niissä suurienergisiiä hiukkasia.

Helkki Oja

joissa primäärienergia on ollut ainakin 10^{19} eV, sekä viisi tapausta, joissa energia on ollut yli 10^{20} eV.

Yleisimmin hyväksytty selitys havaituille tapauksille on seuraava: Törmäykset kosmisen taustasäteilyn kanssa johtavat hiukkasen hidastumiseen, mikäli hiukkaset joutuvat kulkemaan yli 10^8 vuotta. Koska havainnoista löydetään myös äärimmäisen suuria energioita, maahan saapuvat säteet ovat lähteneet kohteista, jotka ovat korkeintaan 10^8 valovuoden eli noin 30 megaparsekin etäisyydellä. Yhtenä mahdollisuutena on tällöin esitetty, että hiukkaset olisivat peräisin Virgon galaksijoukosta (jossa olisi musta aukko?).

Säteilyn alkuperän mysteeri

Kaikesta huolimatta suurenergiaisen kosmisen säteilyn peruskysymykset ovat edelleen ratkaisematta. Millaiset ovat ne avaruuden olosuhteet ja millainen se hiukkasen kiihdytysmekanismi, joka vauhdittaa atomiytimen aina 10^{20} eV:n energiaan — energiaan, joka on sama kuin nopeudella 90 km/h kiitävän tennispallon koko liike-energia. Nykyisillä hiukkaskiihdyttimillä saavutettavissa olevat energiat (10^{12} eV) ovat vielä sangen vaatimatonta luokkaa "taivaan kiihdyttimen" suorituskykyyn verrattuna.

Syntypaikkaa ja vauhditusta kuvaavia malleja on runsaastikin. Puhutaan *pistelahdemalleista* ja *tilastollisista malleista*. Edellisillä tarkoitetaan supernovia, pulsareita, mustia aukkoja jne. Tilastollisten mallien mukaan hiukkaset vauhdittuisivat suuriin energioihin satunnaisten kiihdytysten ansiosta galaksimme lukuisissa magneettikentissä ja shokkiaalloissa. Tälle hitaalle vauhditukselle löytyy kannattajansa, koska kosmiset säteet viipyvät pitkään galaksissamme. Mutta mikä malleista on oikea? Vai onko ainoakaan?

Huolimatta 80 vuoden tiivistä tutkimuksesta on kosmisen säteilyn alkuperää koskeva perusongelma jäänyt ratkaisematta. Rinnalle on noussut monia uusia kysymyksiä. Näiden selvittäminen on toisaalta päänsärky, toisaalta kiehtova tehtävä meille alan nykyisille tutkijoille, n. 2000:lle Victor Hessin perilliselle.

Jarmo Torsti

GRAVITAATIO- TÄHTITIEDE TÄNÄÄN

Gravitaatioaaltoja on taivaalta yritetty löytää pian kahdenkymmenen vuoden ajan. Vaikka maanpäälliset havaintolaitteet eivät ilmeisesti ole vielä aaltoja havainneet, on varmuus painovoima-aaltojen olemassaoloon tullut toiselta, odottamattomalta taholta.

Einsteinin yleisen suhteellisuusteorian mukaan gravitaatioaaltoilla tarkoitetaan valon nopeudella eteneviä painovoimakentän häiriöitä. Niitä syntyy aina, kun massat ovat kiihtyvässä liikkeessä. Materian läpi kulkeva gravitaatioaalto saa aineen huojumaan omassa tahdissaan kuten laiva keinoon ylös alas valtameren mainingeilla. Tämän ilmiön avulla gravitaatioaalto voidaan myös havaita. Yhdessä pisteessä kaikki massahiukkaset liikkuvat samalla lailla, mutta kauempana liike on hieman eri aikaista, mikä aiheuttaa jaksoittaista etäisyyden vaihtelua ja kiinteään kappaleeseen jännityksiä. Jos gravitaatioaaltoon taajuus sattuu olemaan sama kuin sen kohtaaman jäykän kappaleen ominaistajuus, alkaa kappale värähdellä ääniraudan tavoin. Joseph Weber, kokeellisen gravitaatiohäilytutkimuksen uranuurtaja, on jo parinkymmenen vuoden ajan käyttänyt esitetyn tyyppistä ilmaisinta: massiivista alumiinisylinteriä (enemmän tietoa löytyy kirjasta Keskinen-Oja: Mustaa aukkoa etsimässä, s. 36... 51).

Periaatteessa gravitaatioaaltojen synnyttäminen ja havaitseminen on yksinkertaista. Kun lyö vasaralla peukaloonsa syntyy gravitaatioaaltoja. Jos taasen äänirautaa tai piano alkaisi

Gravitaatiotähtitieteen uranuurtaja on amerikkalainen Joseph Weber, joka kuvassa on sylinterimäisen gravitaatioantenninsa ääressä. (Kuva kirjasta Mustaa aukkoa etsimässä).

soida omia aikojaan olisi ohi ilmeisesti kulkenut gravitaatioaalto. Yleensä kuitenkin gravitaatiohäily on äärimmäisen heikkoa. Niinpä maa kiertäessään aurinkoa säteilee vain 180 W teholla! Havaitsemismahdollisuuksia heikentää ilmaisimien erittäin huono hyötysuhde. Maan läpi kulkevasta aaltopulssista imeytyy vain noin triljoonasosa (10⁻¹⁸).

Missä gravitaatio- aaltoja syntyy?

Ihmisen aikaansaamat gravitaatioaal-

lot ovat aivan liian heikkoja havaittaviksi. Jos 100 tonnin terästankoa pyöritetään ympäri niin nopeasti kuin se kestää, on säteilyteho vain 10⁻²⁹ W. Auringon kuumien kaasuhiukkasten törmäilystä aiheutuu lyhytaaltoista gravitaatiohäilyä jonka kokonaisteho on 100 megawattia (Imatran teho), mutta tätä lyhytaaltoista säteilyä emme pysty havaitsemaan. Nykyinen havaintolaitteisto kattaa taajuusalueen 50 000 Hz ... 0.0001 Hz, mikä vastaa aaltoaluetta 6 km ... 3 × 10⁹ km (= 20 AU). Eniten säteilyä syntyy, kun kappaleet ovat massiivisia ja nopeita. Säteilyn aallonpituus riippuu kappalten

Maapallolla toimii nykyään toistakymmentä gravitaatioantennia. Ympyrällä on merkitty sylinterimäiset antennit, joita on seuraavilla paikkakunnilla: Rooma, Geneve, Moskova, Peking, Kanton, Tokio, Perth, Stanford, Regina, Baton Rouge, Rochester, Maryland. Kolmiolla merkittyjä laserinterferometrejä on Glasgow'ssa, Münchenissä, Pasadenassa ja Cambridgessa (Massachusettsissa). (Piirros Amaldi, Lecture Notes in Physics, 124)

nopeudesta ja säteilylähteen koosta. Jos nopeudet ovat lähellä valon nopeutta, niin pääasiallinen aallonpituus on suunnilleen lähteen kokoinen.

Parhaina säteilylähteinä pidetään kaikkia tähtitaivaan suuria mullistuksia. Tällaisia ovat esim. supernova, tähden luhistuminen mustaksi aukoksi, tiiviiden massiivisten kappaleiden läheinen kohtaaminen tai törmäys. Jatkuva gravitaatiohäilyä synnyttävät mm. epäkeskisesti pyörivä neutronitähti (pulsari) ja kaksoistähti. Useasti säteilylähteet ovat kaasui- ja pölypilvien peitossa ja gravitaatioaalto tarjoo ehkä ainoan havaintokanavan. Linnunradassa tapahtuneet suuret mullistukset kerran 10...30 vuodessa, mutta tämä on arvailua. Jos galaksien ja kvaasarien keskustoissa on suuria mustia aukkoja tai muita massiivisia kappaleita, ne saattavat toimia pitkäaaltosen säteilyn lähteinä.

Supernova tai vastaava mullistus Linnunradassa aiheuttaisi maassa noin 10⁻¹⁶...10⁻²⁰ suuruisen suhteellisen etäisyyden h muutoksen (siis etäisyydet metrin matkalla muuttuvat 10⁻¹⁶...10⁻²⁰ m). Parhailla nykyisillä ilmaisimilla on suhteellisen etäisyyden erotuskyky h = 10⁻¹⁷...10⁻¹⁸. Kuitenkaan

yksikään paristakymmenestä mittausryhmästä eri puolella maapalloa ei ole uskaltanut väittää varmasti havainneensa gravitaatioaaltoja.

Gravitaatio- aaltoilmaisimet

Käytössä on kolmentyyppisiä gravitaatioilmaisimia: 1° resonanssi-ilmaisim, 2° laserinterferenssi-ilmaisim ja 3° avaruusluotainten dopplerseurantailmaisim. Eniten käytössä on Weberin tyyppisiä resonanssi-ilmaisimia. Värähtelijänä on tavallisesti alumiini- (tai niobium-) sylinteri mutta myös safiirikide on käytössä. Sylinterin paino vaihtelee kymmenistä kiloista aina 5000 kg:aan. Värähtelijä on huolellisesti eristettävä ympäristöstään akustisin vaimentimin, etteivät paikalliset tai seismiset värähtelyt pääse mukaan. Lisäeristysenä käytetään tyhjää (ellei kysymyksessä ole heliumilla jäähdytettävä malli).

Konstruktiossa pyritään ilmaisimen värähtelyjen mahdollisimman pieneen vaimennukseen. Kun liike vaimenee hitaasti, niin vain vähän häiriöitä pääsee vaimennuskanavien kautta itse värähtelijään. Vaimennukseen vaikuttaa materiaalin laatu ja rakenteen konstruk-

tio ja sitä vähentää mm. massan kasvu ja lämpötilan alentaminen. Safiirin vaimennus on paljon pienempi kuin alumiinin, mutta toistaiseksi ei pystytä valmistamaan yli 100-kiloisia safiiriteitä.

