

XFYS4280 Auringon rakenne ja aktiivisuus

Silja Pohjolainen

Kurssimoniste Versio 1.2 (kevät 2007)

Kurssin www-sivu:

<http://users.utu.fi/silpoh/xfys4280.html>

<http://www.astro.utu.fi/tuorla/new/courses.shtml>

Sisältö

1 Aurinkotutkimuksen historiaa	4
2 Auringon ja tähtien rakenne	12
2.1 Auringon kehitys tähdenä	12
2.2 Energian tuotanto	15
2.3 Neutriino-ongelma	16
2.4 Auringon kaltaiset tähdet	17
2.5 Helioseismologia	24
2.6 Auringon magneettikenttä	28
2.7 Halen ja Joyn auringonpilkkulait	34
2.8 Differentiaalirotaatio	35
2.9 Auringon atmosfääri	38
2.10 Plasman ominaisuuksista	41
2.11 Hiukkastiheydet Auringon atmosfäärissä	42
2.12 Magneettikentän voimakkuus Auringon atmosfäärissä	44
3 Säteilymekanismit	46
3.1 Atomien, molekyylien ja alkeishiukkasten säteily	46
3.2 Plasmadiagnostiikka spektriviivojen avulla	52
3.3 Jarrutussäteily	53
3.4 Mustan kappaleen säteily (Planck)	58
3.5 Synkrotronisäteily	60
3.5.1 Gyroemission	60
3.5.2 Gyrosynchrotron emission: mildly relativistic electrons	62
3.5.3 Gyrosynchrotron emission: thermal electrons	62
3.5.4 Synchrotron emission: ultrarelativistic electrons	62
3.6 Miten erotan jarrutussäteilyn ja gyrosynkrotronsäteilyn?	70
3.7 Masers	70
3.8 Absorption effects: Razin effect	72

3.8.1	Absorption effects: Gyrosynchrotron self-absorption	72
3.8.2	Absorption effects: Free-free absorption	72
3.9	Plasma emission	74
4	Aurinkoradioastronomia	77
4.1	Radioantennit ja vastaanottimet	77
4.2	Flux density	83
4.3	Observed flux density	83
4.4	Simplified Example	83
4.5	Kirkkauslämpötilan laskeminen	84
4.6	Sensitivity	84
4.7	Calibration	86
4.8	Aurinkohavainnot radioteleskoopeilla	86
4.8.1	Kuvantavia aurinkointerferometrejä	89
4.8.2	Single-dish antennit – radiometrit ja polarimetrit	95
4.8.3	Spektrometrit ja spektrografit	98
4.8.4	Muita radioalueen instrumentteja	100
4.9	Radiohavainnot avaruudesta	102
4.10	Auringonpurkausten luokittelu	102
4.11	Polarisaatio: Stokesin parametrit	104
4.12	Auringonpimennysten käyttö radiotaajuuksilla	105
5	Röntgen- ja EUV-havainnot	112
5.1	Satelliittihavainnoista	112
5.2	Havaintovälineet röntgen- ja EUV-alueella	114
6	UV-alueen instrumentit ja teleskoopit	125
7	Data-analyysi, softa, arkistot	131
8	Auringon flare-purkaukset	139
8.1	Peruskäsitteitä ja purkausmalleja	139
8.2	Luokitteluista	151
8.3	Aktiivisuutta ennustavia tekijöitä	154
8.4	Rekonnektiomalleja: tether-cutting vs. magnetic break-out	160
8.5	Kiihdytettyjen hiukkasten energioista flare-purkauksissa	167
9	Koronan massapurkaus (CME)	171

9.1	Massapurkauksiin liittyvät shokkiaallot	181
9.1.1	Moreton-aallot ja 'EIT-aallot'	187
9.1.2	Tyyppi II radiopurkaukset	193
9.1.3	Taajuussiirtymä - shokin nopeus	195
9.1.4	Teorioita tyyppi II radiosäteilystä	198
9.2	Tumentumat: EIT/SXT dimming	201
9.2.1	Katoava SXT 'pilvi'	201
9.3	CME-tutkimuksen havaintoihin liittyviä ongelmia	203
10	Muita Auringon rakenteita	204
10.1	Koronan aukot	204
10.2	Aurinkotuuli	206
10.3	Fotosfäärin solukkorakenne (network cells)	209
10.4	Spikulat (spicules)	209
10.5	Pluumit (plumes)	211
10.6	Kirkkaat pisteet (bright points)	214
10.7	Napa-alueiden radiokirkastumat	215
10.7.1	Kandidaatteja radiokirkastumille	216
10.7.2	Havainto-ongelmia	217
10.8	Koronan aukkojen radiokirkastumat	222
10.8.1	Aktiiviset alueet radiolla	225
10.9	Koronan lämmitys	228
11	Tulevaisuuden aurinkotutkimusta	231
11.1	Hinode	231
11.2	STEREO	232
11.3	FASR	233
11.4	SIRA – ALFA	233
11.5	Solar Dynamics Observatory	234
11.6	Solar Orbiter	234
	Kirjallisuutta	235

Luku 1

Aurinkotutkimuksen historiaa

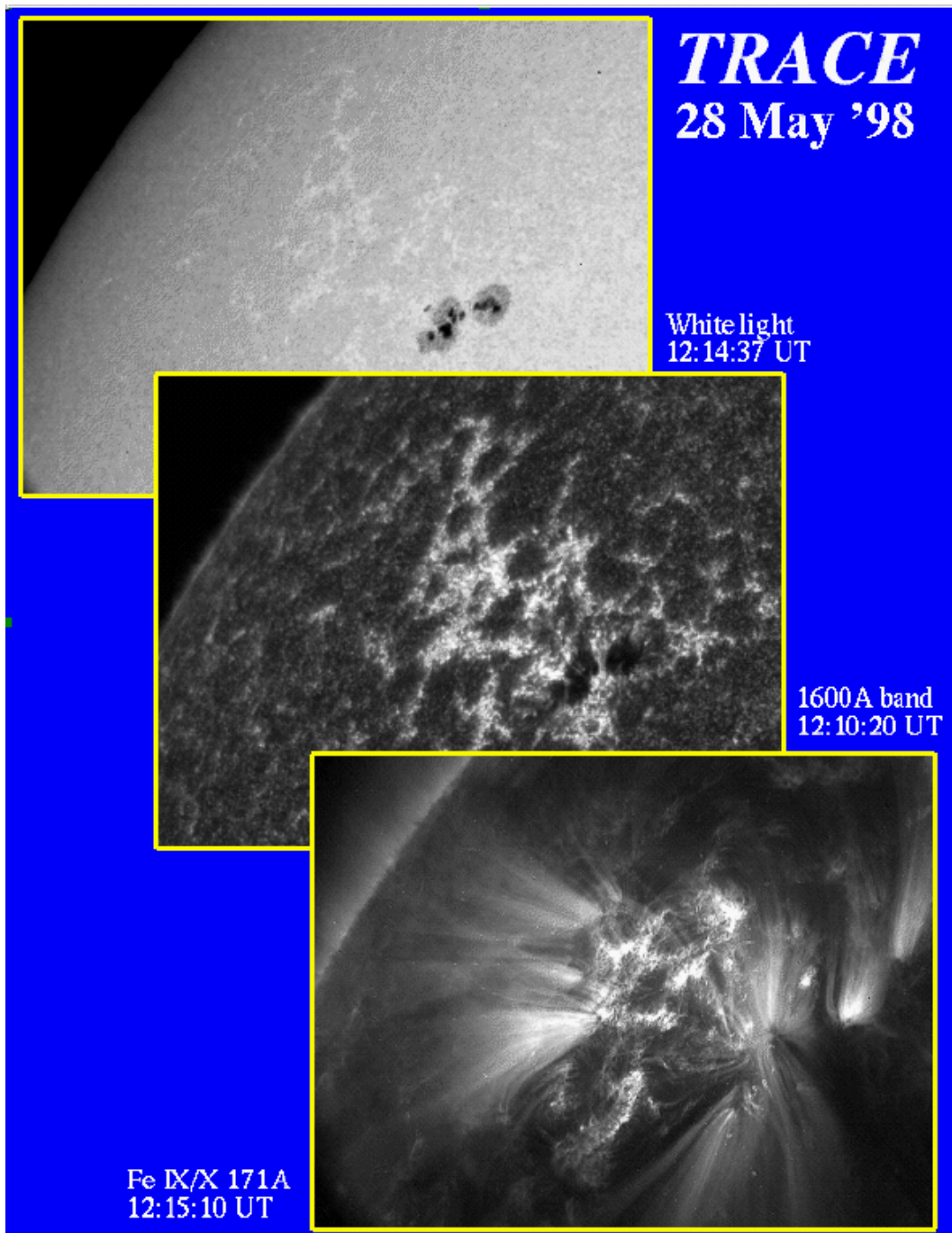
Aurinkoa on havaittu paljain silmin (= sumun tai pölyn läpi) jo hyvin varhaisista ajoista lähtien, mutta ensimmäinen varma rekisteröity auringonpilkkuhavainto tehtiin Kiinassa jo vuonna 165 eKr. Kaukoputken keksiminen ja Keplerin lait (1609) loivat perustan varsinaiselle aurinkotutkimukselle:

- 1610** Galileo Galilei näkee kaukoputkellaan auringonpilkkuja ja epäilee, että pilkut ovat Auringon pinnan ilmiöitä. Tämä sotii kirkon puhdasoppista käsitystä vastaan ja hän uskaltaa tuoda asian julki vasta 1612. Keskiajalla kirkko kannatti voimallisesti käsitystä puhtaasta ja turmeltumattomasta Auringosta, ja tähän käsitykseen eivät 'epäpuhtaat' pilkut oikein sopineet.
- 1715** Auringon koko taivaalla mitataan tarkasti täydellisen auringonpimennyksen avulla.
- 1769** Alexander Wilson pääättelee, että auringonpilkkujen tumma sisäosa on kylmempää ainetta kuin kirkkaat reunaosat.
- 1794** Sir William Herschel innostuu näistä kylmistä alueista ja esittää, että Auringon sisäosista voisi löytyä eläviä olentoja.
- 1843** Auringonpilkkujen esiintymisessä havaitaan noin 10-vuoden jakso.
- 1851** Ensimmäisessä auringonpimennyksen aikana otetussa valokuvassa näkyy Auringon koronan rakennetta ja reunan yllä protuberansseja.
- 1853** Richard Carrington määrittelee auringonpilkkujen liikkeitä tarkemmin.
- 1859** Ensimmäinen auringon flare-purkaus havaitaan näkyvällä valolla.
- 1859** Auringosta tuleva jatkuva säteily – eli että kappale tietyssä lämpötilassa säteilee tietyllä aallonpituudella – keksitään.
- 1883** Auringon spektri valokuvataan.
- 1890-l.** Auringon pinnan lämpötilaksi lasketaan 6600 astetta. Tutkijat ovat jo yleisesti sitä mieltä, että Aurinko on lähinnä kaasua.
- 1904** Geomagneettisten häiriöiden ja auringonpilkkujen välinen yhteys keksitään.
- 1908** Auringon magneettikenttä havaitaan spektriviivojen polarisaation perusteella.

- 1920-30** Spektiviiivojen synty atomitasolla ymmärretään.
- 1926** Auringonpilkkujen magneettikentän syntymekanisiksi esitetään 'hydrodynaamista' mallia, myöhemmin kehitetään yleisempi malli 'magnetohydrodynaamisten' aaltojen avulla.
- 1939** Auringon energiantuotanto käsitetään fuusioksi.
- 1942** Auringon radiosäteily havaitaan kummina häiriöinä brittiarmeijan tutkissa sodan aikana.
- 1946** Radiosäteilyn perusteella lasketaan, että Auringon koronan lämpötila on noin miljoona astetta kun se kromosfäärissä on vain noin 10 000 astetta. Kuumen koronan pitäisi siis säteillä lyhytaaltoista röntgensäteilyä.
- 1946** Auringon röntgensäteily todennetaan rakettkokeissa.
- 1958** Auringon magneettikentän synnyttäjäksi esitetään dynamoa, joka toimisi jossakin Auringon sisällä.
- 1958** Aurinkotuulen olemassaolo ennustetaan mallien perusteella ja pari vuotta myöhemmin se havaitaan.
- 1960** Auringon havaitaan sykkivän viiden minuutin jaksoissa. Jaksoja havaitaan myöhemmin muitakin. Jaksot kertovat Auringon seismisestä aktiivisuudesta, ne syntyvät paineaaltojen ja painovoimaaaltojen seurauksena.
- 1960** Auringonpurkausten yhteydessä havaitaan Auringon pinnalla eteneviä aaltorintamia, jotka tulkitaan räjähdysnomaista purkausta seuraaviksi shokkiaalloiksi. Ne tunnetaan myöhemmin Moreton-aaltoina keksijänsä mukaan.
- 1961** Auringonpilkkujen esiintymisessä havaittava noin 11 vuoden jakso selitetään Auringon magneettikentän 22 vuoden jaksolla, jossa kenttä vaihtaa napaisuuttaan jakson puolivälissä. Kääntymisen uskotaan aiheutuvan Auringon pinnan pyörimisestä eri nopeuksilla, jolloin magneettikentän on säännöllisin väliajoin 'oikaistava' itsensä.
- 1964** Neutriino-ongelma syntyy – detektoreilla havaitaan vähemmän neutriinoja kuin teorian mukaan pitäisi. Onko fuusioon perustuva tähtimalli väärässä vai eivätkö detektorit havaitse kaikkia?
- 1966** Ensimmäiset rekonnektioon (magneettikenttien uudelleenjärjestäytymiseen) perustuvat auringonpurkausmallit kehitetään.
- 1972** Auringon (jo ennustettu) gammasäteily havaitaan.
- 1981** Tarkka malli Auringon alimman kaasukehän rakenteesta julkaistaan.
- 1981** Auringossa havaitaan uusilla tarkoilla instrumenteilla 'nano-purkauksia' eli koko ajan räiskyviä pieniä auringon purkauksia. Näillä yritetään heti selittää koronan kuumentuminen. Nykyisin on laskettu, ettei nanopurkausten yhteenlaskettu energia kuitenkaan riitä koko koronan kuumentamiseen. Jotkut ovatkin esittäneet vielä pienempien 'piko-purkausten' olemassaoloa.
- 1994-95** Satelliittimittauksissa havaitaan, että aurinkotuuli puhaltaa Auringon napa-alueilta huomattavasti nopeammin kuin ekvaattoritasolta. Havaintojen aikaan navoilla oli suuret koronan aukot. Näille kahdelle havainnolle aletaan etsiä syy-yhteyttä.

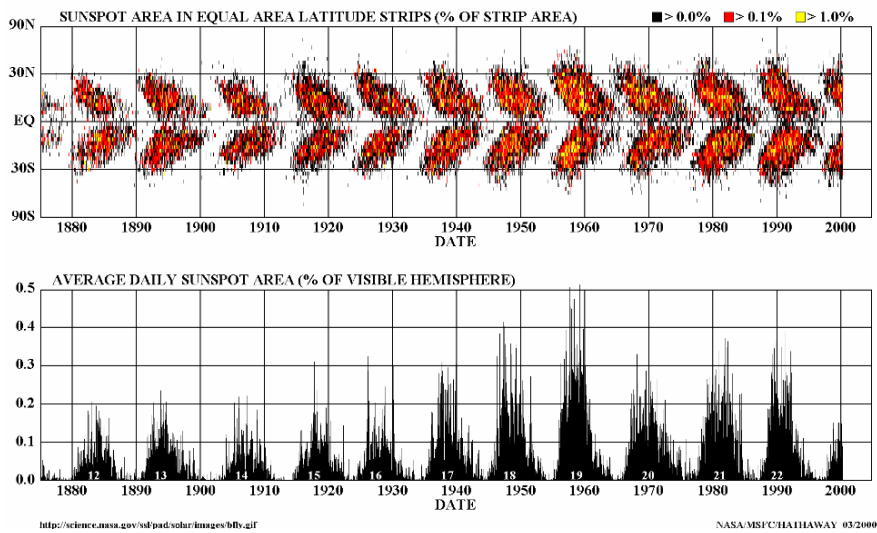
- 1980-l.** Luodaan magnetohydrodynaamisia (MHD) aaltomalleja selittämään sekä koronan kuumenemista että aurinkotuulen etenemistä.
- 1989** Suurten auringonpurkausten teho havaitaan Kanadassa kun miljoonakaupungin sähkönjakelu pettää magneettisen myrskyn vaikutuksista. Käsite 'avaruussää' syntyy ja sen enustamisessa yritetään selvittää, miten ja miksi auringonpurkauksia tapahtuu.
- 1999** Auringonpurkauksiin liittyvät shokkiaallot havaitaan uudella aallonpituusalueella, ns. EIT-aaltoina. Ne eivät kuitenkaan käyttäydy samoin kuin 1960 ensimmäisen kerran havaitut Moreton-aallot, mutta selitys löytynee aaltojen erilaisesta etenemisestä Auringon kaasukehän eri kerroksissa. Shokkiaaltojen vaikutuksia ja erilaisia ilmenemismuotoja aletaan tutkia lähemmin.
- 2001** Neutriino-ongelma saa uuden ratkaisun: neutriinoja ei havaita niin paljon kuin teoria ennustaa koska ne muuttavat muotoaan matkalla Auringosta Maahan.
- 2001** Tutkijat 'näkevät' myös Auringon takapuolelle: aktiiviset alueet voidaan kuvata seismisen holografian avulla jo ennen kuin ne pyörähtävät näkyviin. Samalla myös auringonpurkausennusteiden tekeminen helpottuu.
- 2005** Nopean aurinkotuulen syntysijoiksi paljastuvat suppilomaiset rakenteet koronan aukkojen magneetikentässä. Suppiloihin virtaava plasma kiihdyttyy suuriin nopeuksiin, mutta alkunsa aurinkotuuli saa vain 20 000 km korkeudella Auringon pinnasta ja nopeuskin on silloin vain luokkaa 10 km/s.

Aurinkotutkimus siirtyi avaruusaikaan kun ensimmäinen spin-stabiloitu aurinkotutkimussatelliitti laukaistiin 1962 (Orbiting Solar Observatory, OSO-1). Se sai pian seuraa lukuisista muista eri aallonpituuksilla toimivista instrumenteista eri satelliiteissa: Skylab (1973) välitti ensimmäistä kertaa kuvia koko Auringosta röntgenalueella; yhdysvaltalainen sarja satelliitteja GOES-1 (1975)...GOES 13 (2006)- välittää (kaksi satelliittia kerrallaan) jatkuvaa tietoa Auringon röntgenluosta ja hiukkasista; SMM (1980-1989) ja CGRO (1991-2000) tutkivat Aurinkoa erityisesti kovan röntgensäteilyn alueella; Yohkoh (1991-2001) välitti kuvia pehmeällä röntgenillä ja purkausten spektrejä koko röntgenalueella; SOHO (1995-) havaitsee Aurinkoa 12 eri instrumentin voimin; TRACE (1998-) ottaa tarkkoja kuvia ultravioletti- ja EUV-alueilla; RHESSI (ensimmäinen kuvaava gamma-alueen aurinkosatelliitti) aloitti toimintansa helmikuussa 2002 ja uusin aurinkosatelliitti Hinode (joka tunnettiin ennen laukaisua nimellä Solar-B) laukaistiin radalleen syyskuussa 2006. Tulossa ovat Solar Dynamics Observatory (laukaisu noin 2008) ja Solar Orbiter (noin 2013).