Nykyään ilmaisimet pyritään jäähdyttämään lähelle absoluuttista nollapistettä herkkyyden parantamiseksi. Jäähdytykseen käytettävän heliumin on oltava kosketuksessa värähtelijään, mistä valitettavasti aiheutuu helposti häiriöitä. Toistaiseksi on tyydytty muutaman kelvinin lämpötilaan, sillä kovin alhaisen lämpötilan ylläpito on vaikeaa, varsinkin jos ilmaisim itse on iso. Koska aaltojen saapuminen on harvinaista ja ennalta arvaamatonta, on laitteiden oltava käyttövarmoja ja jatkuvasti toiminnassa.

Laitteiston herkkyyden hipoo parhaimmillaan h = 10⁻¹⁸ rajaa. Tämä vastaa saapuvan säteilyn intensiteettiä 1...10 J/m²Hz. Havaittavien pulssien tulkin- ta on ongelmallista. Anturin sähkösi- kiksi muutetut pulssit nauhoitetaan ja käsitellään myöhemmin tietokoneessa. Ilmaisimelle sopivan prosessisysteemin laadinta on sangen vaativa tehtävä ja verrattavissa ilmaisimen konstruoitiin. Onhan saapuvan "kohinan" seas-

ta pyrittävä pelkistämään itse signaali. Ympäristö aiheuttaa usein vääriä signaaleja. Ne on estettävä paremmalla suojauksella tai ainakin opittava tunnistamaan. Myös itse laitteistossa syntyy lämpöliikkeen takia satunnaisia häiriöitä. Näiden esiintymistodennäköisyys on arvioitava tilastollisin menetelmin.

Monet tutkijaryhmät ovat havainneet ylimääräisiä signaaleja, mutta eivät ole uskaltaneet väittää niitä gravitaatioaaltojen aiheuttamiksi. Mm. Rooman ja Marylandin ryhmät esittävät juuri ilmestyneessä julkaisussa, että heidän ilmaisimensa heinäkuussa 78 rekisteröivät samanaikaisesti *ulkoisia* signaaleja. Ilmeisesti nyt on saavutettu riittävän herkkyyden rajalle. Tarvitaneen kuitenkin muutaman vuoden kova työ ennen kuin luotettavia tuloksia aletaan saavuttaa. Selvä optinen havainto esim. supernovasta ja samanaikainen pulssi ilmaisimesta olisi melko hyvä näyttö gravitaatioaaltoista.

Edistyminen ei ehkä ole ollut niin nopeaa kuin 10 vuotta sitten odotettiin, mutta pohjustavaa työtä on kuitenkin tehty runsaasti ja osoitettu, että laitteiden herkkyyttä voidaan vielä parantaa tasolle $h = 10^{-20} \dots 10^{-21}$, jolloin tulee vastaan periaatteellinen seinä: kvanttifysiikan epätarkkuusraja. Kun tämä raja saavutetaan, on mahdollista havaita supernovien aiheuttamat pulssit aina Neitsyen galaksijoukosta saakka.

Japanilaiset ovat havainnoineet Äyriäissumun pulsaria nelilehtisen apilan muotoisella ilmaisimella, jonka ominaistajuus on 60.2 Hz (2 kertaa pyörimisnopeus), ja saavuttaneet herkkyyserajan $0.08 \text{ J/m}^2\text{Hz}$, joka on vielä varsin vaatimaton. Äyriäispulsarin kentän odotetaan olevan paljon alaisempi. Saattaapa kvanttiraja kokonaan estää havainnot.

Pitkääaltoista gravitaatiohäilyä on yritetty havaita ulkoplaneetoille matkaavien luotainten avulla dopplerseurantamenetelmällä, jonka avulla luotaimen liikettä voidaan seurata suurella tarkkuudella (menetelmä hyödyn-tää edestakaista tutkasädetä). Tarkin tulos on saavutettu Voyager 1:n avulla tammikuussa 1979 ja maaliskuussa 1980. 500 sekunnin aikana havainnoitiin luotaimen etenemistä virheen ollessa tänä aikana vain 1 mm! Mitään arvoa $h = 3 \times 10^{-14}$ voimakkaampia aaltopulsseja ei havaittu. Menetelmää voidaan pienin parannuksin tarkentaa arvoon $h = 10^{-16}$ (vastaa virhettä 0.1 mm), mikäli tieteellisten luotainten rakentamiseen vielä liikenee varoja. Jos havainnointi voidaan tehdä ilmakehän

ulkopuolella, voidaan tarkkuutta vielä tästäkin lisätä.

Laserinterferometrillä mitataan tarkasti kahden (tai useamman) peilin välisen etäisyyden muutoksia. Tällä menetelmällä ei vielä ole saavutettu resonanssi-ilmaisimien herkkyyttä, mutta mitään periaatteellisia esteitä ei tähän ole. Menetelmän etuna on sen laajakajaisuus. Tulevaisuudessa laserinterferenssi- ja dopplerseurantamenetelmät voidaan yhdistää.

Yhteenvetona voidaan todeta, että vielä eivät ilmaisimet ole kyllin herkkiä eikä häiriölähteitä täysin hallita, jotta päästäisiin käsiksi gravitaatioastronomiaan, mutta päämäärää lähestytään hyvää vauhtia.

Gravitaatiohäilyä kaksoispulsarista

Mitä massiivisempia kaksoistähden osapuolet ovat ja mitä nopeammin ne kiertävät toisiaan, sitä enemmän gravitaatiohäilyä syntyy. Säteililytehon laskemiseksi on tunnettava komponenttien massat, kiertoratojen mitat ja kiertoaika. Syntyvä gravitaatiohäily pienentää kiertoratoja ja lyhentää kiertoaikaa. Jos kiertorajan lyheneminen voidaan havaita lasketunsuuruusena, ilmeisesti kaksoistähti todellakin säteilee gravitaatioaaltoja.

Sopiva kaksoistähti löydettiin 1974 Arecibon 305 m radioteleskoopilla. Kaksoistähden havaittu osapuoli pulsari PSR1913+16 sijaitsee Kotkan tähdistössä noin 5 kpc päässä. Kummankin kiertolaisen radat ja massat on

voitu määrittää tarkkuuskellona toimivan pulsarin avulla. PSR1913+16 on nopeasti pyörivä neutronitähti — 16.941 kierrosta sekunnissa — joka sinkoaa radioaaltoja ympärilleen kuin majakka. Vaikka PSR1913+16:n radiosignaali on heikoimpia pulsarin signaaleja mitä on vastaanotettu, on pulssien dopplersiirtymästä voitu päätellä, että pulsari kiertää kerran 7 h 45 min:ssä (tarkemmin 27906.98161 s) kaksoistähden painopisteen ympäri pitkin hyvin soikeaa ellipsirataa. Komponentit kiertävät niin lähellä toisiaan, että suhteellisuusteoreettiset ilmiöt ovat merkityksellisiä. Kun esim. Merkuriuksen rataellipsi kiertyy 43" vuosisadassa (Keskinen-Oja: s. 27...30), niin tässä tapauksessa kiertymä on 4.2° vuodessa; siis kahdeksassa vuodessa jo 34°. Lisää suhteellisuusteoreettisia ilmiöitä liittyy pulsarin rataa. Pulssit näyttävät välillä tulevan vähän liian aikaisin ja välillä myöhästyvät Newtonin teorian mukaisista laskelmista. Pulsarin kello nimittäin kokee gravitaatiopunasiirtymän seuralaisensa kentässä; sen ratanopeudesta aiheutuu ns. aikadilataatio (nopeudesta johtuva ajan kulun hidastuminen) ja vähäisempänä syynä on vielä tutkasignaalin viivästyminen (Keskinen-Oja: s. 21...27 ja 33...35). Gravitaatiopunasiirtymän ja aikadilataation aiheuttamia muutoksia ei suoraan voida erottaa toisistaan, mutta rataellipsin kiertymän takia kummankin ilmiön suhteelliset osuudet vaihtuvat vuosien kuluessa. Näiden ilmiöiden avulla kuuden vuoden havainnoista onkin saatu to-

Kaksoispulsari PSR 1913 + 16 sijaitsee Nuolen ja Kotkan tähdistön rajalla. (Kartta mukailtu Scientific Americanin lokakuun 1981 numerosta)

Kaksoispulsaria PSR 1913 + 16 on tarkkailtu Arecibon suurella radioteleskoopilla Puerto Ricossa. Teleskoopin antenni on pingotettu 300 m läpimittaisen pyöreän laakson pohjalle. Vastaanottolaitteet, joihin säteily antennista heijastuu, riippuvat vaijereiden varassa 150 m laakson yläpuolella. Nuolilla merkityt miehet (oi-keassa yläkulmassa ja vasemmassa alakulmassa) antavat hyvän kuvan laitteiden koosta.

dellinen ratanopeus selville (eikä pelkästään dopplerilmiön avulla havaittava säteisnopeus). Kun rataellip-

sin kiertymä ja gravitaatiopunasiirtymä ovat verrannollisia ilmiön aiheuttajan massa, voidaan radan todellinen

Pulsari PSR 1913 + 16 kiertää tuntematonta seuralaistaan pitkin hyvin soikeaa ellipsirataa (eksentrisyys 0.617). Lähimmillään (pisteet P) kiertolaiset ovat vain 1.1 ja kauimmillaan (pisteet A) 4.8 auringon säteen päässä toisistaan.

koko, muoto, ratatason kaltevuuskulma taivaanpallon suhteen niin kuin myös kummankin tähden massa laskea. Laskujen mukaan ratatason kulma on 46°, pulsarin ja sen seuralaisen etäisyys vaihtelee 1.1:stä 4.8:aan auringon säteeseen ja niiden massat ovat 1.42 ja 1.41 auringon massaa. Tämä on ensimmäinen kerta, kun neutronitähden massa on voitu tarkasti määrittää.