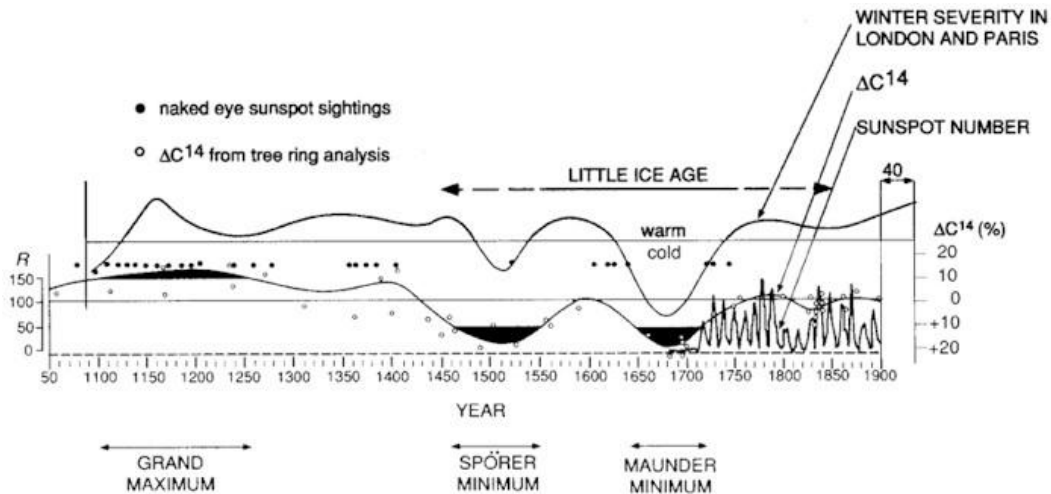


Kuva 1.1: Auringon rakennetta kolmella eri aallonpituudella (kolmelta eri korkeudelta) katsottuna: Auringon fotosfääriä näkyvällä valolla (4000–6000 K), kromosfääriä 1600 Å-viivan aallonpituudella (4000–10 000 K) ja koronaa Fe IX/X 171 Å:n aallonpituudella (160 000 - 2 miljoonaa K). Fotosfäärissä erottuvat parhaiten auringonpilkut (tumma *umbra* keskellä ja vaaleampi *penumbra* sen ympärillä), kromosfäärissä näkyy hienorakennetta ja koronassa kuumaa plasmaa magneettikentän voimaviivojen mukaisesti. (Kuvat TRACE satelliitti)

DAILY SUNSPOT AREA AVERAGED OVER INDIVIDUAL SOLAR ROTATIONS

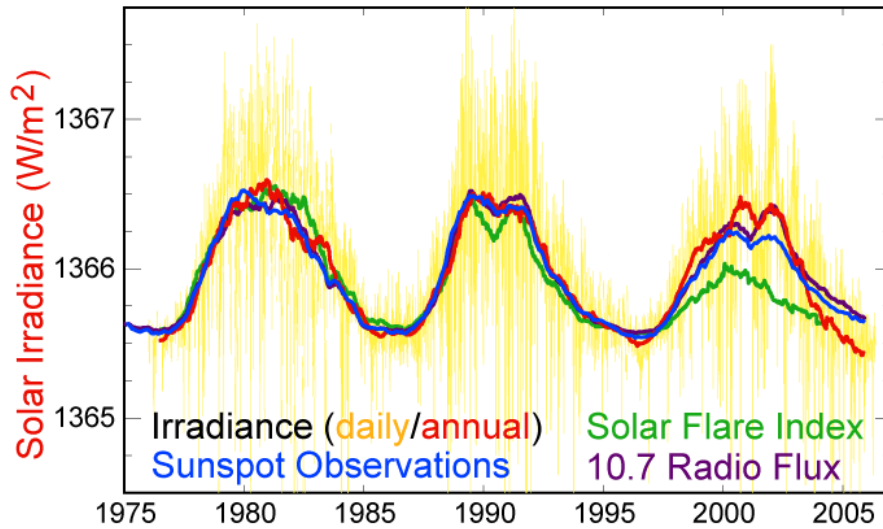


Kuva 1.2: Auringonpilkkujen jaksollisuutta on seurattu jo 1650-luvulta saakka. Aktiivisuusjakson keskimääräinen pituus on 11 vuotta, mutta jakso vaihtelee välillä 9-14 vuotta. Uuden aktiivisuusjakson auringonpilkut syntyvät ensin korkeilla leveysasteilla ja jakson edetessä pilkut esiintyvät yhä lähempänä ekvaattoria. Tätä kuvataan yleisesti ns. *perhosdiagrammin* avulla.

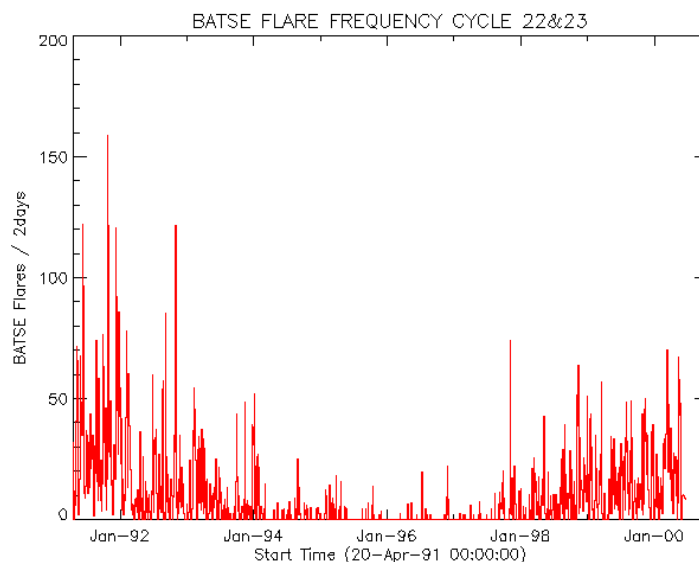


Kuva 1.3: Auringonpilkkujaksoissa on havaittu ns. suuria minimejä, jolloin auringonpilkkuja on ollut erittäin vähän. Tunnetuin lienee ns. Maunderin minimi 1645–1715. Havaintoa tukevien puiden vuosirankaisiin sitoutuneen ^{14}C -isotoopin suuri määrä Maunderin minimin aikaan – ^{14}C -isotooppia tuottavat galaktiset kosmiset säteet ja Auringon suuri aktiivisuus vaikeuttaa niiden pääsyä Maan pinnalle.

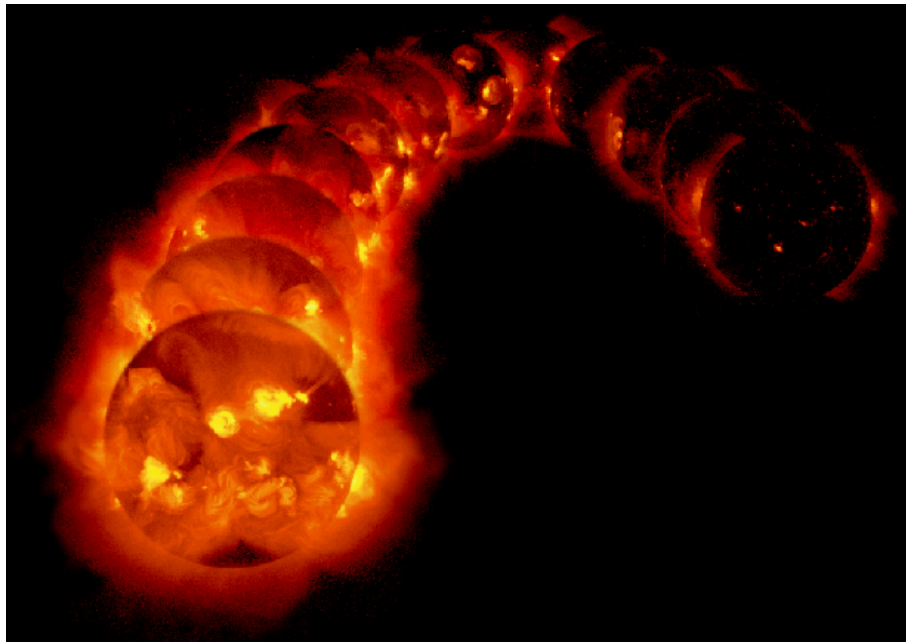
Solar Cycle Variations



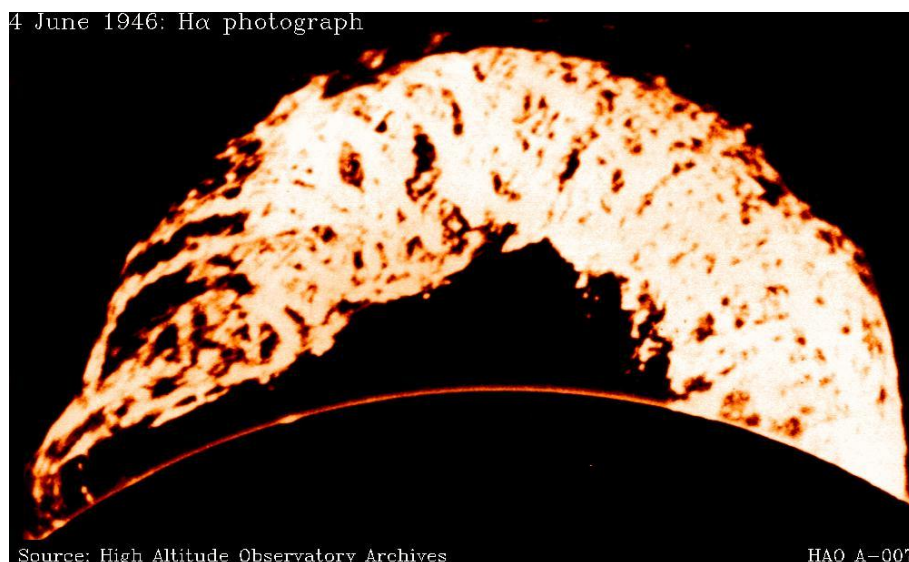
Kuva 1.4: Auringon aktiivisuutta seurataan useilla eri tavoilla. Paitsi auringonpilkkujen määrä, myös auringon säteilyteho, auringonpurkausten määrä sekä muutokset auringon radiosäteilyn kokonaisvuontiheydessä kertovat 11 vuoden jaksoista. Ns. aurinkovakio on Auringon säteilyn teho maapallolla pinta-alayksikköä kohti eli aikayksikössä pinta-alayksikölle saatu energia. Luokarvoltaan se on keskimäärin 1366 W/m^2 , 'vakion' arvo siis vaihtelee auringon aktiivisuuden mukaan. (Kuva: Wikipedia, Robert A. Rohde, Global Warming Art project)



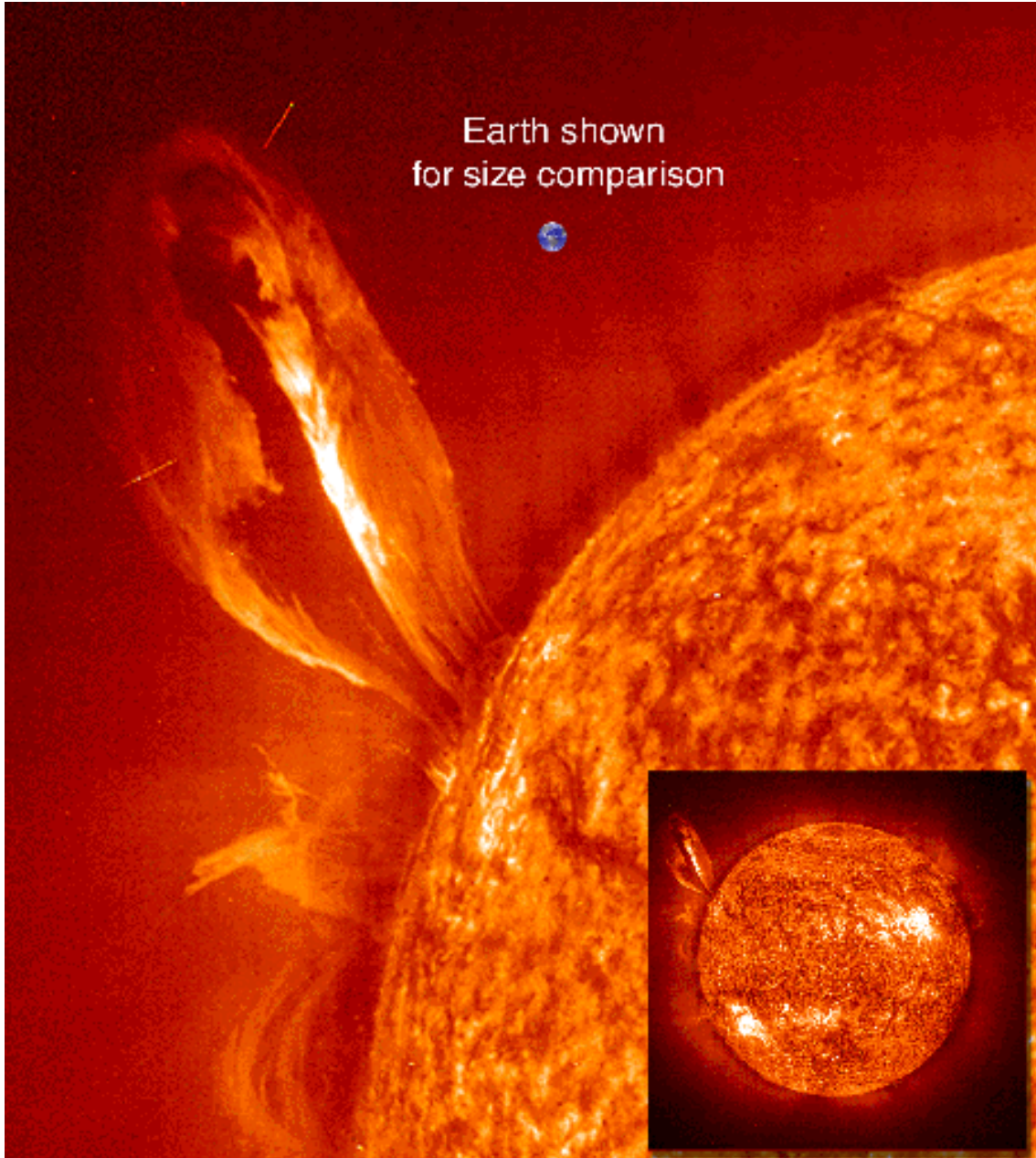
Kuva 1.5: Compton Gamma Ray Observatory-satelliitissa (1991–2000) olleen BATSE-instrumentin havaitsemien auringonpurkausten määrä korreloi hyvin Auringon aktiivisuusjakson kanssa.



Kuva 1.6: Auringon aktiivisuuden vaihtelu näkyy monilla eri aallonpituuksilla: tässä Aurinko pehmeän röntgensäteilyn valossa yhden aktiivisuusjakson aikana. Aktiivisuuden ollessa minimissään vain joitakin yksinkertaisia aktiivisia alueita ja kirkkaita pisteitä on näkyvissä - aurinkomaksimin aikaan kiekkoa peittävät suuret aktiiviset alueet ja niiden väliset magneettikentän voimaviivojen muodostamat kaaret, joissa kuuma plasma virtaa. (Kuvat Yohkoh satelliitti)



Kuva 1.7: Auringon kiekon reunalla voidaan nähdä *prominensseja*: yksi suurimmista ('Grand Daddy') kuvattiin kesäkuussa 1946 vedyn α -viivan aallonpituudella. Se ylsi yli 200 000 km korkeuteen Auringon pinnasta.



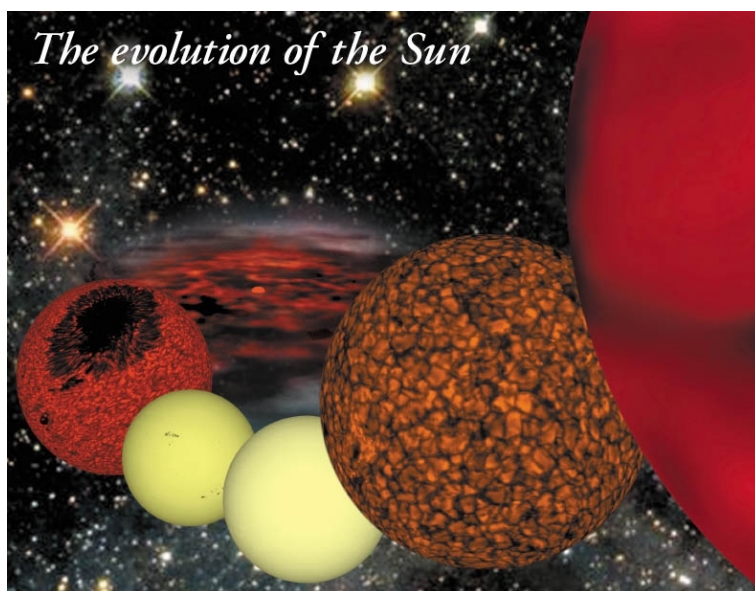
Kuva 1.8: SOHO-satelliitissa olevan EIT-instrumentin ottama kuva Auringon prominenssista He II (304 \AA) aallonpituudella. Tämä EUV-alueen viiva kuvaa n. 60 000 – 80 000 K lämpötilassa olevia Auringon rakenteita. EIT:n resoluutio on 2.6 kaarisekuntia – yksi kaarisekunti Auringon pinnalla vastaa noin 700 km.

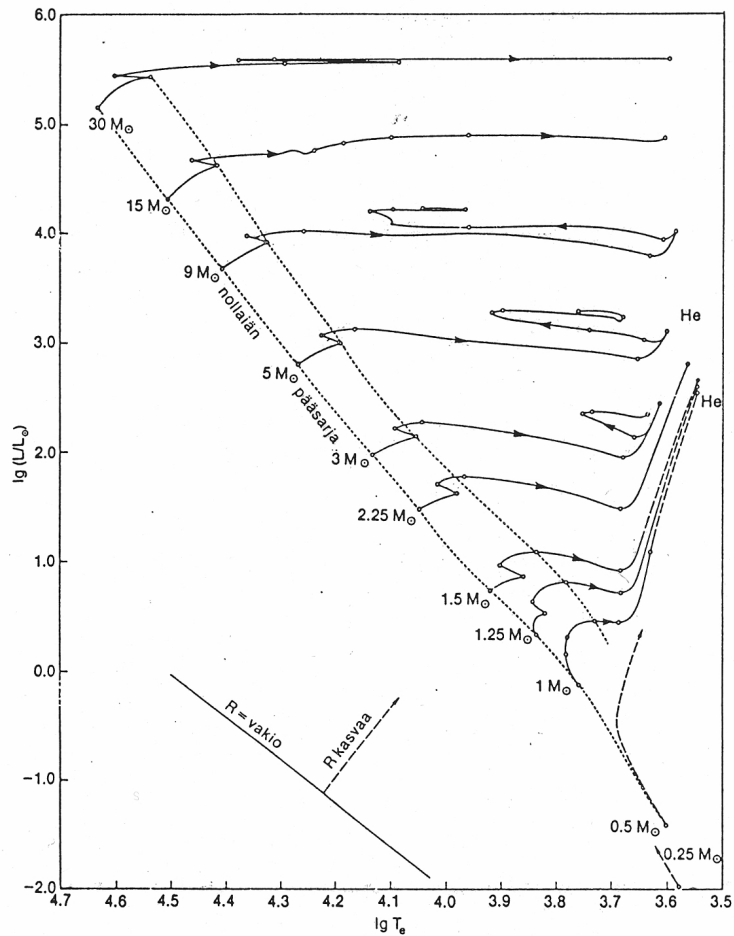
Luku 2

Auringon ja tähtien rakenne

2.1 Auringon kehitys tähtenä

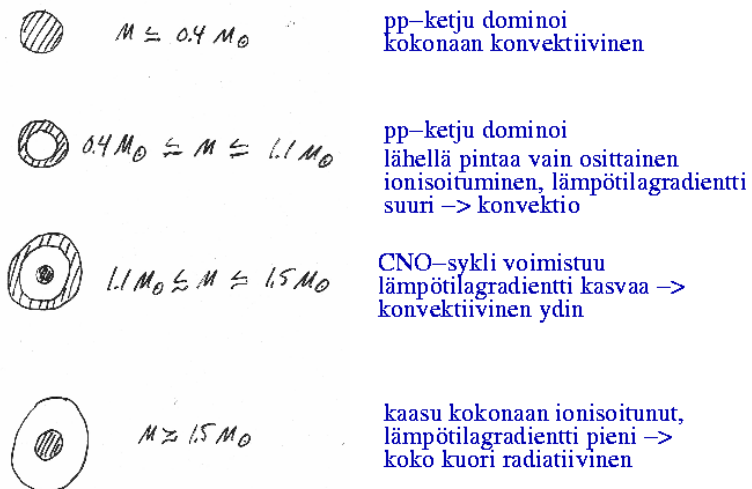
Tähtienvälinen kaasu- ja pölypilvi luhistuu kasaan gravitaatiokentän vaikutuksesta. Kun tiheys kasvaa osa säteilystä absorboituu ja lämpötila alkaa nousta. Pilvi myös pyörii akselinsa ympäri ja muodostaa lopulta prototähden, jolla on hyvin voimakas magneettikenttä. Ennen pääsarjakehitystä prototähti on kokonaan konvektiivinen. Suuret voimakkaat auringonpilkut hallitsevat nuoren tähden pintaa. Kun tähden lämpötila ylittää noin miljoona astetta käynnistyvät ydinreaktiot. Keski-iässä (nyt, noin 4.5 miljardia vuotta syntymästä) tähti polttaa vetyvarastojaan tasaisesti ja auringonpilkut ovat huomattavasti pienempiä. Tätä vaihetta kestää vielä noin 6.5 miljardia vuotta. Vetyvarastojen ehtyessä Auringon koko alkaa kasvaa, konvektiokerroksen granuloiden koko suurenee (säteilypaino kasvaa, gravitaation vaikutus pienenee), ja lopulta Auringosta tulee punainen jättiläinen. Kaikki energiavarastonsa kuluttanut tähti sammuu lopulta kylmäksi kääpiötähdeksi.