Äskeisten lukujen mukaan kaksoistähtemme pitäisi säteillä gravitaatioaaltoja $7.8 \times 10^{24} \text{ W}$ teholla eli 2 % auringon luminositeetista. Säteililyenergian kaksoistähti saisi pienentämällä kiertorataansa kokoa 3.5 m vuodessa eli lyhentämällä kiertoaikaansa 67.1 miljardisosa sekuntia kierrosta kohti. Kiertorajan lyheneminen on havaittu ja lyhenemäksi kierrosta kohti on mitattu 64.2 ± 6.1 miljardisosa sekuntia, mikä mittaustarkkuuden rajoissa vastaa ennustetta. Kaksoispulsari PSR1913+16 näyttää tosiaankin säteilevän gravitaatioaaltoja ennustetulla teholla. Ellipsiradan kutistuminen johtaa tähtien törmäämiseen 300 miljoonan vuoden päästä! Saatua tulosta voidaan pitää suhteellisuusteorian voittona. Useat kilpailevat gravitaatioteoriat joutuvat suuriin vaikeuksiin. Niiden mukaan kiertorata kasvaisi.

Gravitaatiohäilytulkinnan heikko kohta on näkymättömän seuralaisen laatu. Sen täytyy olla kooltaan pieni, koska jälkeäkään ainevirrasta ei näy silloinkaan, kun komponenttien etäisyys on 1.1 auringon sädettä. Kysymykseen tulee joko heliumitähti (kooltaan noin 10 % auringosta), valkoinen kääpiö, neutronitähti tai musta aukko. Jos seuralainen on heliumitähti tai valkoinen kääpiö, kiertoaikaa muuttavat vuorovesi-ilmiöt. Neutronitähti tai musta aukko ovat jo niin pienikokoisia, että vuorovesivoimilla ei ole merkitystä. Massansa perusteella seuralainen on todennäköisimmin neutronitähti. Asiaa mutkistaa se, että pulsarin PSR1913+16 suunnassa on ehkä heliumitähti. Asia on avoin. Olisi kylläkin suuri sattuma, jos vuorovesi-ilmiön jarrutusteho numeroarvolleen vastaisi suhteellisuusteorian säteililytehoa. Luultavimmin siis olemme havainneet gravitaatioaaltoja!

Tapani Perko

ÄYRIÄISSUMU SÄTEILEE KAIKILLA AALLONPITUUKSILLA

Esimerkkinä sähkömagneettisen spektrin eri aallonpituuksien merkityksestä tutkimukselle kuvailemme lopuksi Äyriäissumua, Härän tähdistössä näkyvää supernovanjäännettä.

Äyriäissumusta on havaittu säteilyä kaikilla aallonpituuksilla. Se "kuullaan" radioteleskoopeilla alimmilla 10 kHz taajuuksilla, havaitaan mikroaalloilla, infrapunaosassa, näkyvässä valossa, ultravioletissa ja röntgen- ja gamma-alueella. Se oli ensimmäinen kohde, josta voitiin tehdä näin laajalaisia havaintoja.

Kun viimeisten vuosikymmenien aikana maailmankaikkeuteen on avautunut uusi ikkuna toisensa jälkeen, on Äyriäissumu yleensä ollut ensimmäisiä kohteita, joita uuden aaltoalueen havaintotekniikalla on voitu nähdä. Tämä johtuu siitä, että se on monella aallonpituudella taivaan kirkkaimpia säteilijöitä. Erityisen silmiinpistävä se on radio- ja röntgenalueella, kun sen sijaan näkyvässä valossa se loistaa melko heikosti.

Optiset havainnot

Äyriäissumu – tai paremminkin supernovaräjähdyksen, joka sumun synnytti – havaittiin paljain silmin kesällä 1054 Kiinassa. Se pysyi näkyvässä "uutena tähtenä" lähes kaksi vuotta, ennen kuin heikkeni alle paljaan silmän näkörajan.

Kaukoputken tultua käyttöön tähtitieteessä Äyriäissumu löydettiin uudelleen. Englantilainen tähtiharrastaja John Bavis merkitsi sen havaintovihkoonsa 1731 pienenä sumuläikkänä Härän "sarvissa", Zeta Tauri -tähten lähellä. Myöhemmin sumua tarkkaili mm. Charles Messier, joka nimesi sen kuuluisan luettelonsa ensimmäiseksi kohteeksi (M1).

Tähtitaivaan tutkituimpia kohteita on Härän tähdistössä oleva Äyriäissumu eli Rapusumu (M1). (Kuva Palomarin observatorio)

Ensimmäinen valokuva Äyriäissumusta otettiin 1892, ja sittemmin sumua kuvattiin monessa värissä. Kuvissa herätti huomiota sumun kuitumainen muoto, joka syntyy sumussa olevien voimakkaiden magneettikenttien

Härän tähdistön tunnettu Äyriäissumu eli Rapusumu on taivaan kiintoisimpia kohteita. Sumu syntyi supernovan räjähtäessä 1054, ja sumua on viime aikoina tutkittu kaikilla aallonpituuksilla gammasäteistä radioaaltoihin asti.

vangitsemista varatuista hiukkasista. Useiden vuosien välein otetuista valokuvista voitiin todeta sumun nopeasti laajenevan ja laskea laajenemisen alkaneen noin 900 vuotta sitten. Näin saatiin Äyriäissumu sidotuksi kiinalaisten aikakirjojen havaintoihin.

Kun radioalueen havainnoista oli 1968 löydetty Äyriäissumun keskeltä sykkivä neutronitähti, pulsari, yritettiin tähteä etsiä myös optisella alueella. Vuoden 1969 alussa Stewardin observatoriossa Arizonassa nähtiin pulsarin sijaintikohdalla heikko valopiste, joka välähti näkyviin 33 kertaa sekunnissa – aivan kuten pulsarin radiopulssi. Näin oli näkyvän valon aallonpituudella tehty ensimmäinen havainto neutronitähdestä.

Äyriäissumu näkyy vanhassa tähtikartassa pienenä sumuläikkänä Härän oikeassa sarvessa (nuolen kohdalla). (Kuva John Bevis, Uranographia Britannica, 1786)

Radiohavainnot

Äyriäissumu saatiin radioalueella näkyviin jo ensimmäisissä taivaan radiokartoituksissa. Australialainen John Boltonin johtama tutkimusryhmä löysi 1948 taivaalta neljä erillistä radiolähdettä. Yksi niistä sijaitsi Härän tähdistössä ja sai nimen Taurus A. Radiohavaintojen tarkennuttua voitiin todeta, että Taurus A sijaitsi juuri Äyriäissumun kohdalla.

Tarkemmissa radiotutkimuksissa nähtiin sumulla samanlainen kuitumaisen muoto kuin optisella alueella. Radiosäteilyn voimakkuudenvaihtelu aallonpituuden mukaan ja säteilyn polarisaatio kertovat, että radiosäteily on ns. synkrotronisäteilyä. Sellaista syntyy lähes valon nopeudella kiitävien elektronien kieppuessa voimakkaassa magneettikentässä.

Kun sykkivät radiotähdet, pulsarit, oli 1967 sattumalta löydetty Cambridgesse Englannissa, havaittiin Purjeen tähdistön pulsarin sijaitsevan vanhan supernovanjäänteen keskellä. Siksi pulsaria ryhdyttiin etsimään myös Äyriäissumusta, josta se löytyi Arecibon suurella antennilla vuoden 1968 lopulla.

Äyriäissumun pulsari sykkii 33 kertaa sekunnissa. Säännöllisten pulssien ajatellaan tulevan neutronitähteä ympäröivästä magneettikentästä, joka tähden mukana pyörii vinhaa vauhtia ympäri. Kentän vankina olevat hiukkaset säteilevät kapeaan, pyörivään viuhkaan, joka pyyhkii ympäri taivasta kuin majakan valo.

Ultraviolettihavainnot

Ultraviolettialueella Äyriäissumu nähdään samanlaisena synkrotronisäteilyä

lähettävänä alueena kuin radio- ja optisella alueella. Voimakas ultraviolettisäteily näkyy myös optisen alueen havainnoista. Ultraviolettialueelle sattuva synkrotronisäteily nimittäin ionisoi sumussa olevia atomeja, ja ionisoitunut aine näkyy optisella alueella tunnusomaisten spektriviivojensa valossa.

Samanlaista ionisoitumista tapahtuu esimerkiksi planetaarisissa sumuissa, mutta niissä ultraviolettisäteily on keskustähden lämpösäteilyä eikä synkrotronisäteilyä.

Äyriäissumun "kuiduissa" on paljon esimerkiksi vetyä, koska ne värikuvissa hohtavat ionisoituneen vedyn tyypillistä punertavaa väriä.

Infrapunahavainnot

Ensimmäiset positiiviset infrapunahavainnot Äyriäissumusta saatiin 1968. Havainnot yhdistivät sulavasti toisiinsa optiset ja radiohavainnot. Infrapunaisessakin nähdään voimakkaana sumun synkrotronisäteilyä.

Röntgenhavainnot

Röntgensäteiden aallonpituuksilla Äyriäissumu oli ensimmäisiä tutkittuja kohteita 1960-luvun alkupuolen luotauksrakettiennoilla. Sumusta saatiin hyviä havaintoja 1964, ja se oli ensimmäinen aurinkokunnan ulkopuolinen röntgenkohde, jonka lähde voitiin paikallistaa.

Röntgenalueen kartoituksissa ei vielä päästä samaan tarkkuuteen kuin radio- tai optisella alueella, mutta röntgensäteilyn jakautuma muistuttaa hyvin paljon muiden aallonpituusalueiden antamaa kuvaa.

Myös Äyriäissumun pulsari löytyi

Äyriäissumun säteilyn voimakkuus sähkömagneettisen spektrin eri aallonpituuksilla. Äyriäissumun pulsarin (NP 0532) säteily näkyy myös kuvasta.

röntgenalueella. Heti pulsarin optisen löytymisen jälkeen lähetettiin huhtikuussa 1969 tutkimusraketti ilmakehän yläpuolelle etsimään pulsarin röntgenpulsseja. Ne löytyivät, ja pulssien tuloajan ja muodon todettiin olevan aivan samanlaiset kuin optisella ja radioalueella.