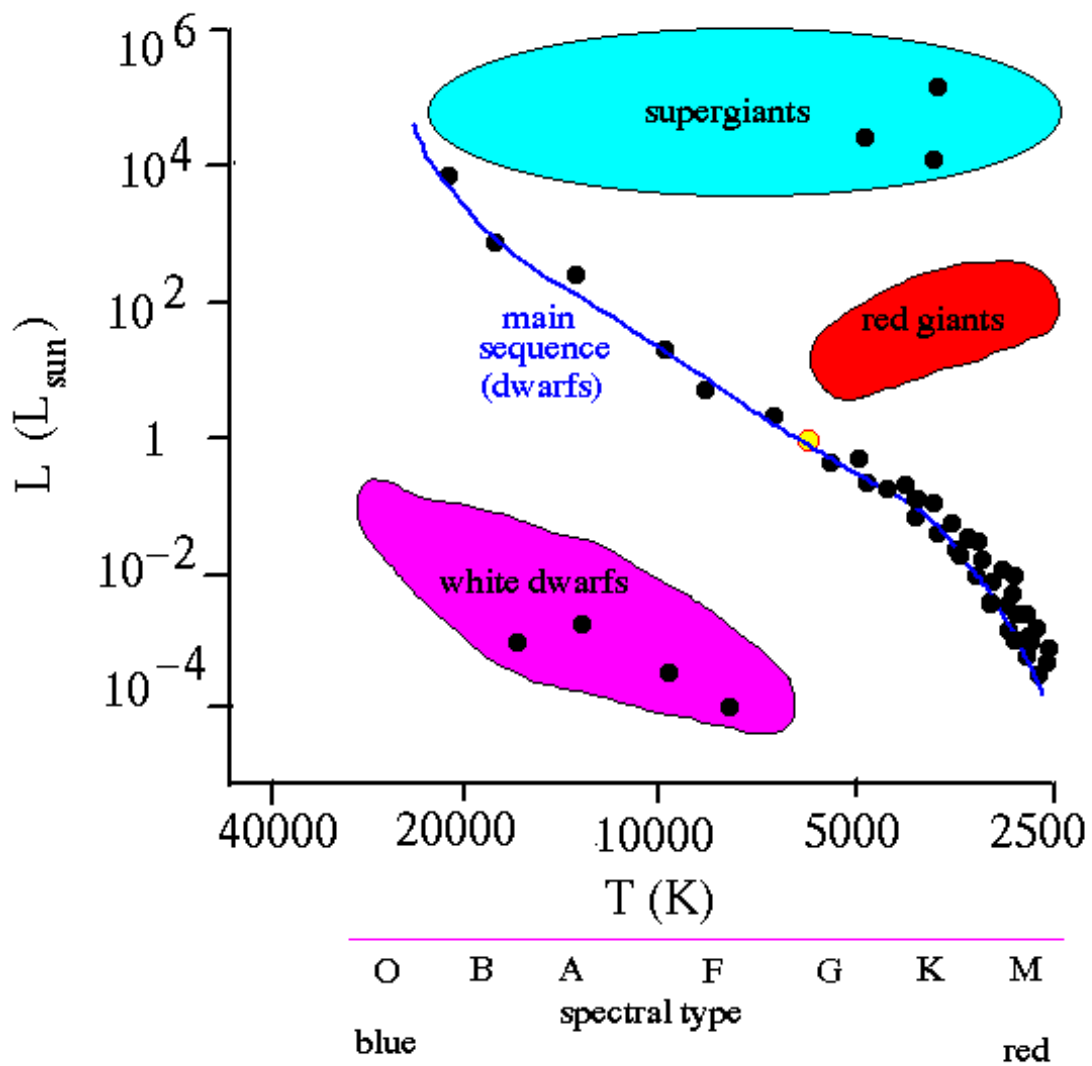
Kuva 12.2. Tähtien kehitys HR-diagrammassa pääsarjavaiheessa ja sen jälkeen. Pääsarjassa, jota rajoittavat kalkoviivat, kehitys tapahtuu ydinaikaskaalassa. Pääsarjan jälkeen kehitys punaiseksi jättiläiseksi tapahtuu termisessä aikaskaalassa. He:llä on merkitty paikka, jossa helium syttyy ja kevyillä tähdillä tapahtuu heliumleimahdus. Kuvassa oleva suora esittää, miten samansäteiset tähdet sijaitsevat HR-diagrammassa. (Icko Ibenin mukaan)

Kuva 2.1: Tähtien kehitys pääsarjavaiheessa (Tähtitieteen perusteet, Ursa)



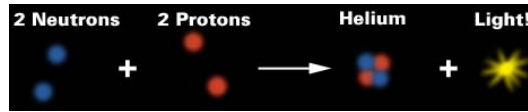
LOPPUVAIHE: jos $M < 3$ Aurinko \rightarrow valkoinen kääpiö

Kuva 2.2: Tähtien rakenne pääsarjan alussa

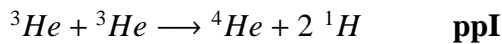
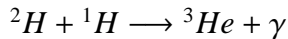
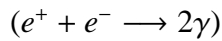
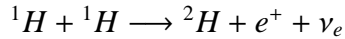


Kuva 2.3: HR-diagrammi: tähtien spektriluokka vs. luminositeetti. Aurinko on pääsarjan spektriluokan G2 tähti, sen pintalämpötila on noin 5500 K (merkitty kuvaan keltaisella pallolla).

2.2 Energian tuotanto



Protoni-protoni-ketju (pp-ketju)



pp-reaktioissa vastaa neljää reaktioihin osallistuvaa vetyatomia yksi syntyvä heliumatomi - massojen erotus on siten vapautunutta energiaa

$$4 \times M_H \approx 4 \times 1.0075 \text{ AMU} = 4.0300 \text{ AMU}, M_{He} \approx 4.0013 \text{ AMU} \implies \Delta M = 0.0287 \text{ AMU}$$

$$\Delta E = \Delta M c^2 = 0.0287 \times 1.6604 \times 10^{-27} \text{ kg} \times (2.99 \times 10^8 \text{ m/s})^2 \approx 4.283 \times 10^{-12} \text{ J}$$

Auringon nykyistä kirkkautta tarvitaan ylläpitämään

$$\frac{L_\odot}{\Delta E} \approx \frac{3.8 \times 10^{26} \text{ W}}{4.283 \times 10^{-12} \text{ J}} \approx 0.89 \times 10^{38} \frac{\text{reaktiota}}{\text{s}} \quad (2.1)$$

Yhdessä reaktiossa kuluu siis 4 vety-ydintä: $4 \times 0.89 \times 10^{38} \approx 3.6 \times 10^{38}$ atomia/s

$$N_H \approx \frac{M_\odot}{m_H} \approx \frac{1.989 \times 10^{30} \text{ kg}}{1.6734 \times 10^{-27} \text{ kg/atom}} \approx 1.2 \times 10^{57} \text{ atomia} \quad (2.2)$$

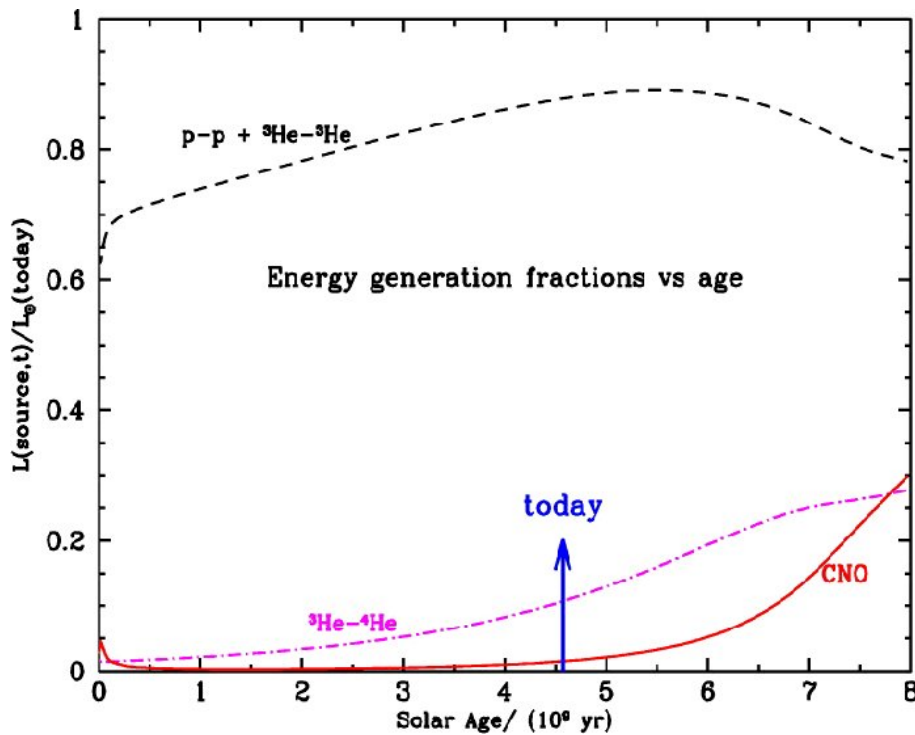
Optimisissaan Aurinko voisi siis ylläpitää nykyistä kirkkauttaan ajan

$$t_{\max} \approx \frac{1.2 \times 10^{57}}{3.6 \times 10^{38}} \text{ s} \approx 10^{11} \text{ vuotta} \quad (2.3)$$

Auringosta kuitenkin vain noin 70% on vetyä. Vedyn määrästä vain noin 10% tulee hyödynnetyksi. Vedyn palaessa noin 0.7% massasta muuttuu energiaksi. Pääsarjavaiheessa voidaan käyttää ydinaikaskaalaa

$$\tau_n = \frac{0.007 \times 0.1 M c^2}{L} \quad (2.4)$$

jossa M on tähden massa ja L keskimääräinen luminositeetti vedyn polttamiseen kuluvana aikana. Auringolle $\tau_n \approx 10^{10}$ vuotta.



Kuva 2.4: Fraction in the standard model of the solar luminosity produced by different nuclear fusion reactions vs. solar age. The luminosity generated by the p-p nuclear fusion branch that is terminated by the ${}^3\text{He-}{}^3\text{He}$ reaction is marked by a dashed curve in the figure, and the luminosity produced by the p-p branches that proceed through the ${}^3\text{He-}{}^4\text{He}$ reaction is denoted by a dot-dashed curve. The luminosity generation by the CNO cycle is indicated by a solid line. The unit of luminosity is the present-day total solar luminosity. At the present epoch, the p-p + $3\text{He-}{}^3\text{He}$ reactions produce 87.8% of the solar luminosity and the branches terminating through the $3\text{He-}{}^4\text{He}$ reaction generate 10.7% of the solar luminosity. The CNO cycle produces 1.5% of the present-epoch luminosity. (Bahcall et al. ApJ 555, 990, 2001).

ppI: $T > 10$ MK (Aurinko 15 MK, noin 90% energiantuotannosta tätä kautta)

ppII: efektiivinen jos $T > 14$ MK

ppIII: dominoi jos $T > 23$ MK

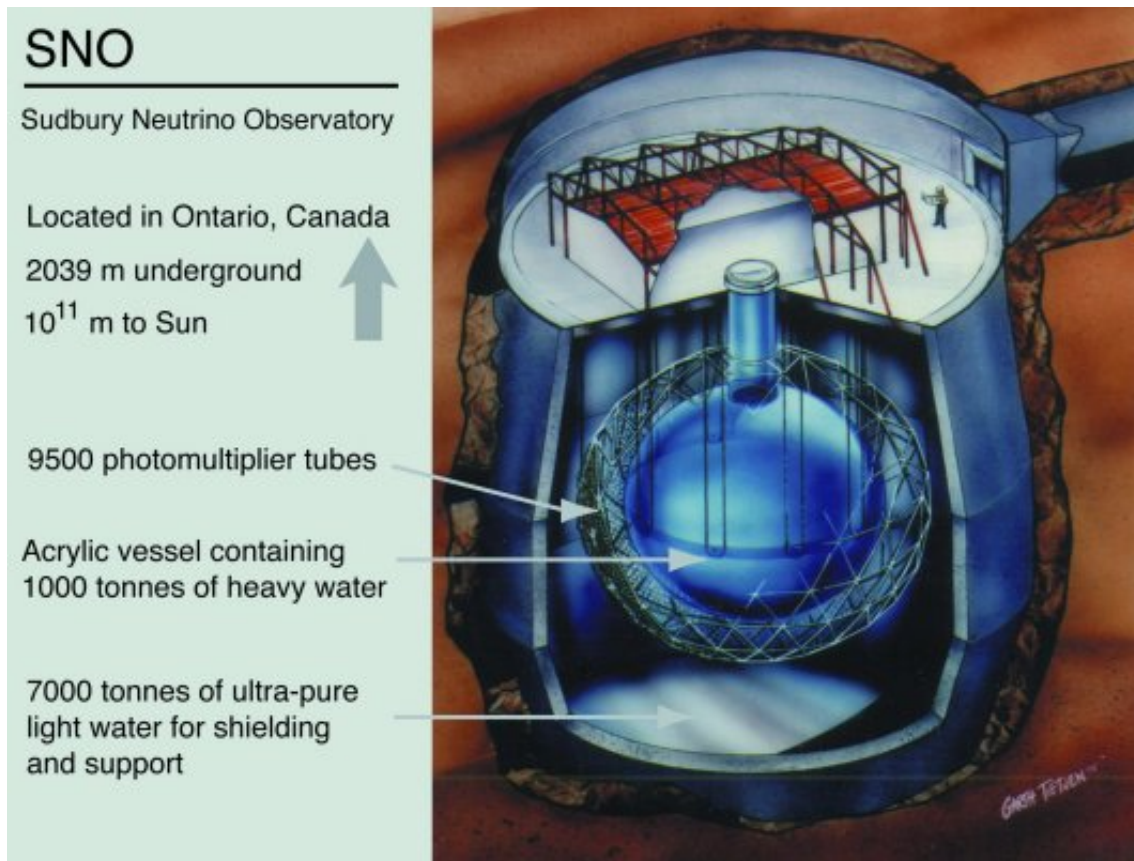
2.3 Neutriino-ongelma

Suuri osa Auringon energiasta poistuu neutriinojen mukana (ks. pp-ketjussa ν_e).

Kun Auringon ydinreaktioissa syntyvien neutriinojen määrä lasketaan standardimallien mukaan, saadaan 2-3 kertaa suurempi luku kuin mitä mittaukset osoittavat.

Onko aurinkomalli väärä, onko neutriinolla massa vai mikä mättää?

- Kesäkuun 2001 uutinen: Neutriino-ongelma ratkaistu!

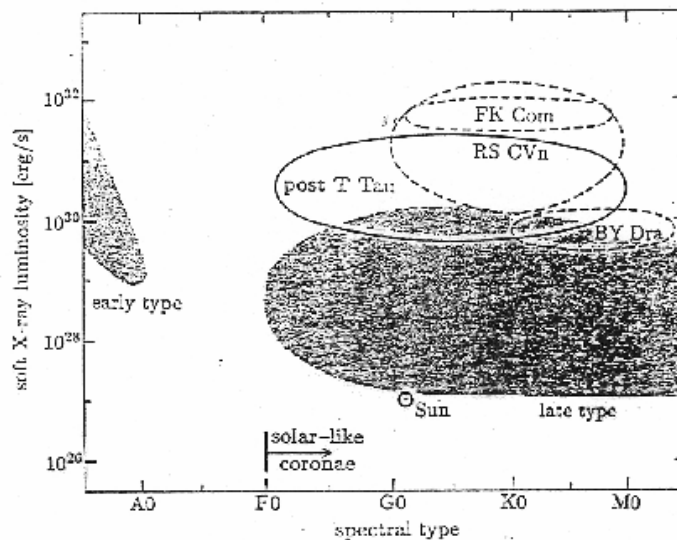


Neutriinoja on kolmea eri tyyppiä: elektronin, myonin ja taun neutriino. Auringossa syntyy fuu-
siossa vain elektronin neutriinoja, mutta on laskettu että neutriino pystyisi muuttamaan muo-
toaan (neutriino-oskillaatio) jos sillä olisi massa. Sudburyn kokeet osoittivat, että Auringossa
syntyy neutriinoja standardimallin mukaisesti mutta ne havaitaan Maassa eri tyyppeinä.

Japanissa toimiva Super-Kamiokande (SuperK) on vielä Sudburyäkin suurempi, siinä on 50 000
tonnia puhdasta vettä ja 11 200 valomonitoria (neutriinot havaitaan Cerenkov säteilyn perus-
teella). SuperK on havainnut 44 000 neutriinoa 300 päivässä.

2.4 Auringon kaltaiset tähdet

Aurinkotutkimuksesta saatavia tuloksia voidaan soveltaa myös muiden tähtien tutkimukses-
sa. Tiedetään, että joillakin tähdillä on 'tähdempilkkuja' (vrt. auringonpilkut), flare-purkauksia,
kuuma korona ja tähtituulia (vrt. aurinkotuuli). Muista tähdistä saatava tieto perustuu usein epä-
suoriin ilmiöihin, esim. muutoksiin valokäyrissä (pimennykset), Doppler-ilmiöön, tai ne ovat
simulaatioita. Nykyisten havaintovälineiden tarkkuus ei riitä erottamaan rakenteita kaukana ole-
vien tähtien pinnalla vaan ne näkyvät pistelähteinä. Siksi tietämyksemme Auringosta lisää myös
tietoa tähtien rakenteesta yleensä.



O...B spektriluokan tähdet: kuumia tähtituulia
 F...M : kuuma korona

Ehdot auringon tyypisen koronan muodostumiselle:

- konvektiokerros fotosfäärin alapuolella
- tähden pyöriminen (nopeammin → suurempi luminositeetti)

Tutkittuja kohteita:

Proxima Kentauri (Auringosta seuraavaksi lähin tähtemme, dM5.5e, flare-purkauksia, punainen kääpiö = himmeämpi, pienempi, polttaa vetyä hitaammin)

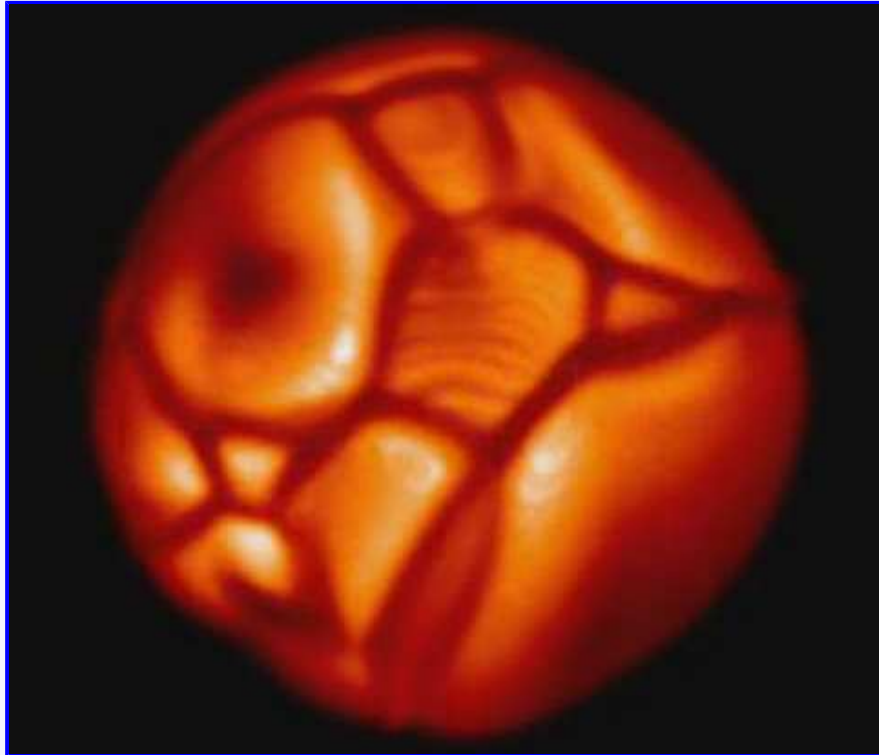
AB Doradus (dK1, 'tähtenpilkkuja'?, nopeasti pyörivä oranssi kääpiö)

Kuva 2.5: Tähtien koronat

Astronomy Picture of the Day

[Discover the cosmos!](#) Each day a different image or photograph of our fascinating universe is featured, along with a brief explanation written by a professional astronomer.

2000 December 22

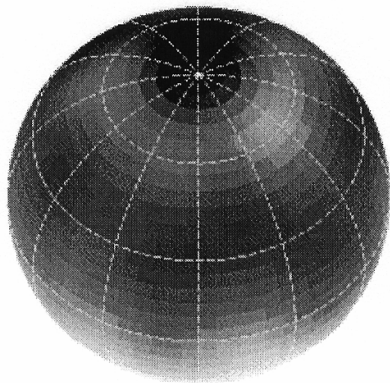


Simulated Supergiant Star

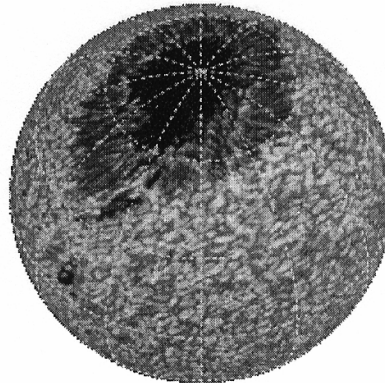
Credit: [B. Freytag](#), ([Institute for Astronomy and Space Physics](#), Univ. Uppsala)

Explanation: Looking for that perfect holiday gift for an astronomer? Consider this "star in a box". Of course, the box is actually a computational box consisting of a three dimensional grid of points, and the star is a virtual one whose [physical](#) properties and internal [dynamics](#) are numerically simulated at the points on the grid. While computers and software capable of a totally realistic numerical simulation of a complete star don't presently exist, researchers have been making progress. [This picture is](#) a movie frame from a recent numerical simulation of a [supergiant star](#) with properties intended to approximate the real star [Betelgeuse](#). The single frame shows large convection cells and bright spots mottling the virtual supergiant's surface. [Simulation movies](#) show these surface features changing substantially with time. Encouragingly, [telescopic observations](#) indicate that the surface of Betelgeuse

Doppler Imaging of Stellar Surface Structure



Typical Doppler Image (HD218153 by M.Weber). That's what's possible today.



SISP simulation (by K.Schrijver). That's what we hope for from future space interferometry. This image was composed by remapping a solar image onto a sphere.

Scientific Goals of this Project

One of the most challenging observational goals of today's stellar activity research is to obtain two-dimensional images of inhomogeneous stellar surfaces to relate disk integrated observations to spatially resolved surface features. Spots cooler than the undisturbed photosphere of a late-type star are a manifestation of surface magnetic fields and a time-dependent study of their latitudinal and longitudinal behavior provides a direct link to the internal stellar dynamo. Our long-term objective is thus to provide conclusive observational constraints for a generalized theory of stellar magnetism.

The near-term goal, however, is to enlarge the available sample of stars with a Doppler map and to investigate the surface spot morphology as a function of stellar rotation.

What is Doppler imaging?

Doppler imaging is an inversion technique to recover a 2-D image of a rapidly rotating star from a series of high-resolution spectral line profiles. The inverse problem for stars with cool spots amounts to solving the integral equation relating the surface temperature distribution to the observed line profiles and light and color curve variations, while controlling the effects of noise in the data through a regularizing functional. Note that we solve for the photometric variations simultaneously with the line profiles, but that we can handle only one line per solution. If the spectroscopic phase coverage contains gaps of more than 25 deg on the stellar surface more weight is shifted to the photometry. In a recent application to the K-dwarf LQ Hya (Strassmeier, Rice, Wehlau et al. 1993, A&A 268, 671) we made up an average map from nine spectral lines and two broad-band colors. This ensured that spurious features from a single line, caused by noise or any other systematic error, will be suppressed in the final map.

Optical, Ultraviolet, and X-ray Observations Planned and in Progress

Mapping starspots and magnetic fields on cool stars

Andrew Collier Cameron, Ron Hilditch, Moira Jardine and David James, Tim Lister, Sandra Jeffers

Recent highlights:

- **2001: AB Dor does the twist!** Differential rotation discovered to be changing with time.
- **1997: First measurement of differential rotation** on a star other than the Sun.
- For images illustrating these highlights, go to the AB Dor Picture Gallery

The cool stars group at St Andrews uses indirect imaging methods, including Doppler tomography, Zeeman-Doppler imaging, eclipse mapping and prominence tomography to make maps of cool starspots and other magnetic structures on and above the surfaces of rapidly rotating stars. With Jean-Francois Donati (Toulouse) and Meir Semel (Meudon) we have established a world-leading long-term programme of Zeeman-Doppler imaging at the Anglo-Australian Telescope. This enables us to map changes in magnetic-field patterns on stellar surfaces from year to year. This programme also produced the first detailed measurements of surface differential rotation on stars other than the Sun, by enabling us to use starspots as tracers of large-scale fluid shear. We find that even in stars rotating 50 times faster than the Sun, the differential rotation rate is similar. We are using these powerful new observations to extend what we know about physics of similar structures on the Sun (spots, prominences, etc) to the much more densely-packed magnetic structures we see on other, more active stars. We now suspect that 40% or more of some stars' surfaces are covered in dark magnetic spots, and we are developing sensitive new eclipse-mapping methods to determine the packing fraction and size distribution of these structures.

How Doppler imaging works:

The term ‘‘Doppler imaging’’ was coined by Vogt & Penrod (1983), who demonstrated that travelling starspot bumps were observable in the line profiles of HR 1099, and that an image of the stellar surface could be derived from them. A photospheric absorption line in which rotation is the dominant broadening mechanism displays time-variable irregularities if the visible surface of the star is mottled by dark spots. The effect of a cool, dark region on a rotationally-broadened line profile is illustrated in Fig. 1.

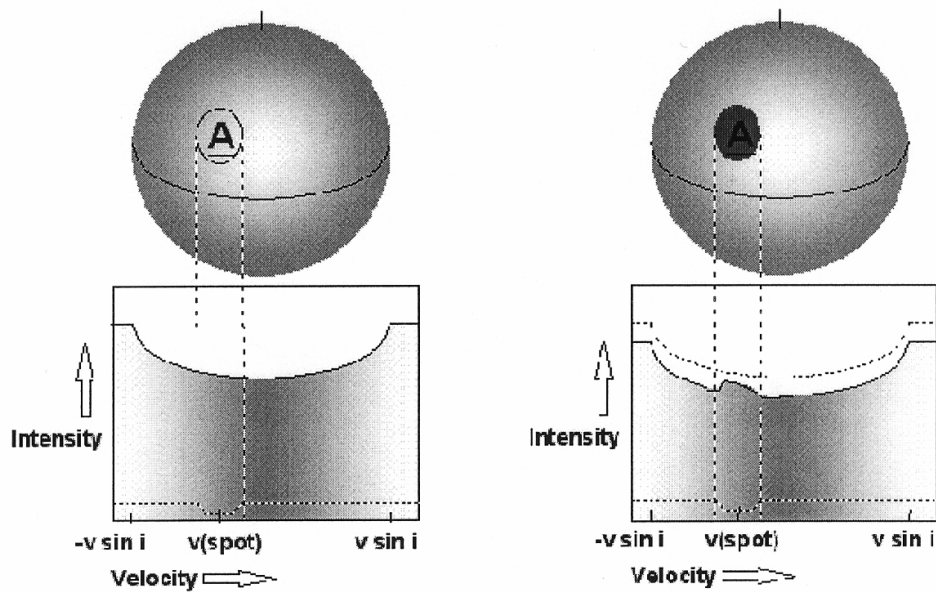


Fig. 1: The ‘missing’ light of the spot consists of a continuum contribution that spans the line profile, plus a narrow line contribution that is Doppler shifted by an amount that depends on the projected distance of the spot from the stellar rotation axis. Removing this light causes an overall depression of the continuum, but less light is removed at the Doppler shift of the spot relative to the centre of the line. The observable signature of a dark spot on the stellar surface is therefore a bright bump in every photospheric absorption line in the star’s spectrum.

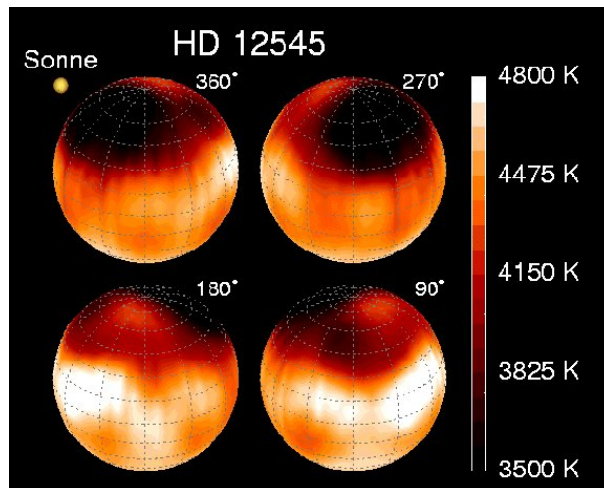
As the star rotates, the spots are carried across the stellar disc, causing the bumps to change their Doppler shifts in accordance with their projected distances from the star’s rotation axis. Spots near the equator remain visible for half the stellar rotation cycle, tracing out a sinusoidal velocity variation with an amplitude equal to the stellar equatorial rotation velocity, $V \sin i$. Spots at progressively higher latitudes follow progressively lower-amplitude sinusoids. The fraction of the rotation cycle for which a spot remains visible depends on its latitude and the inclination of the stellar rotation axis to the line of sight. The times at which spot signatures cross the centre of the line profile thus reveal their longitudes, while the amplitudes of their sinusoids (or equivalently, their radial accelerations at line centre) tell us their latitudes.

For a fuller account of the technical details and recent results, the following resources are available:

- Slides from review talk given at International Workshop on Astro-tomography, Brussels (July 2000)
- Review paper to appear in proceedings of Brussels workshop

Zeeman-Doppler imaging

This is a variant on the Doppler imaging technique. It uses circular and linear polarization information to measure the small shifts in wavelength and profile shape that arise in the presence of a magnetic field. Both the strength of the field and its orientation relative to the line of sight can be determined. As in conventional Doppler imaging, the rotation of the star is used to resolve different magnetic regions on the stellar surface. Jean-Francois Donati has an excellent web page describing this technique.



Kuva 2.6: Doppler-mittausten avulla kuvattu K0 spektriluokan jättiläistähti XX Triangulum (HD12545). Sen pyörimisjakso on 24 päivää, joten sitä kuvattiin joka yö koko pyörimisjakson ajan. Tähten visuaalinen magnitudi muuttuu ja on maksimissaan 0.63. Vaihtelut selittyvät tähdenpilkulla, jonka lämpötila on pintalämpötilan alapuolella. Havainnot tukevat myös 'kuuman' pilkun olemassaoloa lähellä tähden ekvaattoritasoa.

Lisää aiheesta esim. A. Collier Cameron: Spot Mapping in Cool Stars (Lecture Notes in Physics, Vol. 573, s. 183-206, 2001)

Doppler image gallery at <http://www.aip.de/groups/activity/DI/maps/>

Flare Stars:

Many of the flare stars are dim, red (class-M) dwarfs that exhibit unusually violent flare activity. A solar-flare-sized flare occurring on Proxima Centauri would emit about as much light as Proxima Centauri itself. From our standpoint here on the Earth, it would appear that, during the flare, Proxima Centauri doubled in brightness. Flares on flare stars occur sporadically, with successive flares spaced anywhere from an hour to a few days apart. Flares on such dim dwarfs may emit up to 10 000 times as many X-rays as a comparably sized flare on our own sun. They would be lethal to any life forms otherwise developing on planets near the flare star, so life around such stars is unlikely. (Even if life could spring up despite the flares, flare stars are red dwarfs anyway, meaning that they have very narrow comfort zones due to their dimness and may be too red in color for plants to perform photosynthesis.) Some flare stars have also been observed emitting radio bursts simultaneously with the flares.

Note that since flare stars are variable stars, they will usually have a variable star designation such as UV Ceti or V645 Centauri. As more and more red dwarfs are observed in detail, more and more of them are being classified as flare stars. It may turn out that most red dwarfs are flare stars, and that red dwarfs without violent flare activity are the exception rather than the rule. Some of the flare stars included in this compendium are: UV Ceti, Alpha Centauri Proxima, Wolf 359, and FL Virginis. (Lähde: <http://www.stellar-database.com/flare.html>)

2.5 Helioseismologia

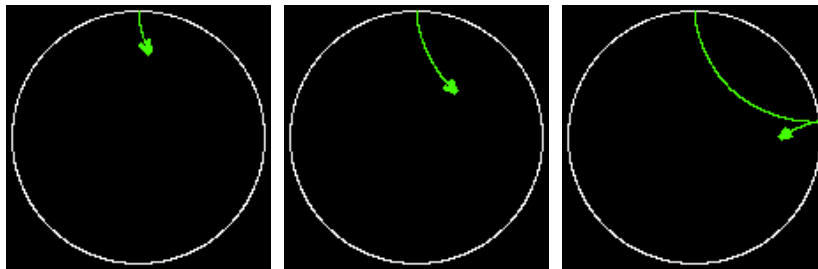
Helio- and Asteroseismology

INTRODUCTION | OBSERVATIONS : the SUN | OBSERVATIONS : STARS | MODELS | SOLAR OSCILLATIONS | RESULTS
WHO ARE WE ?

Solar oscillations

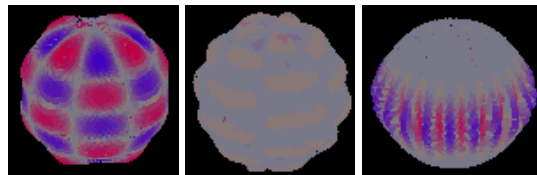
The oscillations in the Sun are sound waves, generated by the convection much like a guitar is played by plucking the strings.

If we follow where a sound wave goes, starting from the surface, it first moves into the Sun almost straight towards the centre. Its path then slowly bends around, because of the increasing sound speed, so that it misses the centre of the Sun. How exactly it moves therefore depends on the details of the sound speed inside the Sun. The point of closest approach is known as the *turning point* of the mode. After the turning point the wave moves out again until it reaches the surface. At the surface it is reflected as if by a mirror and it goes back in again.



Here are a few examples of how sound waves propagate into the Sun, with some animated sequences.

These sound waves give rise to so-called *standing waves*, in the same way that a vibrating string shows standing waves. In the Sun we are talking about standing waves in three dimensions of course. Here we show some examples of how the waves look on the solar surface (the amplitude is very much enhanced).



This page contains more information about oscillations on the solar surface.

The oscillation pattern on the surface can be characterised by node lines, on which the motion vanishes. The total number of node lines is called the degree l . The oscillation modes can also have node lines at constant longitude. There are a number m of those which is always less than or equal to the degree l . Inside the Sun the amplitude of the standing waves can have a number n , called the radial order of the mode, of nodes at certain radii from the centre.

HELIOSEISMOLOGY

- p modes (outer layers)
- g modes (core)
- f modes (surface gravity waves)

Observations

- 5 minute p modes
- 160 min oscillation (?)
- 13 day oscillation etc.