Gammahavainnot

Gammatähtitieteessä havaintojen tarkkuus on vielä huonompi kuin röntgenalueella. Gammasäteilyn taivaankartassa nähdään selvästi kohoutuma Äyriäissumun kohdalla. Sumu oli jälleen ensimmäinen tunnistettu gammalähde. Lähteen yksityiskohtia ei gammateleskoopeilla ole kuitenkaan vielä voitu kartoittaa.

Gammasäteilyn spektri (aallonpituuden mukaan havaittu säteilyn voimakkuus) on samanmuotoinen kuin viereisellä röntgenalueella.

Äyriäissumun ulkonäkö muuttuu aallonpituuden mukana. Vasemmalla valokuva näkyvän valon alueella (520–660 nm), oikealla lähi-infrapunaisessa (720–840 nm). Artikkelin alkukuva on otettu punaisessa valossa (630–675 nm). (Kuvat Palomarin observatorio)

Optinen valokuva Äyriäissumun pulsarista. Yläkuvassa pulsari on minimissään ja alakuvassa maksimissaan. Kuvat on otettu kameralla, jonka sulkija on synkronoitu pulsarin periodin kanssa. (Kuva Lickin observatorio)

Äyriäissumun rakenne radioalueella 5 gigahertsin taajuudella. (Kuva Cambridgen yliopisto)

Kaikkien aallonpituuksien yhteiset havainnot ovat antaneet meille nykyisen kuvamme Äyriäissumusta: Sen keskellä on tavattoman tiivis, kuuma ja energinen neutronitähti, joka pyörii magneettikenttineen akselinsa ympäri 33 kertaa sekunnissa. Neutronitähteä kiertävät hiukkaset säteilevät avaruuteen nopeita pulsseja kaikilla aallonpituuksilla.

Neutronitähti syyttää ulospäin lähes valon nopeudella kiitäviä elektroneja, jotka säteilevät kaikilla aallonpituuksilla näkyvää synkrotronisäteilyä. Tämä säteily puolestaan esimerkiksi ionisoi atomeja, jotka näkyvät optisella alueella palatessaan alempaan energiatilaan.

Koko Äyriäissumun alueella tapahtuu jatkuvasti muutoksia yksityiskohtien kirkastuessa tai himmetessä. Sumun aine pyörteilee ja laajenee edelleen yli 900 vuotta sitten tapahtuneen tähden räjähtämisen seurauksena.

Heikki Oja

Peruskäsitteitä

Alla annetaan lyhyt määritelmä muutamille tähtitieteen keskeisille peruskäsitteille, joita esiintyy tässä kirjassa. Määritelmät on koettu tehdä lyhyiksi, ja siksi ne eivät kaikki ole täsmällisen tarkkoja.

amplitudi, värähtelyn keskiasemasta luetun suurimman poikkeaman arvo
apertuurisynteesi, radiotähtitieteen tutkimusmenetelmä, jossa kohteen kuva muodostetaan usean lähekkäisen radioteleskoopin avulla

assosiaatio, löyhä, avoimia tähtijoukkoja harvempi tähtikoostuma, joka on syntynyt yhdestä tähtienvälisestä pilvestä

AU (astronomical unit), tähtitieteellinen yksikkö eli Maan radan säde, 149.6 miljoonaa kilometriä

aurinkotuuli, auringosta ulospäin virtaava hiukkasvuo

bolometri, tähdestä tulevaa kokonais-säteilyä mittaava laite

dekliinaatio, kohteen kulmaetäisyys taivaan ekvaattorilta

diffrakto, valon "taipuminen" nurkan ympäri

dispersio, spektrin tarkkuus eli kuinka monta aallonpituuden nanometriä (tai ångströmiä) vastaa spektrin yhtä millimetriä

dopplerilmiö, säteilyn aallonpituuden ja taajuuden muuttuminen havaitsijan ja lähteen liiketilan mukaan

ekstinktio, tähtienvälisen pölyn aiheuttama valon heikkeneminen

erotuskyky, resoluutio, pienimmän yksityiskohdan koko jonka kaukoputki pystyy erottamaan

flare, "roihu", tähden pinnalla tapahtuva voimakas purkaus

fotometria, taivaankappaleiden kirkkauden tutkiminen

fotoni, kvantti, säteilyn "energiapaketti"

fotosfääri, tähden ylin kerros, näkyvä pinta

fuusio, ydinreaktio jossa keveämmät alkuaineet yhtyvät raskaammiksi vapauttaen energiaa

geosynkroninen rata, 36 000 km korkeudessa oleva rata, jolla tekokuu on maanpintaan nähden paikallaan

heliumtähti, pitkälle kehittynyt tähti, jossa suuri osa vedystä on muuttunut heliumiksi

H I -alue, tähtienvälinen atomimuodossa olevan vetykaasun pilvi

H II -alue, tähtienvälinen ionisoituneen vetykaasun pilvi

hyperboloidi, pinta, jonka halkileikkaus on hyperbeli

intensiteetti, säteilyn voimakkuus (käytetään useassa eri merkityksessä)

interferometria, mittaamenetelmä jossa kohteen yksityiskohtia tutkitaan useasta pisteestä mitatun säteilyn keskinäisen vuorovaikutuksen (interferenssin) avulla

kompakti tähti, pieni ja tiivis tähti kuten neutronitähti tai musta aukko

korona, tähden kaasukehän uloin, hyvin kuuma ja harva alue

kosminen säteily, nimitys avaruudesta tuleville varatuille hiukkasille

kosminen taustasäteily, avaruuden täyttävä 3 kelvinin taustasäteily, luultavasti maailmankaikkeuden kuumien alkutilan jäähtynyt jäännös

kromosfääri, tähden kaasukehän kerros, joka alhaalla rajoittuu fotosfääriin ja ylhäällä koronaan

kvasaari, todennäköisesti kaukaisen galaksin ylikirkas ydin

luminositeetti, kappaleen säteilemä kokonaisenergia

magnitudi, suuruusluokka, tähden kirkkauden mitta

meridiaani, taivaanrannan eteläpisteestä taivaannavan kautta pohjoispisteeseen kulkeva ympyränkaari

musta aukko, massiivisen tähden tai galaksiytimen luhistunut jäännös

mustan kappaleen säteily, sellaisen ideaalisen kappaleen säteilyä, joka ei heijasta yhtään siihen osuneesta säteilystä

neutriino, varaukseton alkeishiukkanen, ks. neutriinoastronomia

neutronitähti, noin 1.5–3 auringonmassaisen tähden kehityksen lopputulos, pieni, hyvin tiivis tähti

paraboloidi, maljanmuotoinen pinta, jonka halkileikkaus on paraabeli

parsek, tähtitieteellinen pituusmitta, 3.26 valovuotta eli noin 30 miljoonaa kilometriä

Planckin säteilylaki, teoreettisesti johdettu laki sille, miten ns. musta kappale säteilee eri aallonpituuksilla

polarisaatio, valon värähtelysuunnan keskittyminen tiettyyn suuntaan

pulsari, nopeasti pyörivä, sykkivää säteilyä lähettävä neutronitähti

rektaskensio, taivaan ekvaattoria pitkin mitattu "pituusaste"

resoluutio, ks. erotuskyky

seeing, havainto"keli", arvo ilmakehän rauhallisuudelle joka määrää tähden kuvan terävyyden

Seyfertin galaksi, kierteisgalaksi jolla on hyvin aktiivinen ydin; normaalien galaksien ja kvasaarien välimuoto

spektri, kohteen säteilyn voimakkuus aallonpituuden funktiona

spektroskopia, taivaankappaleiden spektrin tutkiminen

supernova, tähden räjähtäminen kehityksensä loppuvaiheessa

synkrotronisäteily, magneettikentässä lähes valon nopeudella kieppuvan elektronin lähettämää säteilyä

terminen säteily, lämpösäteilyä

Tšerenkovin säteily, sellaisen varatun hiukkasen säteilyä, joka liikkuu nopeammin kuin valo kyseisessä väliaineessa

tähtituuli, tähdestä ulospäin virtaava hiukkasvuo

valkoinen kääpiö, auringonmassainen tähden kehityksen päätepiste, pieni tiivis, kuuma tähti

valovuosi, valon vuodessa kulkema matka, n. 10 biljoonaa kilometriä

Kirjallisuutta

Olemme alla olevaan luetteloon koonneet eri aiheista pienen listan sopivaa tausta- ja lisälukemista.

Yleistä

Brandt, J.C. (toim.): The New Astronomy and Space Science Reader, Freeman 1977.

Field, G.B. (toim.): New Instruments for Astronomy, Physics Today, marrask. 1982.

Gingerich, O. (toim.): New Frontiers in Astronomy (Scientific Americanin artikkelikokoelma), Freeman 1975.

Kraus, J.: Our Cosmic Universe, Cygnus-Quasar Books 1980.

Rowan Robinson, M.: Cosmic Landscape, Oxford University Press 1980.

Radiotähtitiede

Hey, J.S.: The Evolution of Radio Astronomy, Elek Science 1973.

Hey, J.S.: The Radio Universe, 2. painos, Pergamon Press 1971.

Sky and Telescope, kesäk. 1975, marrask. 1976, syysk. 1979, jouluk. 1980 (VLA).

Verschuur, G.L.: The Invisible Universe, The Story of Radio Astronomy, Springer 1974.

Infrapunatähtitiede

Allen, D.A.: Infrared – the New Astronomy, Keith Reid Ltd., Shaldon Devon, 1975.

Morrison, P.: Is M 82 really exploding? Sky and Telescope, tammik. 1979.

Neugebauer, G. ja Leighton, R.: The Infrared Sky, Scientific American elok. 1968.

Wynn-Williams, C.G. ja Becklin, E.E.: Infrared Emission from HII Regions, Publ. Astron. Society of the Pacific Vol. 86, p. 5 (1974).

Optiset teleskoopit

Hall, N.B. (toim.): The Space Telescope Observatory, Space Telescope Science Institute 1982, Nasa CP-2244.

Kuiper, G. ja Middlehurst, B. (toim.): Telescopes, University of Chicago Press 1960.