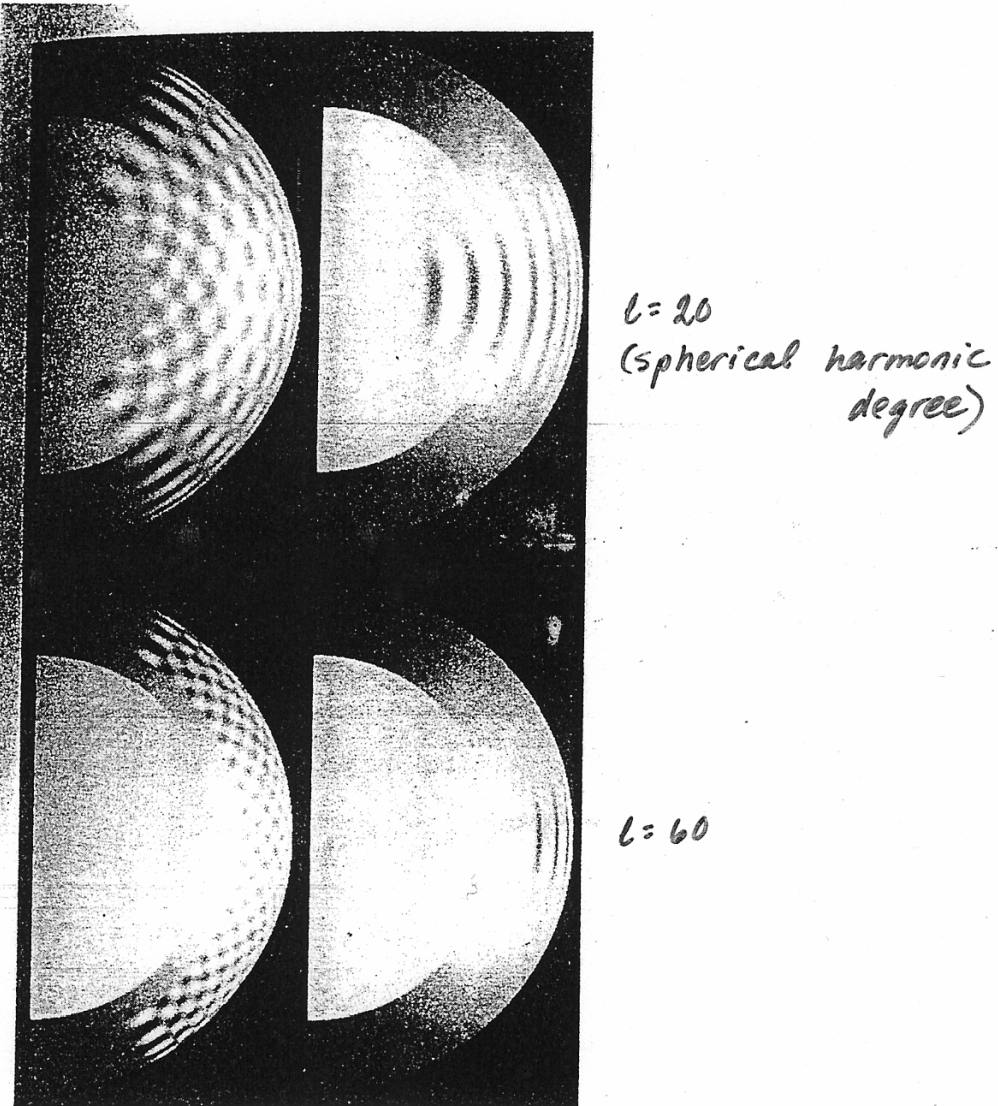
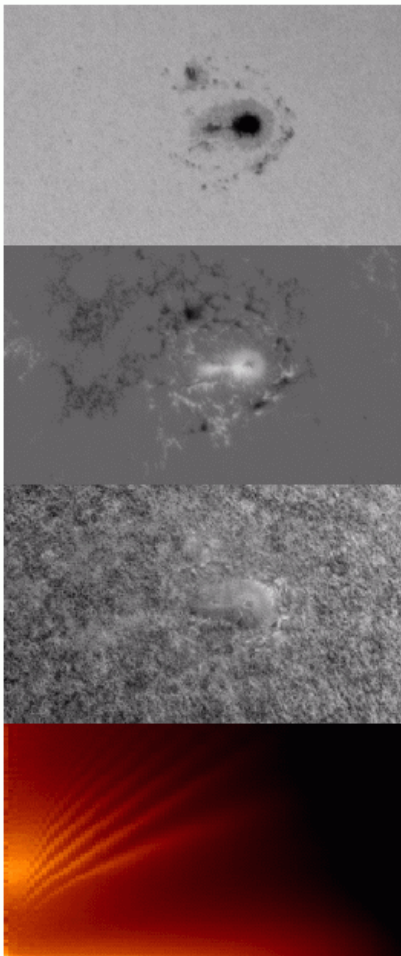
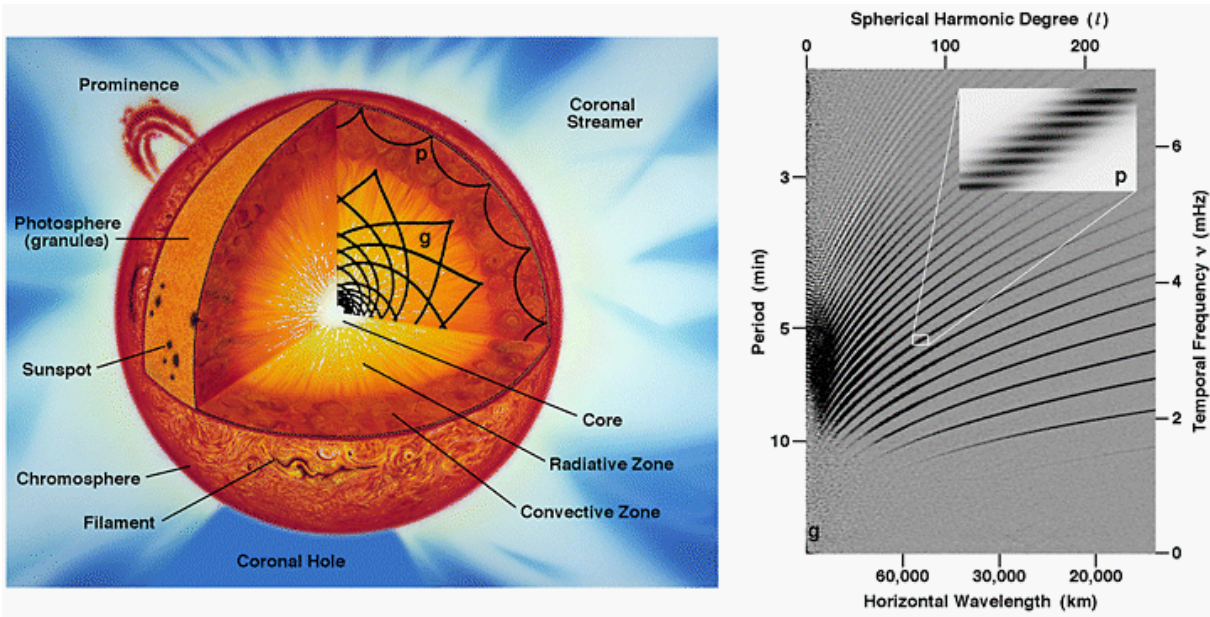


Figure 3. Superimposed on the model of Figure 2 are oscillation patterns arising from p modes with frequencies of about 3 mHz. These plots show the rough extent in depth and latitude of modes of $l=20$ (top) and 60 (bottom). The left column shows modes with m values = $l/2$ and the right column shows sectoral modes.



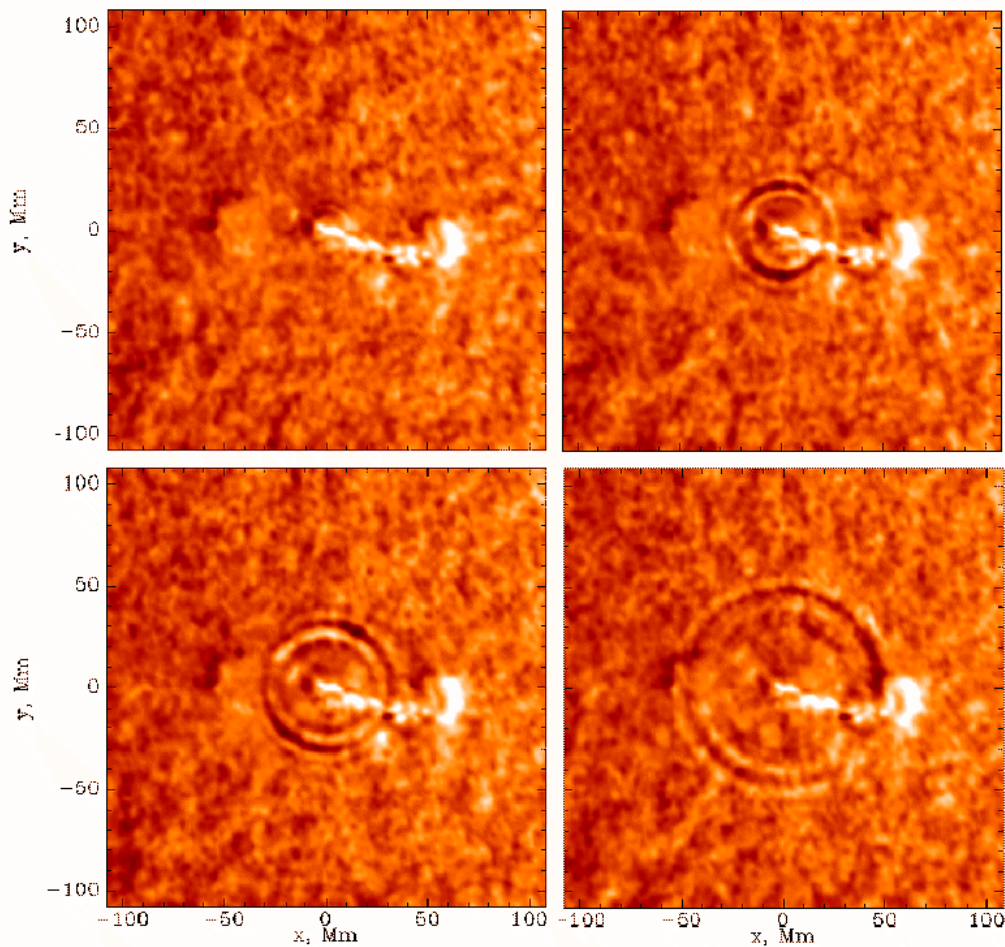
**MDI High Res.
Observations**
5 November 1998

Filtergram

Magnetogram

Dopplergram

f & p mode spectrum
K=0 to 6.4/Mm
(l=0 to 4400, 0 to 8.3mHz
12.5hrs, hr_V data)



Scientists have shown for the first time that solar flares produce seismic waves in the Sun's interior that closely resemble those created by earthquakes on our planet. The researchers observed a flare-generated solar quake that contained about 40,000 times the energy released in the great earthquake that devastated San Francisco in 1906. The amount of energy released was enough to power the United States for 20 years at its current level of consumption, and was equivalent to an 11.3 magnitude earthquake, scientists calculated.

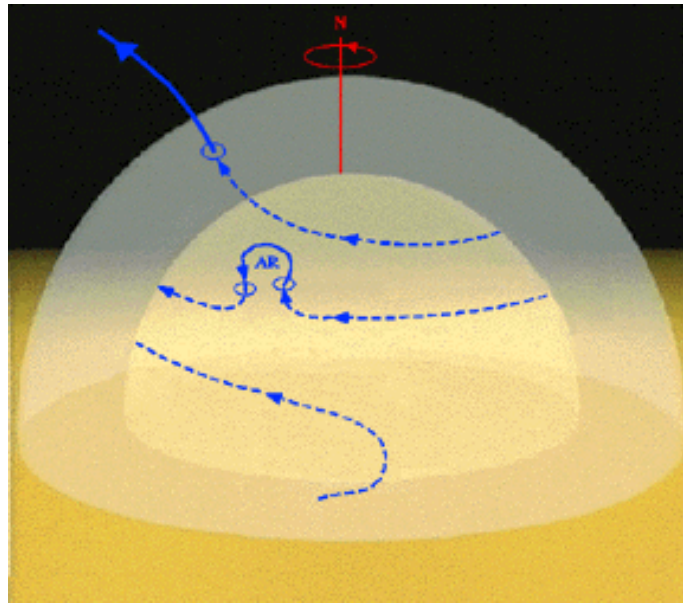
The solar seismic waves appear to be compression waves like the "P" waves generated by an earthquake. They travel throughout the Sun's interior. The solar quake that the science team recorded looks much like ripples spreading from a rock dropped into a pool of water. But over the course of an hour, the solar waves traveled for a distance equal to 10 Earth diameters before fading into the fiery background of the Sun's photosphere. Unlike water ripples that travel outward at a constant velocity, the solar waves accelerated from an initial speed of 22,000 miles per hour to a maximum of 250,000 miles per hour before disappearing.

Images were taken with the Michelson Doppler Imager (MDI) onboard the Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) spacecraft, immediately following a moderate-sized flare on July 9, 1996. Reported at the Conference of the American Geophysical Union, 27 May 1998.

2.6 Auringon magneettikenttä

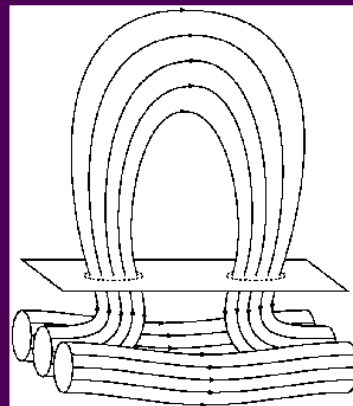
Dynamoteoria vs. reliikki magneettikenttä

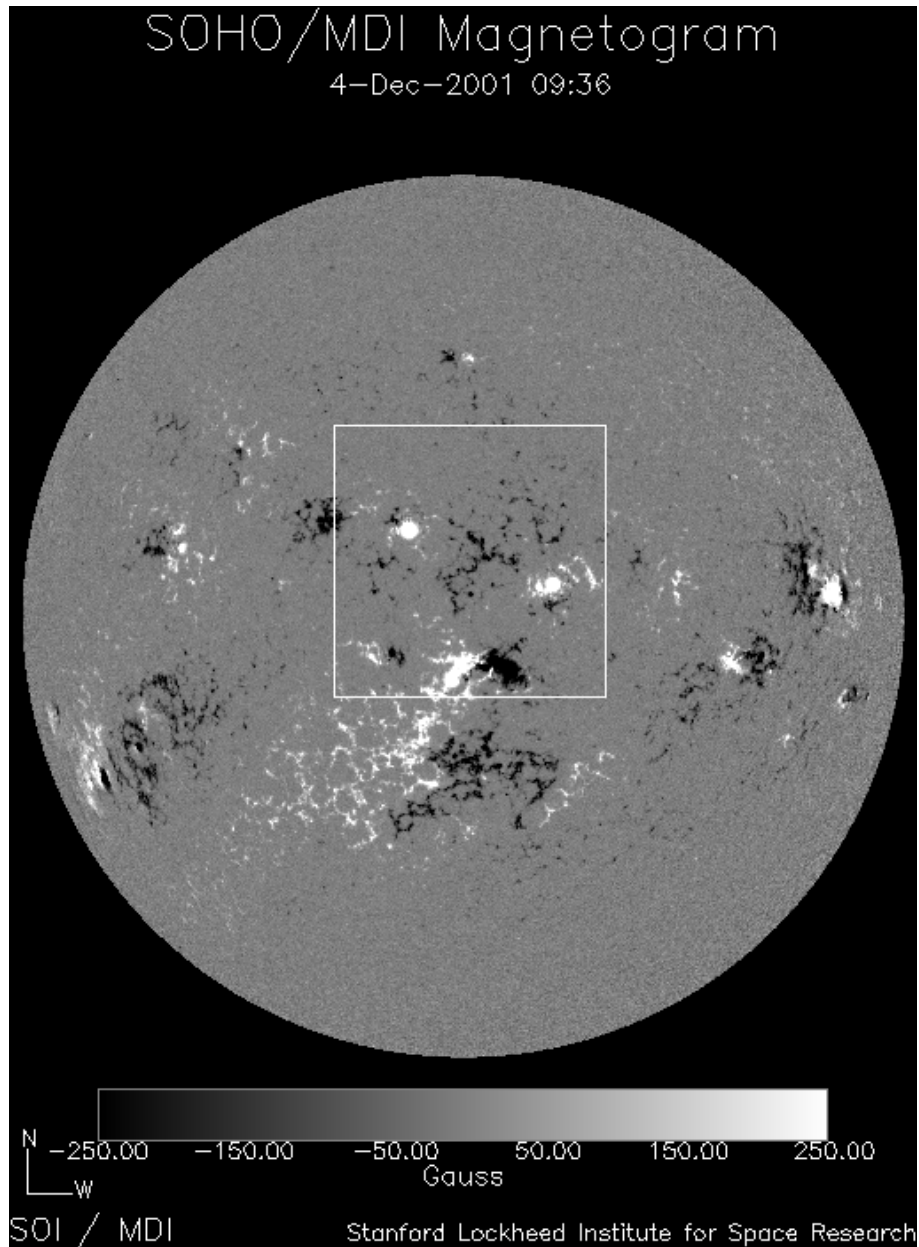
- Tähtien syntyessä (kutistuessa kasaan) syntyi varhainen magneettikenttä, jonka jäänteitä (reliikkejä) saattaa yhä olla Auringon sisäosissa
- Varattujen hiukkasten hyvä sähkönjohtavuus aiheuttaa sen, että magneettikenttä on 'jäätynyt kiinni' plasmaan - turbulentti konvektiokerros nostaa ja vääntää siten magneettikenttää kohti pintaa → Auringon sisäosissa (juuri konvektiokerroksen alla) toimii dynamo?



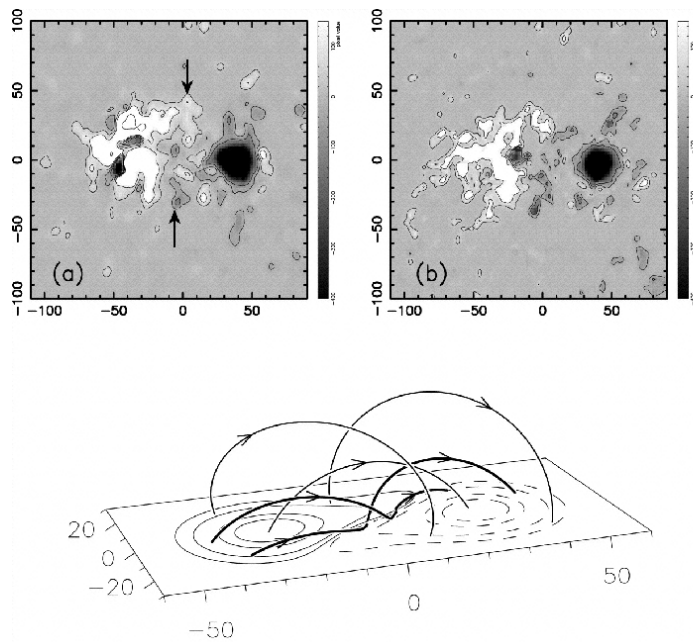
Winding of the Sun's magnetic field by differential rotation leads to the formation bands of strong magnetic field on the Sun

Active regions occur where the field breaks the surface

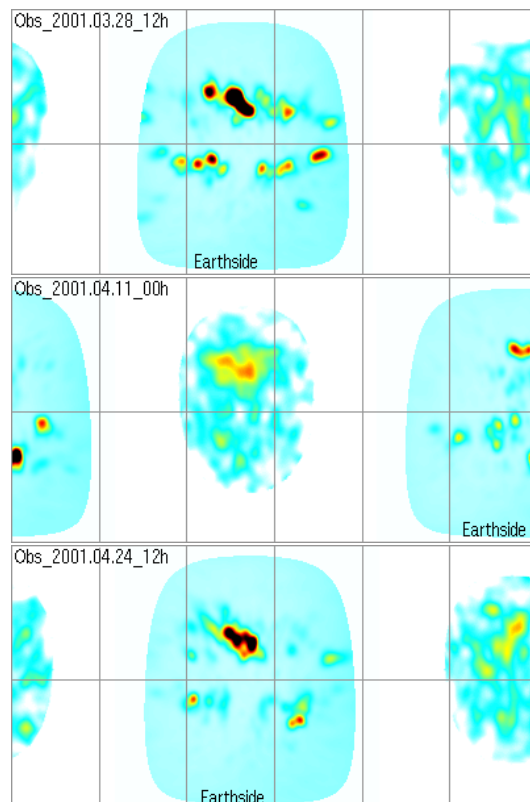




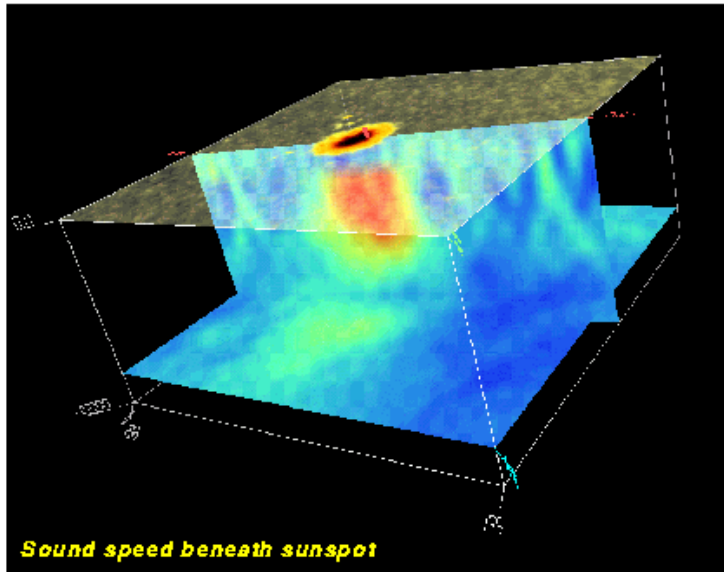
Kuva 2.7: SOHO MDI:n magnetogrammi kuvaa Auringon fotosfäärin magneettikentän voimakkuutta välillä -250 Gaussia +250 Gaussia. Aktiivisten alueiden kohdalla kentänvoimakkuus saattaa olla jopa 2000–3000 G. Havainnot tehdään fotosfäärin spektriviivoista ns. Zeemanin ilmiön avulla.



Kuva 2.8: Magneettikenttä pystytään mittaamaan vain näkösäteen suunnassa; kierteellä olevasta kentästä havaitaan vain projektiio - seurauksena saattaa olla 'haamuilmiöitä' magnetogrammissa.



Kuva 2.9: SOHO MDI karttojen avulla tehtyjä kuvia Auringon 'takapuolelta'. Aktiivisten alueiden voimakkaat magneettikentät aiheuttavat muutoksia seismisten aaltojen nopeuksissa (taajuus kasvaa) ja paikantamalla näiden lähteet (seisminen holografia) voidaan kuvata myös Auringon näkymätöntä puolta ja ennustaa suurten aktiivisten alueiden saapuminen.



Sunspot data from MDI High Resolution, 18 June 1998

Kuva 2.10: An image of the sound speed below a sunspot derived from dopplergrams observed with the Michelson Doppler Imager onboard the Solar and Heliospheric Observatory spacecraft using the technique of time-distance helioseismology. Three planes are shown, on top the intensity at the surface which shows the sunspot with the dark central umbra surrounded by the somewhat brighter, filamentary penumbra. The second plane is a vertical cut from the surface to a depth of 24000 km showing areas of faster sound speed as reddish colors and slower sound speed as bluish colors. The sound speed is affected both by the temperature of the gas and the magnetic field, which we know to be strong in the sunspot at the surface. The normal increase of sound speed with depth in the sun has been subtracted so that we are only looking at deviations from the average. The third plane (bottom) is a horizontal cut at a depth of 22000 km showing the horizontal variation of sound speed over a region of 150000x150000 km.

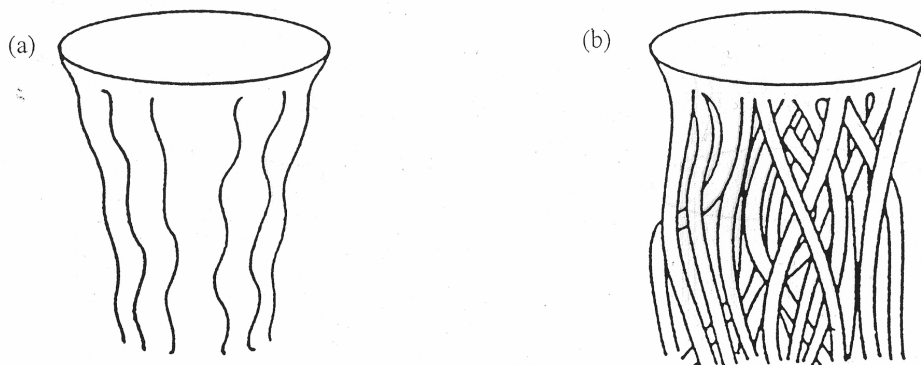
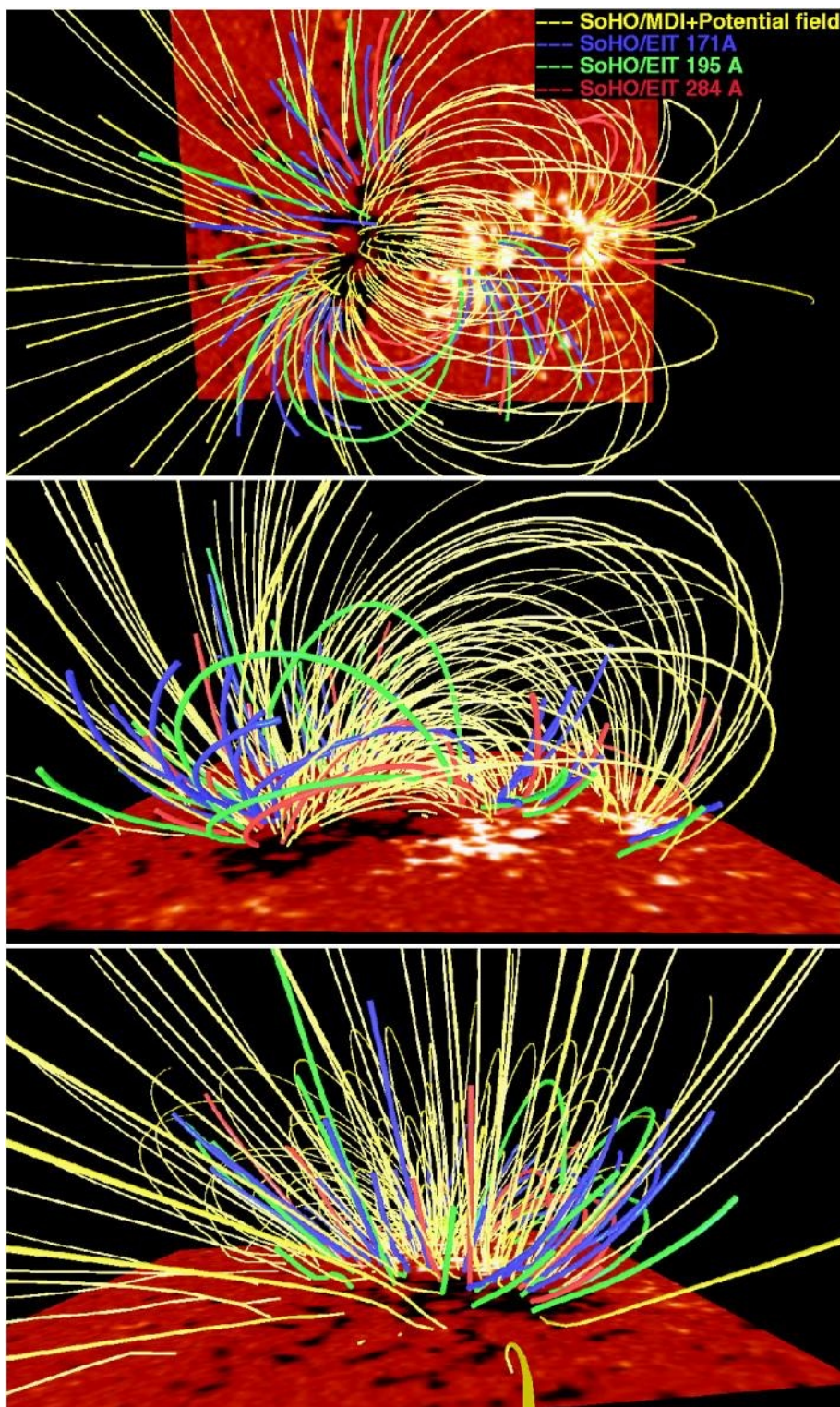


Fig. 37. Two possible magnetic field behaviours below a sunspot. (a) coherent flux tube and (b) tight cluster (diagram courtesy of Thomas, J H and Weiss, N O).

Kuva 2.11: Voimakas magneettikenttä toimii 'tulppana' auringonpilkun alla, pilkun alue jäähtyy.



Kuva 2.12: Aschwanden et al. (2000): Auringon aktiivinen alue 3-D simulaationa. EUV-alueella näkyvät kaaret (100 000–2 MK) on ekstrapoloitu potentiaalinen magneettikenttä (SOHO/MDI magnetogrammit)

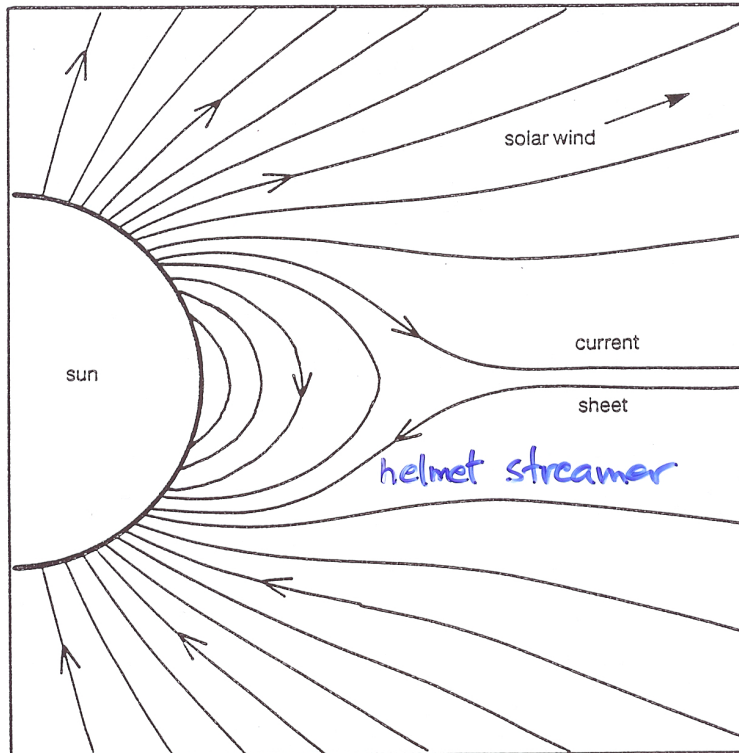
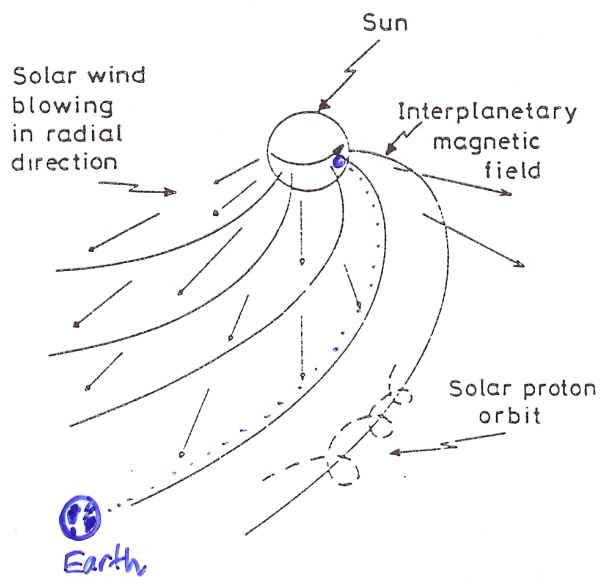


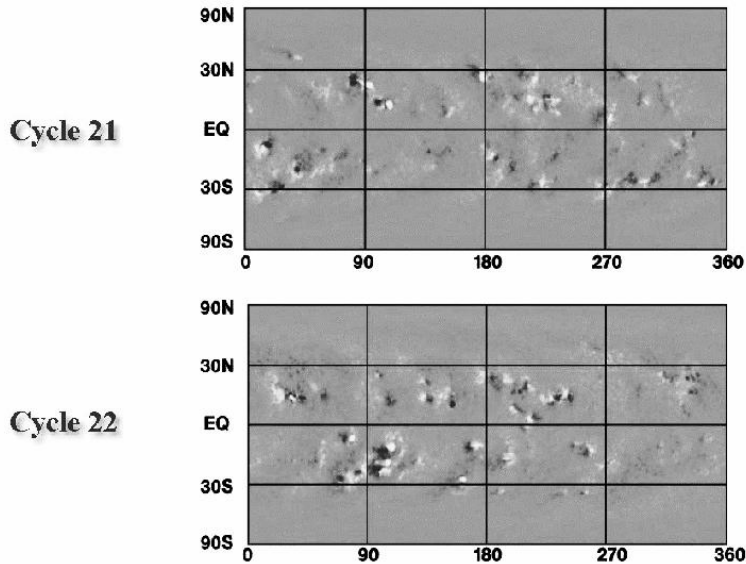
Fig. 5.15 Calculated magnetic field configuration at the time of solar minimum: a dipolar field stretched out by the solar wind to form a helmet structure near the equator and a current sheet. (After Pneuman and Kopp (1971). Reprinted by permission of Kluwer Academic Publishers)



Kuva 2.13: Auringon magneettikenttä ulottuu kauas Maan radan ulkopuolelle – tietyt kohdat Auringon pinnalla ovat hyvin 'konketoituneet' Maan kanssa.

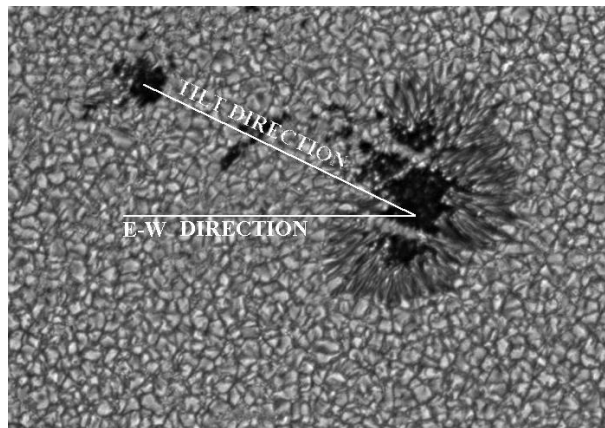
Hale's Polarity Law:

The polarity of the leading spots in one hemisphere is opposite that of the leading spots in the other hemisphere and the polarities reverse from one cycle to the next.



2.7 Halen ja Joyn auringonpilkkulait

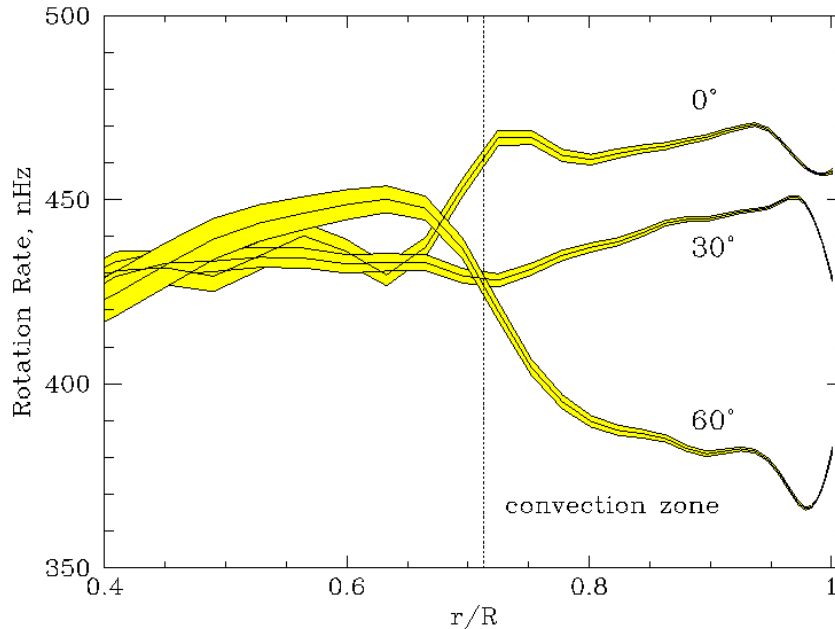
Auringonpilkkujen ja pilkkuryhmien magneettikentät noudattavat kahta (havaintoihin perustuvaa) lakia: Halen polaarisuuslakia ja Joyn kallistuslakia - niiden syntyä yritetään selittää dynaamoteorioilla.



Kuva 2.14: Joy's law: The magnetic axis of the sunspot group is usually slightly inclined to the solar east-west line, running from 3 degrees near the equator to 11 degrees at latitude 30 N/S, with the preceding polarity spot being slightly closer to the equator. If the axis is highly tilted initially, the group will tend to rotate until the axis is more parallel to the equator.

2.8 Differentiaalirotaatio

Auringon pinta ei pyöri jäykän kappaleen tavoin vaan eri leveysasteet pyörivät eri nopeuksilla: ekvaattoritasolla nopeammin ja napojen lähellä hitaammin. Myös Auringon sisäosissa konvektiokerros pyörii differentiaalisesti.



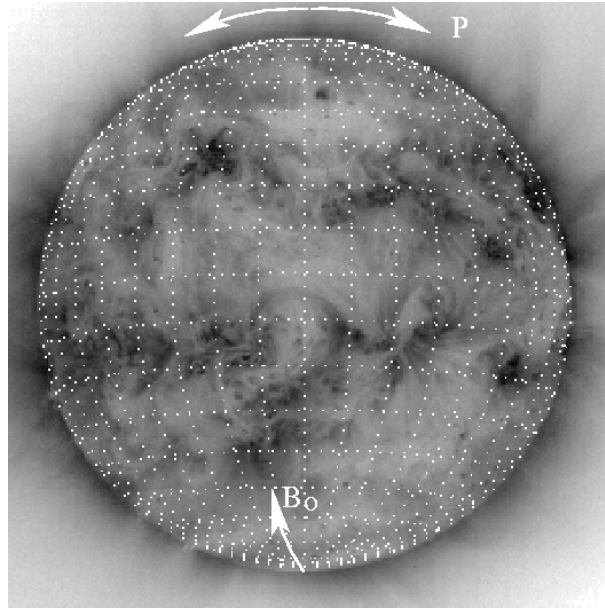
Kuva 2.15: Auringon sisäosien differentiaalirotaatio: 350 nHz vastaa noin 33 päivän pyörimisaikaa ja 450 nHz noin 26 päivän pyörimisaikaa. *Original figure caption:* Differential rotation inside the Sun: This diagram shows the solar rotation rate inferred from two months of SOHO/MDI Medium-I data as a function of radius at three latitudes, 0 degrees, 30 degrees, and 60 degrees. The Medium-I data are spatial averages of the full-disk Doppler velocity out to ninety percent of the Sun's radius, measured each minute. This MDI observational program results in 23,000 bins of approximately ten arcsecond resolution, which, in turn, provides sensitivity to solar p mode frequency oscillations up to degree $l=300$ of the spherical surface harmonic modes. (From Internal Structure and Rotation of the Sun: First Results from the MDI Data, by A.G. Kosovichev et al., see <http://soi.stanford.edu/results/srotation.html>)

Pinnan pyörimisnopeutta voidaan mitata seuraamalla esim. auringonpilkkujen, filamenttien, radiokirkastumien jne. liikettä. Auringosta otetut kuvat pyritään saattamaan 'standardimuotoon', eli pohjoinen osoittaa suoraan ylös ja länsi oikealle. Tämä vaatii kuvankäsittelyssä P-kulman korjausta. B_0 kulman korjaus on huomattavasti hankalampaa eikä sitä yleensä tehdä. Kiekon päälle voidaan tulostaa 'grid', joka kertoo latitudi- ja longitudiasteikon paikat.

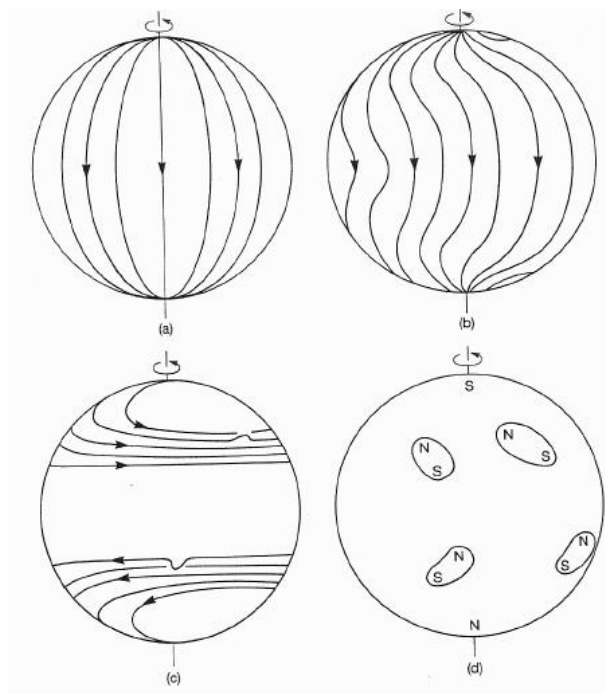
Pyörimistä kuvaavassa kaavassa Ω on sideerinen kulmanopeus (astetta/päivä), θ Auringon leveysaste (asteina) ja A, B ja C sovitettavia vakioita:

$$\Omega = A + B \sin^2 \theta + C \sin^4 \theta \quad (2.5)$$

On huomattava myös synodisen ja sideerisen pyörimisnopeuden välinen ero: synodinen on mitattu näkyvä nopeus ja sideerinen on todellinen, Maan etenemisnopeudella korjattu tähtiajan mukainen pyörimisnopeus.



Kuva 2.16: Aurinko kuvattuna ääriultravioletialueella, 195 Å:n aallonpituudella helmikuussa 2000. Gridin viivat ovat 10 asteen välein ja B_0 :n arvo on -6 astetta, eli Auringon etelänapa on kääntynyt meille päin. Kulma P on kuvassa korjattu eli Auringon pohjoisnapa osoittaa suoraan ylöspäin.