Marx, S. ja Pfau, W.: Observatories of the World, Blandford/Van Nostrand Reinhold 1982.

Pacini, F. ym. (toim.): ESO Conference, Optical Telescopes of the Future, ESO 1978.

Sky and Telescope jouluk. 1979 (Palomar), heinäk. 1976 ja heinäk. 1979 (MMT), huhtik. 1976 (Cerro Tololo), lokak. 1975 (AAT), tammik. 1973 (Kitt Peak), heinäk. 1978 ja lokak. 1976 (Engl. 3.8 m), huhtik. 1977 (CFHT), helmik. 1977

ja heinäk. 1979 (ESO), heinäk., lokak. 1978 ja jouluk. 1980 (Nasa)
Tähdet ja Avaruus 1/77 (BTA)

Ultraviolettitähtitiede

Goldberg, L.: Ultraviolet Astronomy, Scientific American kesäk. 1969

Spitzer, L.: Searching between the Stars, Yale University Press 1982

Sky and Telescope huhtik. 1977 (yleiskatsaus), maalisk. 1978 ja toukok. 1979 (IUE), heinäk. 1975 (äärimmäinen ultravioletti)

Röntgenastronomia

Adams, D.J.: Cosmic X-Ray Astronomy, Adam Hilger 1980.

Culhane, J.L., Sanford, P.W.: X-Ray Astronomy, Faber and Faber 1981

Friedman, H.: X-Ray Astronomy, Scientific American kesäk. 1964

Ciacconi, R.: The Einstein X-Ray Observatory, Scientific American helmik. 1980

Sky and Telescope kesäk. 1979 (Einstein)

Gammatähtitiede

New Scientist 28.4.1977, Kosmonavtika, Astronomija 5/78, Physics Today syysk. 1975 ja maalisk. 1978 (yleiskats.)

New Scientist 6.2.1975, Scientific American lokak. 1976, Sky and Telescope kesäk. 1982 (gammapulssit)

Neutriinotähtitiede

Bahcall, J.N. ja Davis, R.: Solar Neutrinos, Science 23.1.1976

Hartline, B.K.: In Search of Solar Neutrinos, Science 6.4.1979

Kosmonavtika, Astronomija 1/75 ja Zemlja i Vselennaja 1/79 (yleiskatsaus)

Melott, A.: The Invisible Universe, Astronomy toukok. 1981

Kosmiset säteet

Allkofer, O.C.: Introduction to Cosmic Radiation, Verlag, Karl Thieme, München, 1975

Cerarsky, C.: Ann.Rev.Astron.Astrophys. 18, 289, 1980

Pomerantz, M.A.: Cosmic Rays, van Nostrand Reinhold Company, New York, 1971

Rochester, C.D. ja Turvey, K.E.: Contemp.Phys. 22, 425, 1981

Watson, A.A.: Q.J.R. astr. Soc. 21, 1, 1980

Wolfendale, A.W.: Q.J.R. astr. Soc. 23, 325, 1982

Gravitaatioaalot

Blair, D.G.: Progress in the Development of High Sensitivity Gravitational Radi-

ation Antennas, Australian Journal of Physics, Vol. 33 (1980), P. 923–939

Davies, P.C.W.: The Search for Gravity Waves, Cambridge University Press (1980), p. 144

Hough, J. ja Drever, Ronald: Gravitational Waves – a tough challenge, New Scientist 17.8.1978

Weber, J.: The Detection of Gravitational Waves, Scientific American lokak. 1981

Weisberg, J.M., Taylor, J.H. ja Fowler, L.A.: Gravitational Waves from an Orbiting Pulsar, Scientific American lokak. 1981

Kirjoittajat ja toimittajat

Juhani Karanka on helsinkiläinen opiskelija, joka on harrastanut tähtitiedettä ja avaruustutkimusta ja avustanut Tähdet ja Avaruus -lehteä.

Fil.lis. Tapio Korhonen toimii observaattorina Turun yliopiston tähtitornilla. Hän on yli 15 vuoden ajan osallistunut Tuorlan observatorion laitteiden suunnitteluun ja rakentamiseen ja niillä tehtävään tutkimustyöhön.

Fil.lis. Lauri Malkamäki on toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on tehnyt tutkimustyötä radioastronomian alalla ja kehittänyt alan instrumentointia.

Dosentti Tapio Markkanen on toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on Metsähovin observatorion laboratorionsinööri. Hän on tutkimustyön rinnalla harjoittanut tähtitieteen popularisointia.

Helsingin yliopiston tähtitieteen professori **Kalevi Mattila** on tehnyt havaintoja sekä optisilla että radioteleskoopeilla eri observatorioissa. Hän on myös kirjoittanut yleistajuisia artikkeleita Ur-san julkaisuihin.

Dosentti Heikki Oja on toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on kirjoittanut kirjoja ja artikkeleita avaruustutkimuksesta ja tähtitieteestä.

Dosentti Tapani Perko on toimesta Helsingin yliopiston teoreettisen fysiikan laitoksella. Hän on julkaissut lukuisia tutkimuksia mm. suhteellisuusteoriasta ja kosmologiasta ja pitänyt näihin aiheisiin liittyviä luentoja.

Dos. Vilppu Pirola on toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on suunnitellut mm. Metsähovissa ja Neuvostoliitossa Krimin observatoriossa käytössä olevan fotometri-polarimet-rin.

Fil.tri Timo Rahunen on ollut toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on tutkinut varsinkin tähtien kehitykseen liittyviä ongelmia. Rahunen valittiin Ursan puheenjohtajaksi vuoden 1983 alusta alkaen.

Tekn.tri Göran Sandell on toimesta Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on tehnyt tutkimus- ja havaintotyötä varsinkin radioastronomian alalla.

Dos. Jarmo Torsti on vt. apulaisprofessorina Turun yliopiston fysikaalisten tieteiden laitoksella. Hän johtaa laitok-

sen ja Wihurin Fysiikantutkimuslaitoksen yhteistä kosmisen säteilyn tutkimusryhmää.

Mauri Valtonen on Turun yliopiston tähtitieteen professori. Hän on tehnyt havainto- ja tutkimustyötä useissa ulkomaisissa observatorioissa. Ursalle hän on kirjoittanut mm. kirjan Maailman-kaikkeutta tutkimassa.

Dosentti Osmi Vilhu toimii Suomen Akatemian tutkijana Helsingin yliopiston observatoriossa. Hän on tutkinut tähtien rakenteeseen ja kehitykseen liittyviä kysymyksiä.

Hakemisto

aallonpituusalueet 9
aikadilataatio 124
aktiivinen optiikka 63
albedo 20
alikääpiö 84
alkuräjähdyks 25, 73, 116
altatsimutaalinen pystytys 13, 45, 46, 61
Alvarez, Luis 110
Andromedan galaksi 11, 22, 74, 88, 100
anglo-australialainen teleskooppi (AAT) 43, 50
annihilaatio 102
antimateria 103, 113
apertuurisynteesi 12, 14, 15, 130
Apollo-Sojuz-lento 85
Arecibon teleskooppi 24, 124, 125, 128
asteroidi 106, 107
Astrophysical Journal 11
Aurinko
aktiiviset alueet 96, 97; alkuainciden runsaudet 72; flaret 11, 85, 105; hiukkas-säteily 118; korona 96, 97; neutriinot 110–112; pilkut 11, 23, 81; radiosäteily 11, 23; reunankirkastuminen 23, 24, 97; röntgensäteily 91, 96, 97
aurinkotuuli 118, 130
avaruusteleskooppi 57, 59, 65, 66, 71

Baade 22, 25
Bahcall, John 109, 111
Balmer-sarja 23, 39, 72
Bavis, John 127
becta-hajoaminen 108, 114
Bell, Jocelyn 16, 24
Bethe, Hans 109
Big bang -teoria ks. alkuräjähdyks
Boksenberg-kamera 65
Bolton, John 128
Boltzmannin vakio 96
Bowen 12
Bowler, Stuart 85
Bragg 87
Brookhavenin neutriinoteleskooppi 110–111
Brouw 22
BTA-teleskooppi 43, 45, 46
Burbridge 25
Burnight, T.R. 91, 96

Calar Alton teleskoopit 43, 54–55
Carruthers 71
Cassegrain-fokus 44, 48
Cassegrain-teleskooppi 12, 34
Cassiopeia A 11, 25
CCD-kamera 64, 65–66
Centaurus A 11
Centaurus X-3 95, 97
Cerro Tololon observatorio 43, 48
CFH-teleskooppi 28, 43, 52–53
Christiansen 11, 17
CIT 37
Cocke 25
COS-B-tekokuu 103, 104

coudé-fokus 44, 48
Cowan Jr., Glyde L. 108
Cygnus A 11, 22, 25, 95
Cygnus X-1 87, 93, 95, 98
Cygnus X-3 104

Davis, Raymond 110
dB-galaksi 22
degeneraatio 115
deuterium 73, 109, 110
diafragma 34, 35
diffraktiolevy 12, 49
dipoliantenni 16
dipolikenttä 16
Disney 25
dispersio 24, 130
Dumand-laitteisto 113, 114

echelle-spektrografi 76, 77
Eddington, Arthur 109
Einstein, Albert 87
Einstein-observatorio 81, 87, 88, 89, 90, 91, 93, 94, 99, 100
ekstinktio 20, 72, 73, 83, 130
ekvatoriaalinen pystytys 46
elektroni-kanava-monistin-kenttä 91
elektronivoltti 101
elektronografia 64
erotuskyky 76, 90
ESA 69, 70, 76, 77
ESO:n teleskoopit 43, 44, 48, 53–54
ESRO ks. ESA
Eta Carinae 38, 39, 99
EUV ks. äärimmäinen ultravioletti
EUVE 86
Ewen 11, 17
Exosat 79, 86, 93

Fermi, Enrico 108
FES 76
flare-tähti 85
fotokatodi 64
fotonilaskenta-tv 65
fragmentaatio 120
Fraunhofer, Joseph 67
Friedman, H. 92, 93