Kuva 2.17: Magneettikentän kiertyminen ja pilkkujen polaarisuus. Huomaa ns. johtavan pilkun (leading spot) erimerkkisyys eteläisellä ja pohjoisella pallonpuoliskolla. (Kuva kirjasta Phillips: Guide to the Sun)

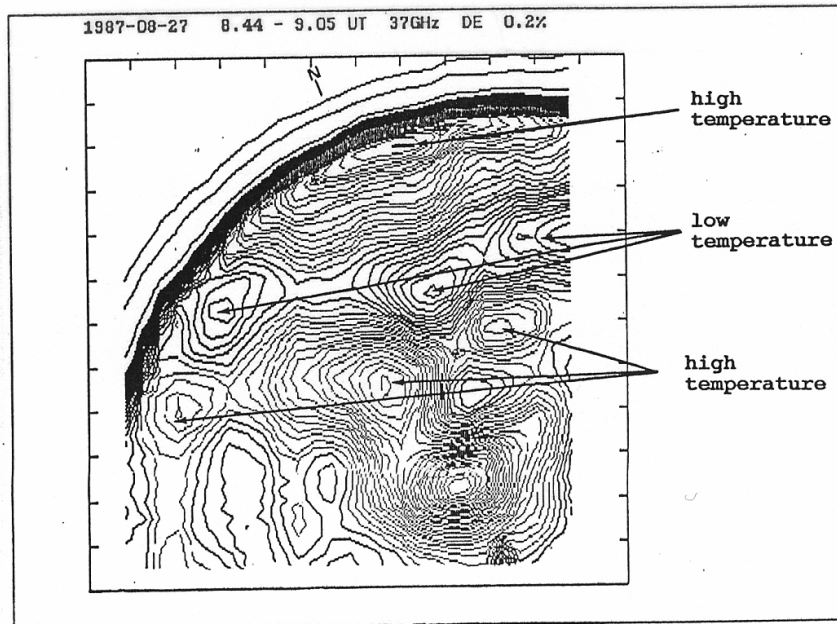


FIGURE 2: Enlarged solar map showing the north pole with low temperature areas below the enhanced polar region. Map measured at Metsahovi on August 27, 1987. Contours 0.2 % of the quiet Sun level.

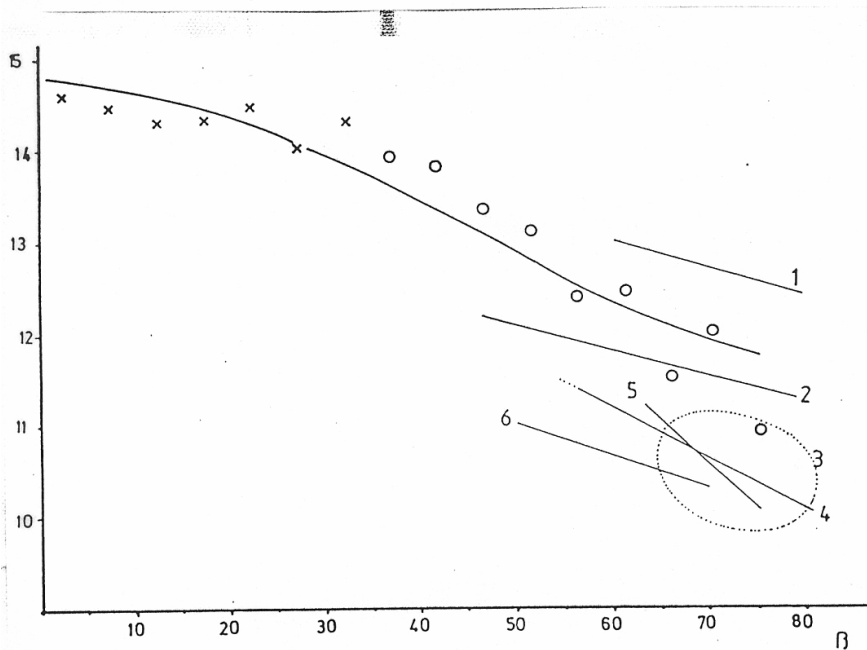
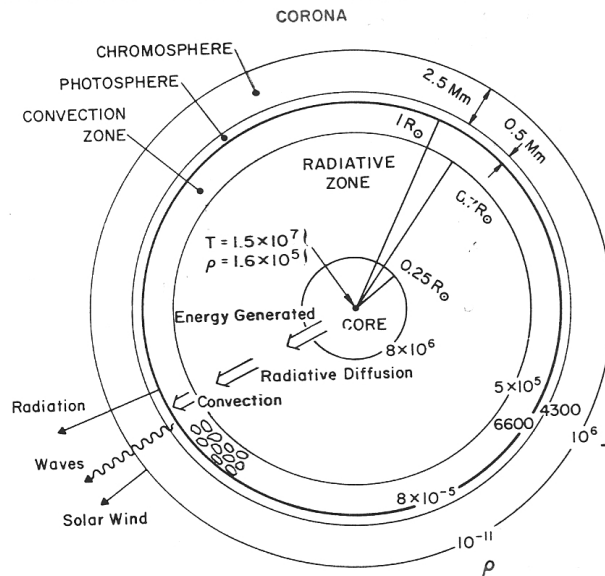


FIGURE 3: Curves of the sidereal rotation rate (deg/day) vs. solar latitude.

- +) filaments, Adams & Tang (1977)
- circles) polar crown filaments, Brajsa et al. (1990)
- 1) filaments, d'Azambuja (1948), after Schroter (1985)
- 2) & 3) polar faculae, after Makarova & Solonsky (1987)
- 4) photosphere, spectroscopic, Howard & Harvey (1970)
- 5) polar faculae, Waldmeier (1955) & Muller (1954), after Hansen et al. (1969)
- 6) high temperature regions at 37 GHz, present work



Kuva 2.18: Kaaviokuva Auringon tämänhetkisestä rakenteesta

2.9 Auringon atmosfääri

Auringon atmosfääri jaetaan kolmeen eri kerrokseen, fotosfääriin, kromosfääriin ja koronaan. Fotosfääri eli Auringon 'valokehä' on atmosfäärin alin, noin 500 km korkuinen kerros. Kun Auringon pintalämpötila on noin 6400 Kelviniä niin fotosfäärissä lämpötila putoaa noin 4400 Kelviniin. Auringon 'värikehä' eli kromosfääri on fotosfäärin yläpuolella oleva noin 1500 km korkea kerros. Lämpötila nousee ensin tasaisesti, mutta kromosfäärin yläosassa, ns. siirtymäkerroksessa, lämpötila nousee hyvin nopeasti 20 000 Kelvistä yli miljoonaan Kelviniin. Tämän 'lämmityksen' syntymekanismia ei varmuudella tiedetä. Korona on Auringon 'kruunu', jossa lämpötila on useita miljoonia Kelvinejä ja aine on lähes täydellisesti ionisoitunutta. Korona on kuitenkin hyvin harvaa verrattuna atmosfäärin sisempiin kerroksiin. Elektronit liikkuvat sidottuina Auringon magneettikenttään, mutta osa poistuu aurinkotuulen mukana ja esimerkiksi auringonpurkauksissa voivat kiihdyttyneet hiukkaset syöksyä ulos Auringosta.

Auringon magneettikentän muoto muuttuu Auringon aktiivisuuden mukana. Noin 11 vuoden aktiivisuusjakson minimin aikoihin näkyvissä on selkeä 'vuovyö' (streamer belt) -rakenne ekvaattoritasolla (suljetut magneettikentän silmukat) kun taas maksimin aikoihin kenttä on avoimempi ja monimutkaisempi. Ympäri Aurinkoa voidaan nähdä kaarimaisia rakenteita, joiden kärjistä lähtee kirkas suihkumainen vana. Kyseessä on ns. 'helmet streamer' ja streameriin liittyvä virtalevy (current sheet). Helmet streamerin tyvet (footpoints) sijaitsevat erinapaisilla magneettikentillä, jolloin napaisuuden vaihtoluuelle streamerin alle muodostuu ns. neutraaliviiva. Neutraaliviivan yllä saattaa 'kellua' filamentti, jota magneettikentän silmukat pitävät kiinni.

Magneettikentän voimakkuus fotosfäärissä auringonpilkkujen keskellä ja niiden lähiympäristössä voi olla jopa 1000–3000 gaussia. Auringon koronassa kentänvoimakkuus on jääkaappimagneetin (200 G) luokkaa, noin 10–300 gaussia. Vertailun vuoksi Maan magneettikentän voimakkuus on 0.5 G.

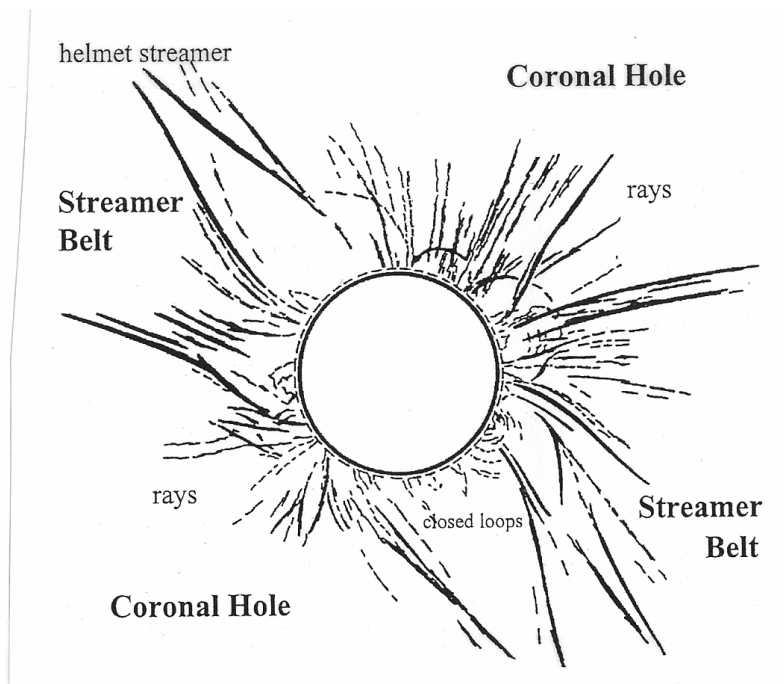
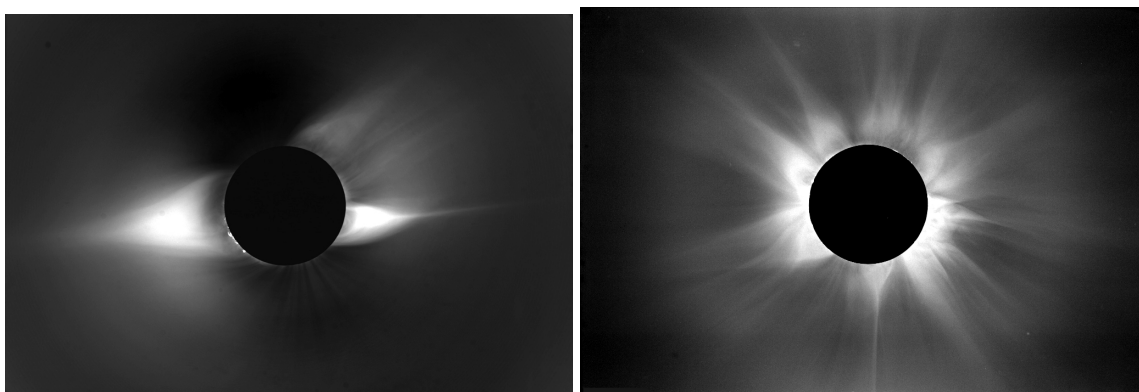
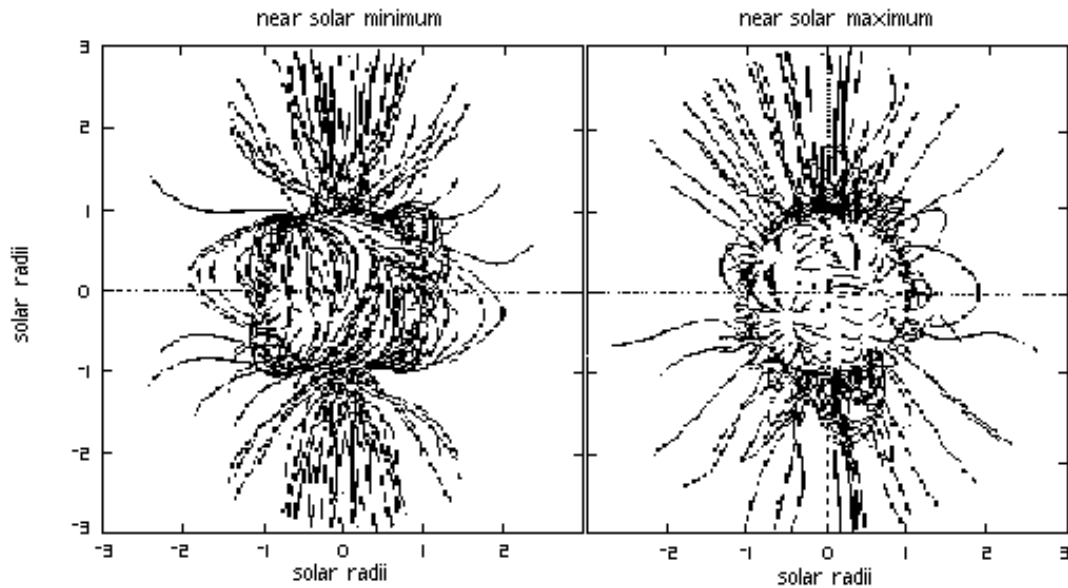


Fig. 8.2. Coronal structure during the total eclipse of 11 July 1991. Based on a sketch by S. Koutchmy in K. Lang [8.53], *Sun, earth and sky*, Copyright 1995, Springer Verlag

Kuva 2.19: Soihtumaiset valovuot ('striimerit') kertovat magneettikentän rakenteesta.



Kuva 2.20: Vasemmalla auringonpimennyskuva vuodelta 1994 aktiivisuusjakson minimin aikaan ja oikealla vuodelta 1980 aktiivisuusjakson maksimin aikaan (Kuvat High Altitude Observatory)



Kuva 2.21: Auringon magneettikentän rakenne aktiivisuuskon (n. 11 vuotta) minimin ja maksimin aikoihin

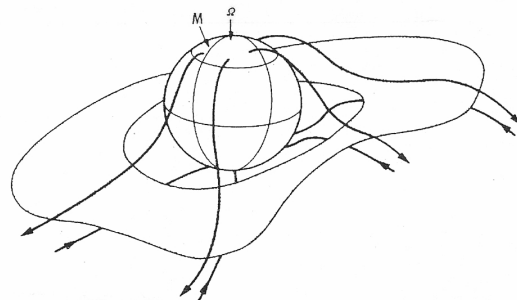


Fig. 8.11. Current sheet in the inner heliosphere in the Ballerina model. The thick lines indicate the magnetic field lines. Reprinted from Smith et al. [8.82], *J. Geophys. Res.* 83, Copyright 1978, American Geophysical Union

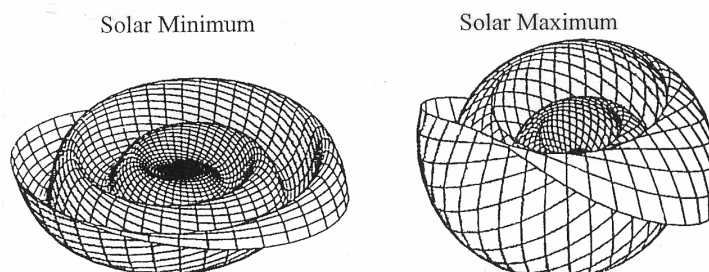
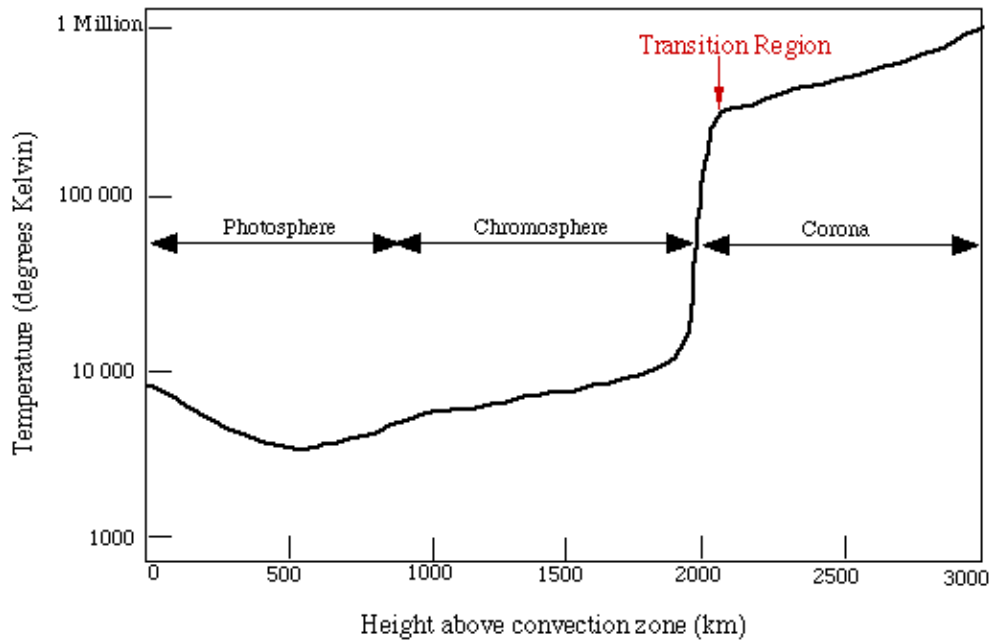


Fig. 8.20. Waviness of the heliospheric current sheet during solar minimum and maximum conditions, based on a sketch by R. Jokipii, University of Arizona

Kuva 2.22: Auringon magneettikenttä levittäytyy ja aaltoilee 'ballerinan hameen' lailla. Alakuvassa kentän yleinen muoto aktiivisuusminimin ja aktiivisuusmaksimin aikoihin.