Galilei, Galileo 9
galaksienvälinen kaasu 94
galaksijoukot 100
galaksit 25, 40–41, 95, 100
galaktinen säteily 119
gammapulssarit 103
gammapulssit 105, 106, 107
gammataustasäteily 9, 101–107, 128
gammatekokuut 101, 103, 104
Geiger-Müller-laskuri 90, 91
geosynkroninen rata 70, 76, 130
Giacconi, Riccardo 91, 92, 93
globuli 20
gravitaatioaalot 122–125
gravitaatioantenni 122, 123–124
gravitaatiopunasiirtymä 124
Grindlay, J. 99

hadronispektrometri 119, 120

Hale-teleskooppi 43, 46
HDE 98
HEAO 2 ks. Einstein-observatorio
heijastuskyky ks. albedo
heliumpommi 99
heliumtähti 125, 130
Hercules X-1 95, 97, 98
Herschel, William 31
Hertz, Heinrich 11
Hess, Victor 117, 118
Hewish, Anthony 15, 16, 24
Hey, J.S. 11, 23
H II -alue 17, 19, 20–21, 25, 130
hiili-typpi-happi-sykli 109, 110, 111
Hindman 11, 17
hipaiseva heijastus 85, 98, 90
hiukkaskaskadi 118
van de Hulst, H.C. 11, 17
Hylleraas, Egil A. 87
häkä 20, 21, 27, 28, 38

infrapunaafotometri 34, 35
infrapunaikkunat 33
infrapunasäteily 9, 31–41, 128
infrapunateleskoopit 28, 35, 43, 52, 56
infrapunaylimäärä 38, 39
interferometri 13, 15, 22
Io 24
ionosfääri 11
IRAS 36, 56
IRC 35, 37
IUE 67, 69, 70–71, 75, 76–81

jansky 25
Jansky, Karl 11
jarrutussäteily 38, 102
jatkuva säteily 17, 18, 28
Jodrell Bankin observatorio 12
Johnson, Harold 35
Jupiter 24, 36, 56

Kabardino-Balkarian neutriinotutkimus-
asema 112
kaksoispulsari 124, 125
kaksoistähti 98, 99
Kansallinen radioastronominen observa-
torio ks. NRAO
Kitt Peakin teleskoopit 43, 51
kollimaattori 89, 91
kolmas Cambridgen luettelo (3CR) 25
koma 48
komeetat 36, 64, 70, 107
kontinuumisäteily ks. jatkuva säteily
Kopernikus-satelliitti 69, 70, 71, 72, 73, 75, 76
korona 80, 81, 85, 100, 130
kosminen 3 asteen taustasäteily 12, 16, 17, 20, 25, 105, 116, 120
kosmiset säteet 102, 117–121
kosmologia 115–116
Krausin antenni 15
kromosfääri 80, 81, 130
van de Krut 22
Kuiper, Gerard P. 35
kulmaerotuskyky 12, 14, 49
Kuu 11, 24, 31
kuvavahvistin 64

kvanttiyhötysuhde 57
kvasaarit 12, 23, 94, 95, 100, 102, 123, 130
käänteinen Comptonin ilmiö 95, 102, 105
kääpiönova 85

laserinterferometri 124
von Laue, Max 87
Leidenin-Sydneyn kartoitut 17
Leighton 35, 37
leptonit 108
Lickin observatorio 43, 55–56
Linnunrata
gammataustasäteily 103, 106; infrapunasäteily 40; keskus 11, 17, 37, 40, 43, 98, 104; ko-
rona 67, 75; radiosäteily 11, 16, 17; rönt-
gensäteily 94–95, 97, 98
Ljubimov, V. 114
Lodge, Oliver 23
Lovell, Bernard 12
Low, Frank 32
Low'n bolometri 32, 34
lyijysulfidikenno 31, 32
Lyman-sarja 72–73

M1 127
M31 11, 22, 88, 95
M42 19, 20, 28
M51 18, 22
M81 22, 41
M82 28, 41
M87 93
magnitudi 20, 130
Marconi 11
Marz 37
Matthews 23
Matthewson 22
Mauna Kean teleskoopit 26, 27, 28, 30, 35, 43, 52, 56
Maxwell, Clark 11
Mayall-teleskooppi 43
McMullan-kamera 64
Messier, Charles 127
Metsähovin radioteleskooppi 13, 21, 27
MHD-dynamo 80
mikroaallot 9
millimetrialue 26–29
Minkowski 22, 25
monipeilitteleskooppi 43, 47, 60, 62
mosaiikkipeili 60–61
Muller 11, 17
musta aukko 93, 95, 98, 102, 114, 115, 123, 125, 130
mustan kappaleen säteily 20, 23, 24, 32, 37, 130

Nasa 13, 35, 56, 70, 76, 77
Nasmyth-fokus 45
Neugebauer 35, 37
neutriino 108–116, 130
neutriinohalo 116
neutriinon lepomassa 111, 114
neutriino-oskillaatio 111, 114
neutriinosieppaus 110
neutriinoteleskooppi 110, 112, 113
neutronitähti 24, 85, 93, 97, 99, 102, 106–107, 114, 115, 123, 125, 128, 129, 130
Nicholson 31

NML 37
NRAO 12, 13, 14, 27, 51
näkyvä valo 9, 11

OA0 3 ks. Kopernikus-satelliitti
Oort, Jan H. 11, 12, 17
optinen ikkuna 9
optisen alueen teleskoopit 12, 43–56, 57–63
Orionin sumu 19, 20, 21, 28, 29
Orionin tähtikuvio 68, 69

Palomarin observatorio 22, 28, 33, 43, 46
paraboloidiantenni 11, 12, 13, 15
parsek 20, 130
Pauli, Wolfgang 108
Pawsey 12
Penzias 25, 120
Pettit 31
pimeät sumut 19, 20
pixel 65
Planck, Max 32
Planckin säteilylaki 23, 32
Planckin vakio 95
planetaarinen sumu 82, 84
polarisaatio 9, 128, 130
Pontecorvo, Bruno M. 108, 110
primaarisäteily 118, 119
protogalaksi 29
protoni-protoni-ketju 109–111
prototähti 19, 28, 36
pulsari 12, 16, 24–25, 85, 95, 100, 103, 114, 121, 123, 124, 127, 128, 130
punasiirtymä 23, 29, 100, 102, 115, 124
puoliarvokerros 96
puoliarvoveveys 12
Purcell 11, 17
puuttuvan massan ongelma 116
pääfokus 48
pääkeila 12

radioaallot 9, 11–25, 26–29, 128
radiogalakset 22–23, 29, 95
radioheliografi 24
radioikkuna 9
radioteleskoopit 12–13, 15, 27, 28
radiotähti 16, 97
rajasuuruusluokka 45, 49
Rapusumu ks. Äyriäissumu
RATAN 600 -radioteleskooppi 15, 45, 112
Reber, Grote 11, 16, 17, 23
Reifstein 25
Reines, Frederick 108, 114
resoluutio ks. kulmaerotuskyky
resonanssihiiva 67
Ritchey-Chrétien-teleskooppi 36, 48, 71
Rosat-tekokuu 86, 93
ryhmäteleskooppi 62
Ryle, Martin 11, 12, 14, 15
von Röntgen, Wilhelm Conrad 87
röntgenalueen tekokuut 86, 87–89, 93, 100
röntgennova 99
röntgenpulsari 95, 97, 99
röntgenpurkauksia 95, 99
röntgensäteily 9, 87–100, 128
röntgentaustasäteily 92, 93, 94
röntgentähti 97, 98

Salam, Abdus 115
Sandage 23
SAS 1 ks. Uhuru-satelliitti
Saturnus 36, 56
Schaefer, B. 107
Schmidt, Maarten 23
Scorpius X-1 87, 91–93, 94, 95, 96, 97
SEC-kamera 76, 77
seeing 44, 49
Segalowitz, A. 22
sekundärisäteily 118, 119
Seyfertin galaksi 95, 130
Siding Springsin teleskoopit 43, 50
siirtymäalue 80
Sirius A ja B 69, 85, 86
sirkumstellaarinen vaippa 19
sivukeilat 12
skintillaatioteleskooppi 113
Smith, Graham 11, 22
Smyth, Piazz 31
SNU (auringin neutriinoyksikkö) 108, 111
Southworth, G.C. 23
spektri 9, 31, 130
spektriviiva 17
Spitzer, Lyman 75
SRC 70, 76, 77
Staelin 25
standardipilvi 19
submillimetrialue 9, 26–29
supernova 102, 113–115, 121, 123, 127, 130
supernovajäännös 24, 74, 94, 95, 100, 121, 127
Suuri Magellanin pilvi 75, 95, 100
syklotronisäteily 11, 16–17, 24, 28, 95, 121, 128, 129, 130
sähkömagneettinen kenttäteoria 11
sähkömagneettinen säteily 9, 83

Taurus A 11, 25, 128
Taurus X-1 93, 100
Taylor 25
Teknillisen korkeakoulun radiolaboratorio 13
terminen säteily 16, 17, 29, 130
tiheysaaltoteoria 22
Tousey, Richard 67
Tšerenkovin säteily 113
Tšerenkov-laskuri 103
tuikeilmaisoin 90, 110
tähtienjäritys 24
tähtienvälinen kaasu 71, 72–73, 83, 84, 96
tähtienvälinen pöly 73–74
tähtienväliset molekyylit 12, 18–21
tähtituuli 67, 75, 130
täpläinterferometria 59

UBV-fotometria 35
UBVRI-fotometria 35
Uhuru-satelliitti 87, 89, 91, 94, 95, 97, 98
Uhuru-luettelo 94
ultraviolettialueen tekokuut 69–71, 76, 85–86
ultraviolettisäteily 9, 67–75, 83–86, 128
Urca-prosessi 114–115

valkea kääpiö 24, 84–85, 97, 125, 130
valokuvauslevy 31, 64, 90

valomonistinputki 64
valosähköinen fotometria 32
valovuosi 20, 130
Weber, Joseph 122
vedyn 21 cm:n viiva 11, 17–18, 20, 71
Weinberg, Steven 115
Velan pulsari 25, 49, 103, 104, 121
verrannollisuuslaskuri 90, 91
vesihöyrymaser 21
Wesselink 31
Westerborgin teleskooppi 14, 15, 22
Wienin siirtymislaki 32
Wild, Paul 23
Wilson 25, 120
Wilsonin observatorio 43, 46
Virgo A 11, 25
Virgo X-1 93
virityslämpötila 81
VLA (Very Large Array) 14, 15
VLBI (Very Long Baseline Interferometry) 15, 26
Wolfe 25
Wolter, Hans 85, 89
Wolter-teleskooppi 85, 86, 93
Wulf 117
Väisälä, Yrjö 61

XUE 83, 84

ydinreaktiot 109–110

Äyriäissumu 24, 25, 93, 95, 100, 103, 104, 114, 121, 124, 126–129
äärimmäinen ultraviolettä 83–86

Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry.

Toimisto ja kirjasto
Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry.
Laivanvarustajankatu 3
00140 Helsinki 14

Avoimma maanantaina ja torstaina klo 18–20 sekä tiistaina ja keskiviikkona klo 15–17. Puh. 90-174 048 (toimihenkilöt).
Postisiirtotili n:o 73 21-5.

HALLITUS 1983: Puheenjohtaja ja kirjasto Timo Rahunen, varapuheenjohtaja LuK Pekka Kröger, sihteeri mat.yo. Olli Salo, varainhoitaja kauppat.opisk. Pentti Ramberg. Muut jäsenet: LuK Jari Koponen, FM Tarja Liljeström, tekn.yo. Jari Turunen.

JAOSTOJEN VETÄJÄT JA TOIMIHENKILÖT:
Aurinko, komeetat, revontulet ja yöpilvet: Kari Kaila, Eräkuja 6 A

8, 01600 Vantaa 60, puh. 90-563 5955.
Matematiikka: Juha Koskivaara, Merenkulkijankatu 1 B 13, 02320 Espoo 32, puh. 90-801 2495.
Meteorit: Jukka Pokkinen, Maa-hiskuja 3, 04230 Kerava 3, puh. 90-246 049.

Muuttuvat tähdet: Aarre Kello-mäki, 36280 Pikonlinna, puh. 931-772 643.

Optiikka ja kaukoputkien rakentaminen: Martti Koskimo, Kuusikkotie 36, 01380 Vantaa 38, puh. 90-873 1518.

Pikkuplaneetat ja tähdenpeitot: Matti Suhonen, Teuvo Pakkalan-tie 12 A 19, 00400 Helsinki 40, puh. 90-572 896.

Planeetat: Jari Turunen, Jämehäntävaal 11 L 232, 02150 Espoo 15, puh. 90-455 0352.

Kerhotoiminta: Arvo Kuusela, Keskuskoulu, 43900 Kinnula, puh. 944-85143.

Julkaisutoiminta: Heikki Oja, Tähtitieteen laitos, 00130 Helsinki 13, puh. 90-191 2942.

Julkaisusihteeri: Seppo Linnaluoto, puh. 90-174 048.

Kirjastonhoitaja: Matti Suhonen
Tähtitorninhoitaja: Olli Manner, Huvilakatu 7 A 10, 00150 Helsinki 15, puh. 90-174 048.

Sf-klubi: Jari Koponen, Kauppalaantie 25 B 17, 00320 Helsinki 32, puh. 90-571 209, miel. klo 18–19.

Ursan tarkoituksena on toimia tähtitieteen harrastajien yhdyssiteenä ja edistää tieteen tuntemusta ja harrastusta maassamme.

Ursan jäseneksi voi liittyä jokainen tähtitieteestä ja tähtiharrastuksesta kiinnostunut henkilö. Jäsenmaksu on vuonna 1983 alle 20-vuotiailla 40 mk ja sitä

vanhemmilta 60 markkaa. Jäsenetuna on mm. tämä lehti.

Eroaminen Ursasta: Jäsen voi erota yhdistyksestä ilmoittamalla siitä kirjallisesti Ursaan, esim. kirjeellä tai kortilla. Eroilmoituksen voi tehdä myös ennakolta tietystä päivämäärästä lukien. Eräantyneet jäsenmaksut on kuitenkin suoritettava.

Ursan tähtitorni Helsingin Kaivopuistossa avataan tunti aurinkonlaskun jälkeen ja suljetaan seuraavasti 15.2.—15.3. klo 21, sekä 16.3.—10.4. ja 15.9.—15.10. klo 22. 16.10.—30.11. avoinna klo 18–21. Torni on suljettu yleisöltä 11.4.—14.9. ja 1.12.—14.2.

Yhdistyksen jäsenet voivat käyttää tähtitornin laitteita havaintojen tekoon yleisnäytösten ulkopuolella. Tähtitorni puh. 653 505.

TÄHDET JA AVARUUS

JULKAISIJA

Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry

TOIMITUS

Vastaava toimittaja
Seppo Linnaluoto puh. 174048

Toimitussihteeri

Heikki Oja puh. 191 2942

Taitto

Juhani Virkki puh. 5634 830

Paikallisavustajat

Aulis Koivusalo (Joensuu) puh. 973-31 228
Ari Salminen (Turku) puh. 921-302 856
Juha Tervaskanto (Oulu) puh. 981-331 898
Antamo Vaajakallio (Jyväskylä) puh. 941-15 067

OSOITTEET

Tilaukset ja osoitteenmuutokset
Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry
Laivanvarustajankatu 3
00140 Helsinki 14
puh. 90-174 048.

Toimitus (artikkelit yms.)

Tähdet ja Avaruus
Tähtitorninmäki
00130 Helsinki 13

ILMESTYMINEN JA TILAUSHINNAT

Vuonna 1983 ilmestyy kuusi numeroa. Ursan jäsenet saavat lehden jäsenetuna. Muille tilausmaksu on 60 mk. Vuoden kuluessa tuleville uusille jäsenille ja tilaajille toimitetaan alkuvuoden numerot jälkikäteen. Irtonumerot 10 mk. Vuosina 1971–76 lehti ilmestyi Tähtiakademian nimisenä. Tähtiakademian numerot on saatavana 6 mk/kpl.

Tähdet ja Avaruus ilmestyy helmikuusta, huhtikuusta, kesäkuusta, elokuusta, lokakuusta ja joulukuusta. Koska ilmestymisen voi lykkääntyä seuraavan kuukauden puolelle, pyydetään lehden saapumista koskevia tiedusteluja välttämään seuraavan kuukauden puoliväliin asti. Lehteen tarkoitettu aineisto pyydetään lähettämään toimitukselle viimeistään kaksi kuukautta ennen ilmestymiskuukauden alkua.

KUVAT

Kaikki lehdelle lähetetyt kuvat liitetään Ursan kuva-arkistoon, ellei lähettäjä toisin halua. Lehdessä julkaistujen kuvien kopiointi on kielletty ilman Ursan kuva-arkiston lupaa.

tietoa tieteestä
URSA

TÄHTIHARRASTUSSEURAT ERI PAIKKAKUNNILLA

Nimi	Perustettu	Jäseniä	Tähtitorni	Osoite
Forssan Uranus	1970	40		c/o Risto Heikkilä, Pappila, 30100 Forssa 10
Ursa, Helsinki	1921	3600	+	Laivanvarustajankatu 3, 00140 Helsinki 14
Polaris, Hyvinkää	1970	40		c/o Jukka Hongisto, Munkkinkatu 4, 05820 Hyvinkää 2
Vega, Hämeenlinna	1981	60	+	c/o Reijo Lundahl, Kylätie 22 A 6, 13500 Hämeenlinna 50
Etela-Karjalan Nova	1975	45		c/o Martti Muinonen, Kersantinkuja 2, 53810 Lappeenranta 81
Seulasen, Joensuu	1973	50	+	c/o Aulis Koivusalo, Salminkatu 15, 80200 Joensuu 20
Jyväskylän Sirius	1959	120	+	c/o Juhani Tarhanen, Kirkkokatu 5 B 12, 41160 Tikkakoski
Natura, Karjaa		40	+	c/o Kaj Malm, Läppg. 2, 10300 Karjaa
Alfa-80, Kinnula	1980	60	+	c/o Arvo Kuusela, Keskuskoulu, 43900 Kinnula
Kuopion Saturnus	1956	90		c/o Jari Hoffrén, Tiihottarentie 2 B 12, 70500 Kuopio 50
Lahden Ursa	1948	120	+	c/o Juhani Salmi, Vesijärvenkatu 36 C 40, 15140 Lahti 14
Lohjan Ursa	1954	45	+	c/o Erkki Raita, Laurinkatu 32 A 15, 08100 Lohja 10
Mikkelin Ursa	1923	50	+	c/o Seppo Tiihonen, Huvilakatu 8, 50100 Mikkelä 10
Kymen Ursa	1980	50		c/o Martti Laakso, Länsiasemantie 25, 46800 Myllykoski
Arktos, Oulu	1962	80	+	c/o Juha Tervaskanto, Ratakatu 14 C 4, 90140 Oulu 14
Porin Karhunvartijat	1974	80		c/o Jari Lund, Valtakatu 5 D 51, 28100 Pori 10
Rauman Kvasaari	1982	65		c/o Tero Mäkipää, Tarvola, 26500 Kolla
Riihimäen tähtitieteellinen yhdistys	1977	30		c/o Heikki Kylmä, Päivöläntie 14, 11120 Riihimäki 12
Tampereen Ursa	1950	140	+	c/o Reijo Järvinen, Isenäisyydenkatu 12 B 22 33500 Tampere 50
Turun Ursa	1928	250	+	c/o Sirpa Saarinen, Stålarinkatu 1 A 14, 20810 Turku 81.

URSAN JULKAISUJA

Ursasta on tällä hetkellä saatavana seuraavia julkaisuja ja Tähdet ja Avaruus -lehden vanhoja irtonumeroita. Voit tehdä tilauksen kirjeitse, puhelimitse (90-174048) tai lehden väliin uutuustuotteiden ilmestyessä oheistetulla tilillepanokortilla. Postimaksu sisältyy kaikkiin hintoihin. Noutamalla itse ostoksesi Ursan toimistosta säästät vielä muutaman markan.

- ☐ INFERNO: 34 mk. Ursan sf-sarja 3, Linnunradan keskusta räjähtää, miten käy maapallon? 168 s.
- ☐ TEEMME AURINKOKELLON. 21 mk. Ohjeet monenlaisista aurinkokelloista ja niiden rakentamisesta. 60 s.
- ☐ PLANEETAT. 52 mk. Ajankohtainen yleiskuva aurinkokunnastamme, runsas kuvitus. 256 s.
- ☐ TÄHTITIEEN HARRASTAJAN KÄSIKIRJA 1. 24 mk. Havainto-ohjeita tähtitaivaan kohteiden tarkkailemiseksi. 96 s.
- ☐ TAU NOLLA. 34 mk. Ursan sf-sarja 2, huima matka kohti maailmankaikkeuden ääriä ja ajan loppua. 192 s.
- ☐ MAAILMANKAIKKEUTTA TUTKIMASSA. 59 mk. Yleistajuisen katsaus koko tähtitaivaan tutkimuskenttään. 352 s.
- ☐ ALKEISHIUKKASTEN MAAILMA. 36 mk. Kvarkeista aikojen alkuun. Tehty yhteistyössä Fyysikkoseuran kanssa. 224 s.
- ☐ PANOKSENA TULEVAISUUS. 34 mk. Ursan sf-sarja 1, vaakalaudalla koko aurinkokunnan tulevaisuus. 168 s.
- ☐ UFOJEN ARVOITUS. 50 mk. Kahden tähtitieteilijän perusteellinen yleiskatsaus ufoihin. 352 s.
- ☐ AURINGOSTA ÄÄRETTÖMYYTEEN. 34 mk. 12 artikkelia tämän päivän tähtitieteestä. 208 s.
- ☐ TÄHTITAIVAAN OPAS. 44 mk. Tarkka esittely taivaan tähdistöistä ja kiintoisimmista kohteista, kovakantinen. 200 s.
- ☐ 1982 KUN PLANEETAT KOHTAAVAT. 34 mk. Planeettojen kohtaamiset, astrologian historia ja merkitys. 160 s.
- ☐ TULIPALLOJA TAIVAALLA. 34 mk. Meteoriitit, tulipallot, kraatterit, Tunguskan räjähdys 1908. 208 s.
- ☐ TÄHTIEN JA GALAKSIEN MAAILMA. 34 mk. Asiantuntijoiden ja harrastajien artikkeleita eri aiheista. 252 s.
- ☐ MUSTAA AUKKOA ETSIMÄSSÄ. 34 mk. Yleinen suhteellisuusteoria, gravitaatioaalot, mustat aukot. 143 s.
- ☐ MESSIERIN LUETTELO. 12 mk. Etsimiskartat taivaan tunnetuimmille tähtisumuille ja -joukoille. 48 s.
- ☐ TEEMME PEILIKAUKOPUTKEN. 15 mk. Ohjeita kaukoputken optisten osien tekemisestä. 72 s.
- ☐ POSTIKORTTISARJA. 10 mk. 16 suomalaisten harrastajien mustavalkoista tähtikuvaa.
- ☐ DIASARJA SATURNUS. 70 mk. 12 Voyager-aluksen kuvaa Saturnuksesta, sen renkaista ja kuista. 16-sivuinen seloste.
- ☐ DIASARJA TÄHDET JA TÄHTISUMUT. 120 mk. 20 kuvaa tähdistä, tähtisumuista, -joukoista, galakseista. 16-sivuinen seloste.
- ☐ DIASARJA AURINKOKUNTA. 150 mk. 25 komeaa värikuvaa planeetoista, kuista, komeetasta. Mukana tarkat kuvatestit.

- ☐ TÄHDET 1983. 16 mk. Ursan uusi vuosikirja tähtitaivaan taustumista. Taulukoita, karttoja. 64 s.
- ☐ TÄHDET 1982. 6 mk.
- ☐ TÄHDET 1981. 6 mk.
- ☐ TÄHDET 1980. 6 mk.
- ☐ TÄHDET 1977. 6 mk. Ursan ensimmäinen vuosikirja.

TA = TÄHTIAIKA, postikuluineen 6 mk/kpl.

T + A = TÄHDET JA AVARUUS, postikuluineen 8 mk/kpl.

(Hinnat koskevat vain allamainittuja numeroita.)

- ☐ TA 3/74 Mm. Mariner 10 ja Merkurius, Prismakiikari
- ☐ TA 4/74 Mm. Halley ja hänen komeettansa. Äyriäissumu
- ☐ TA 4/75 Mm. Herschel, Nova Cygni 1975
- ☐ TA 6/75 Mm. Linnunrata, Marsin pölyä
- ☐ TA 4/76 Mm. Vikingit Marsissa. Paraboloidipeilin koma-
virhe
- ☐ T + A 4/77 Mm. Teleskooppeja avaruuteen. Okulaarit 1
- ☐ T + A 5/77 Mm. Tähtitieteen valistusta Isoisan aikaan
- ☐ T + A 6/77 Mm. "Alli" all-sky-kamera, Jupiter 76-77
- ☐ T + A 2/78 Mm. Molekyyliä, Protuberanssiteleskooppi 2
- ☐ T + A 5/78 Mm. Havainto-optiikka, Radioastronomia 2
- ☐ T + A 6/79 Mm. Auringon arvoituksia, Taivaanmekaniikka, Kiertokoneisto kaukoputkeen
- ☐ T + A 2/80 Mm. Neutriinotähtitiede, Barium-pilvet
- ☐ T + A 4/80 Mm. Galaksien arvoituksia, Neutriinon massa
- ☐ T + A 5/80 Mm. Komeettakatsaus, Tähtitorni laitteineen
- ☐ T + A 6/80 Mm. Suuret kaukoputket, Suomi ja ESA, Koti-
planetaario
- ☐ T + A 1/81 Mm. Voyager 1 ja Saturnus, Suuret kaukoputket
II, Gravitaatiolinssi
- ☐ T + A 3/81 Mm. Kivesvaaran meteoriitti, 20 vuotta kvasaare-
ja, Kuinka Pluto löytyi
- ☐ T + A 4/81 Mm. Linnunrata, Supernova ja Auringon synty?,
Deep Sky -kohteet
- ☐ T + A 5/81 Mm. Ursa 60 vuotta, Metsähovi, UV-tähtitiede,
Ylivalonnopeus, Tähtienlennot
- ☐ T + A 2/82 Mm. Ultravioletitähdistiede, Tähtitiede Oulun yli-
opistossa, Hubblen vakio
- ☐ T + A 3/82 Mm. Venuksen pinnalla, Helsingin observatorio,
Meteoriittitutkimus, Harrastajan tähtitorni, Tähti-
valokuvaus
- ☐ T + A 4/82 Mm. Spinarit ja kvasaarit, tähtitiede Helsingin
yliopistossa, Kanarian observatorio, Harrastajan
fotometri, Äärimmäinen ultravioletti
- ☐ T + A 5/82 Mm. Radioteleskooppi harrastajalle, Gravitaatio-
tähdistiede, Suomen suurin kaukoputki, Luonnon-
tieteiden kouluopetuksesta
- ☐ T + A 6/82 Mm. Fred Hoyle, Maapallon kehitys, Metsähovin
satelliittilaser, Venusta havaitsemassa

TÄHDET JA AVARUUS

Suuri lehti tähtitieteen ystäville. Kuudesti vuodessa ilmestyvä Tähdet ja Avaruus tuo sinulle luettavaksi tähtitieteen ja avaruustutkimuksen jännittävimmät löydöt, kauneimmat tähtikuvat ja parhaat havaintovihjeet. Kiintoisaa luettavaa niin noja-
tuolitähtitieteilijälle kuin aktiiviselle taivaan tarkkailijalle. Vuosittain noin 200 A4-kokoista sivua. Jäsenetuna ursalaisille. Muille vuoden 1983 tilaushinta 60 mk.

AIKAKONE

Uusi lehti science fictionin maailmasta. Jokaisessa numeros-
sa saat luettavaksesi hyvän ulkomaisen ja kotimaisen tieteis-
novellin. Lisäksi asia-artikkeleita luonnontieteiden uusimmista
saavutuksista, tieteiskirjoista ja tieteiskirjailijoista. Vakiopals-
toilla uutisia, kirja- ja elokuva-arvosteluja ym. Kuvituksena ko-
timaisten kuvittajien korkeatasoisia sf-piirroksia. Vuosikerta
1983 (4 numeroa) 40 mk.

Kirjojen ja lehtien tilaukset osoitteella

Tähtitieteellinen yhdistys Ursa ry
Laivanvarustajank. 3, 00140 Helsinki 14
Puh. 90-174 048

Tähtitiede elää voimakasta nousukautta, kun taivasta on voitu ruveta kartoittamaan uusilla aallonpituusalueilla. Aikaisemmin havaintoja tehtiin vain kapealla näkyvän valon kaistalla, mutta nyt käytetään kaikkia säteilymuotoja lyhimmistä gamma- ja röntgensäteistä pisimpiin radioaaltoihin asti. Avuksi on tullut varsinkin avaruustekniikka, jonka ansiosta tähtitaivasta voidaan tutkia maapallon ilmakehän ulkopuolelta. Kirjassamme käydään läpi kaikki tähtitieteen "uudet ikkunat" ja kerrotaan eri aallonpituusalueiden uusimmista tutkimustuloksista. Mukana ovat myös kosmiset säteet, neutriinotähtitiede ja gravitaatioastronomia, joiden tutkimisessa otetaan vasta ensi askelia. Kirjan kirjoittajat ovat Helsingin ja Turun yliopiston tähtitieteilijöitä ja fyysikkoja.

Päällys Irmeli Ilmanen
Kannen kuvat Cerro Tololo Inter-
American Observatory ja Nasa