Kuva 2.23: Auringon atmosfääri: lämpötila vs. korkeus (Adapted by M.B. Larson from Kenneth Lang: Sun, Earth, Sky)

2.10 Plasman ominaisuuksista

Täydellisesti ionisoituneelle plasmalle tunnetuissa olosuhteissa aurinkokunnassa voidaan käyttää seuraavia aproksimaatioita (gaussiset yksiköt eli hiukkasta cm^{-3} , magneettikenttä G)

Plasmataajuus

$$\nu_p \approx 9 \times 10^3 \sqrt{n_e} \quad (\text{Hz}) \quad (2.6)$$

Alfvén-nopeus (aalto on magneettikentän suuntaan etenevä, magneettikenttää vastaan kohtisuora häiriö)

$$v_A \approx \frac{2 \times 10^{11} B}{\sqrt{n_e}} \quad (\text{cm/s}) \quad (2.7)$$

Äänennopeus (pitkittäinen aalto joka etenee magneettikentän suuntaan kokoonpuristuvassa magnetoituneessa plasmassa)

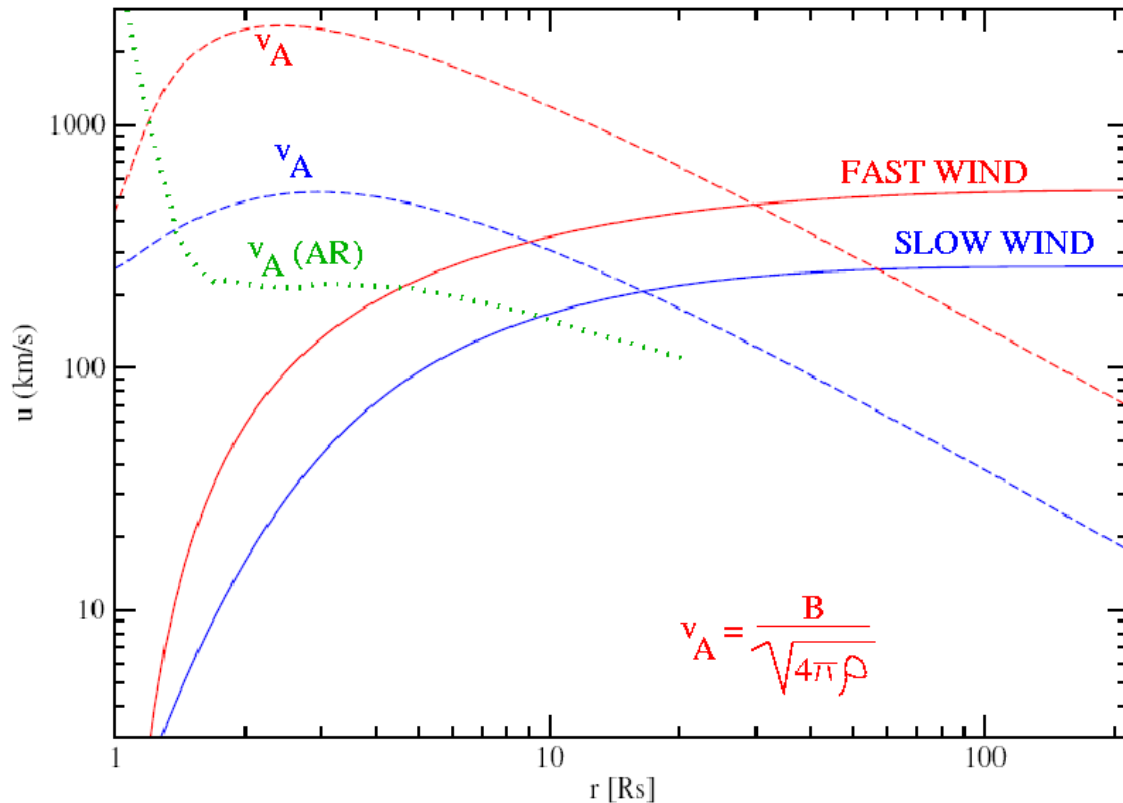
$$v_s \approx 1.5 \times 10^4 \sqrt{T} \quad (\text{cm/s}) \quad (2.8)$$

Magnetosoninen nopeus (pitkittäinen aalto joka etenee kohtisuoraan magneettikenttää vastaan)

$$v_{ms} = \sqrt{v_s^2 + v_A^2} \quad (2.9)$$

Plasma β kuvaa termisen ja magneettisen paineen suhdetta

$$\beta = \frac{16\pi nkT}{B^2} \quad (2.10)$$



Kuva 2.24: Alfvén nopeuden (v_A) ja aurinkotuulen nopeuden vaihtelut Auringon atmosfäärissä ja aktiivisen alueen (AR) kohdalla. Nopeudet ovat km/s. Etäisyys Auringon pinnasta (jossa $R_s=1$) on annettu Auringon säteinä R_s . Alfvén nopeus riippuu magneettikentän voimakkuudesta B ja hiukkastiheydestä ρ . Aktiivisen alueen keskellä, matalalla Auringon atmosfäärissä magneettikentän voimakkuudet ovat suuria, tuhansia gausseja ja tällöin myös Alfvén nopeus on suuri. Aktiivisten alueiden ulkopuolella tiheys laskee nopeammin kuin kentänvoimakkuus, jolloin Alfvén nopeus kasvaa Auringon koronassa 3-5 R_s etäisyydelle asti. (Alkuperäinen kuva Timo Laitinen)

2.11 Hiukkastiheydet Auringon atmosfäärissä

Atmosfäärin tiheysmalleilla pyritään kuvaamaan tiheyden muutoksia eri korkeuksilla. Koska plasmataajuus riippuu suoraan elektronitiheydestä, nämä korkeusarviot kiinnostavat erityisesti radioastronomeja.

Newkirk (1961) tiheysmalli perustuu hydrostaattiseen tasapainoon ja mallin mukaan elektronitiheydet pysyvät korkeina myös kaukana Auringosta

$$n = 4.2 \times 10^4 \times 10^{4.32/r}, \quad (2.11)$$

kaavassa etäisyys r on ilmaistu Auringon säteinä R_\odot Auringon keskustasta mitattuna ja elektronitiheys on cm^{-3} .

Saito (1970) on tiheysmalli, joka kuvaa parhaiten ekvaattoritason rauhallisia alueita

$$n = k_1 \times r^{-16} + k_2 \times r^{-6} + k_3 \times r^{-2.5} \quad (2.12)$$

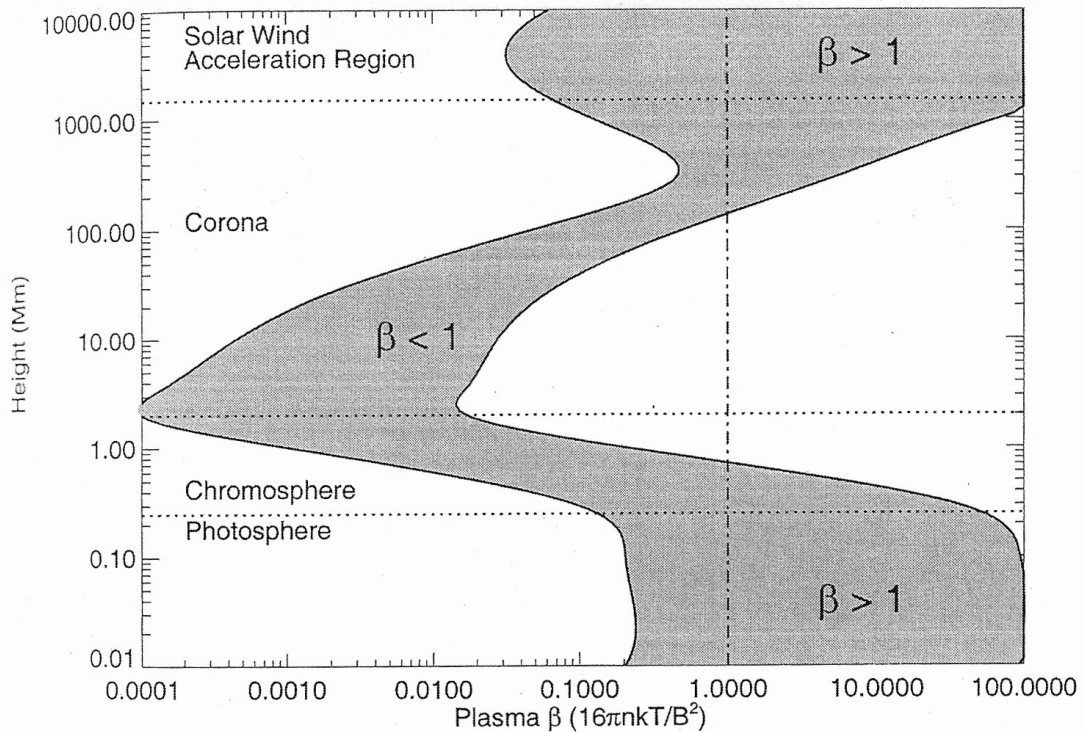


Figure 2 Plasma β in the solar atmosphere for two assumed field strengths, 100 G and 2500 G. In the inner corona ($R \lesssim 0.2R_{\odot}$), magnetic pressure generally dominates static gas pressure. As with all plots of physical quantities against height, a broad spatial and temporal average is implied. (Courtesy of G. Allen Gary.)

Kuva 2.25: Plasma β :n vaihtelu Auringon atmosfäärissä. Koronan kaaret ovat kuumaa ja tiheää plasmaa (korkea β -arvo) kun taas korona itse on harvaa mutta erittäin kuumaa ja heikosti magneettista plasmaa (matala β -arvo). Tämä saattaa johtaa epästabiilisuuteen, jolloin kyseessä on ns. ballooning instability. (Tässä voisi olla vaihtoehtoinen selitys rekonnektiolle? Tätä tarjotaan myös selitykseksi sille, miksi pluumit hajoavat eli ns. 'high- β disruption'.)

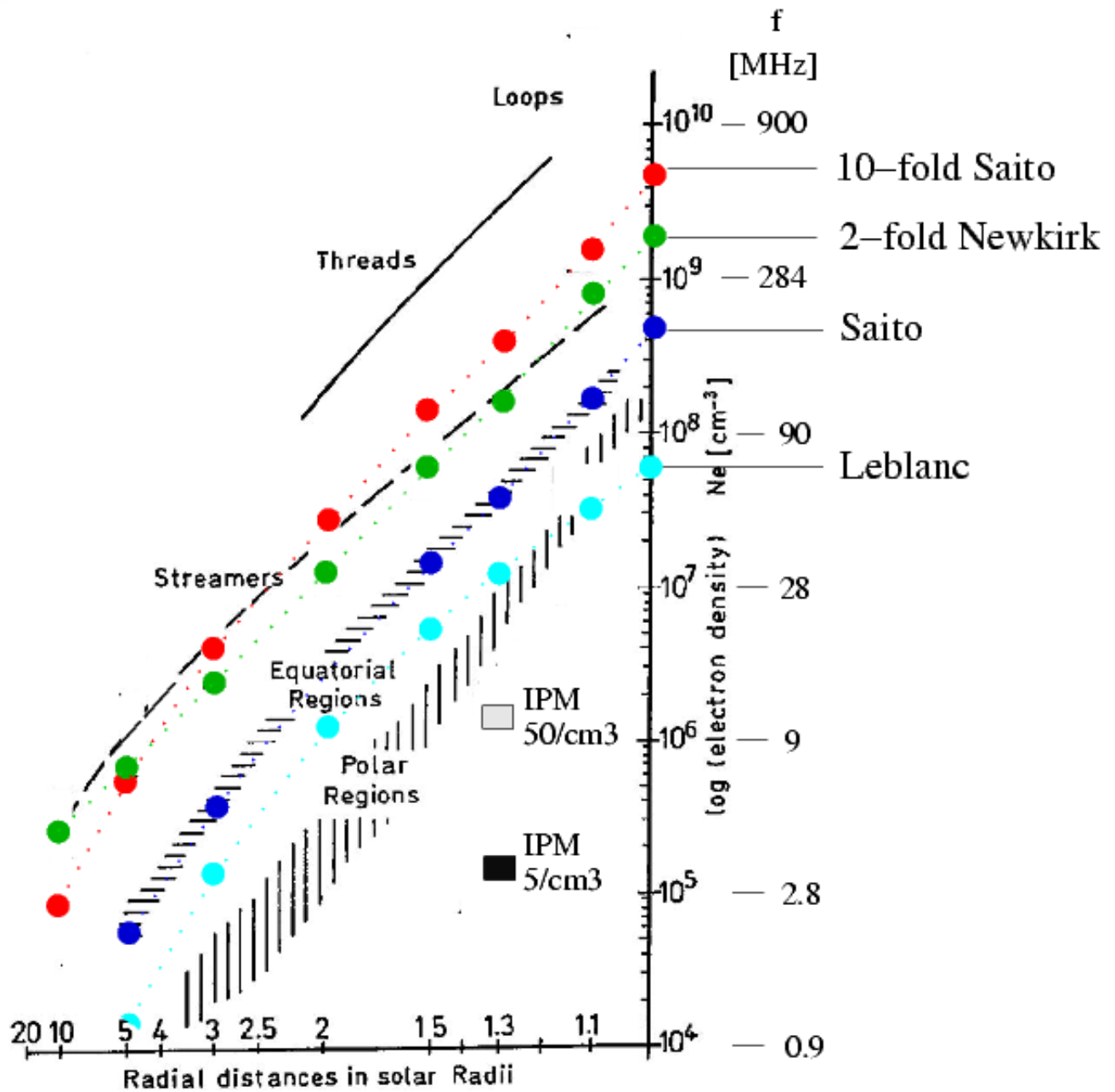
jossa $k_1 = 3.09 \times 10^8$, $k_2 = 1.58 \times 10^8$, ja $k_3 = 0.0251 \times 10^8$, yksiköt kuten Newkirkin mallissa.

Koska molemmat perusmallit kuvaavat aika huonosti aktiivisten alueiden tiheämpiä rakenteita, mallien edessä käytetään erilaisia kertoimia: esim. 2-fold Newkirk tarkoittaa $n = 2 \times 4.2 \times 10^4 \times 10^{4.32/r}$. 10xSaito on usein käytetty malli kuvaamaan tiheitä magneettikentän kaaria, mutta malli ei tietenkään toimi kovin hyvin suurilla etäisyyksillä Auringon pinnasta.

Interplanetaarinen (IP) approksimaatio perustuu relaatioon $n_e \sim R^{-2}$ ja on muotoa

$$n_e = \frac{n_0}{R_d^2} \quad (2.13)$$

jossa n_0 (cm^{-3}) on plasman tiheys lähellä maata (1 AU:n etäisyydellä), ja R_d (AU) on etäisyys Auringosta. Tämä malli ei toimi Auringon koronassa koska sen antamat hiukkastiheydet ovat aivan liian pieniä lähellä Auringon pintaa.



Kuva 2.26: Elektronitiheys Auringon koronassa: viivoitetut alueet perustuvat auringonpimenysten yhteydessä tehtyihin havaintoihin (S. Koutchmy) ja pallot kuvaavat eri mallien (Saito, Newkirk, Leblanc et al.) antamia tiheys-korkeus arvoja. Laatikoissa ovat IP mallin mukaiset tiheydet koronassa jos elektronitiheys Maan lähellä on 5 cm⁻³ (aktiivisuusminimi) tai 50 cm⁻³ (aurinkomaksimi).

2.12 Magneettikentän voimakkuus Auringon atmosfäärissä

Auringon atmosfäärin magneettikenttää voidaan approksimoida esim. kaavalla (Vainio & Khan, ApJ 2004)

Taulukko 2.1: Laskettuja hiukkastiheyksiä ja plasmataajuuksia eri etäisyyksillä h (R_\odot) Auringon keskipisteestä ($R_\odot=1$ fotosfäärin pohjalla)

f_p (MHz)	λ (m)	n_e (cm^{-3})	h Saito	h Hybrid	h 2×Newkirk	h 10×Saito	h Leblanc ^a	h IP ^a
500	0.6	3.1×10^9	-	-	-	1.035	-	-
400	0.75	2.0×10^9	-	-	-	1.076	-	-
300	1	1.1×10^9	-	1.044	1.050	1.142	-	-
200	1.5	4.9×10^8	-	1.117	1.147	1.258	-	-
100	3	1.2×10^8	1.131	1.305	1.368	1.560	-	-
70	4.3	6.0×10^7	1.226	1.453	1.514	1.758	-	-
50	6	3.1×10^7	1.342	1.637	1.682	1.989	1.10	-
30	10	1.1×10^7	1.584	2.010	2.040	2.403	1.31	-
14	21.4	2.4×10^6	2.07	2.78	2.96	3.33	1.71	-
12	25	1.8×10^6	2.19	2.96	3.24	3.57	1.80	-
10	30	1.2×10^6	2.36	3.24	3.74	3.97	1.93	-
9	33.3	1.0×10^6	2.44	3.38	4.00	4.17	2.00	-
8	37.5	7.9×10^5	2.56	3.57	4.44	4.47	2.09	-
7	42.9	6.0×10^5	2.72	3.81	5.05	4.86	2.20	-
6	50	4.4×10^5	2.90	4.10	6.00	5.38	2.33	-
5	60	3.1×10^5	3.13	4.46	7.61	6.06	2.49	-
4	75	2.0×10^5	3.49	4.96	11.46	7.09	2.72	1.02
3	100	1.1×10^5	4.07	5.75	>30	8.88	3.07	1.37
2	150	4.9×10^4	5.18	7.07	>>	12.17	3.69	2.06
1	300	1.2×10^4	8.58	10.36	>>	21.30	5.42	4.16

a) $n_0=4.5 \text{ cm}^{-3}$ 1 AU:n etäisyydellä

$$B \sim 1.7 \left(\frac{R_\odot}{R} \right)^3 + 1.3 \left(\frac{R_\odot}{R} \right)^2 \text{ gaussia}, \quad (2.14)$$

joka toimii ekvaattoritasossa.

Kaava (Dulk & McLean, Solar Physics 1978) pätee parhaiten etäisyyksillä 1.02–10 R_\odot .

$$B(r) = 0.5 \left(\frac{r}{R_\odot} - 1 \right)^{-1.5} \text{ gaussia}. \quad (2.15)$$

On kuitenkin huomioitava, että magneettikentän voimakkuus voidaan mitata suoraan vain Auringon fotosfäärissä Zeemanin ilmiön avulla. Koronassa voidaan epäsuorasti mitata kentänvoimakkuus radiosäteilyn avulla (ks. gyrosynkrotronisäteily). Usein laskuissa käytetäänkin 'todennäköisiä vaihteluvälejä'.

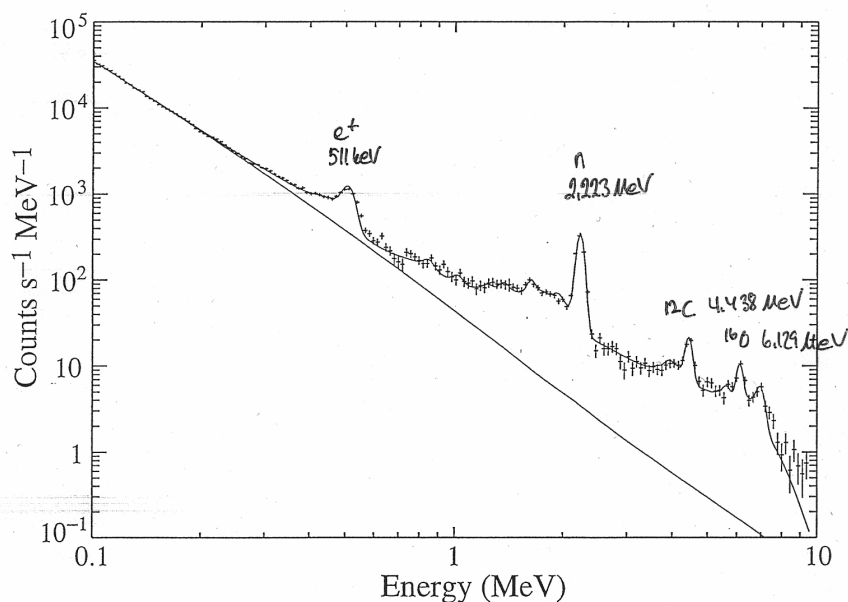
Luku 3

Säteilymekanismit

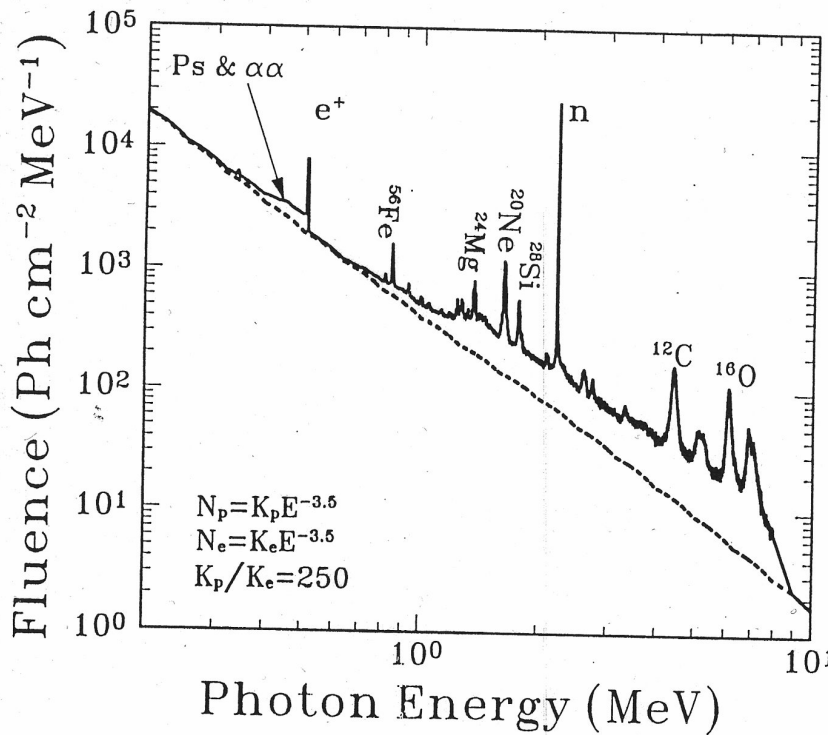
3.1 Atomien, molekyylien ja alkeishiukkasten säteily

Alkeishiukkasten vuorovaikutus (viivaspektri)

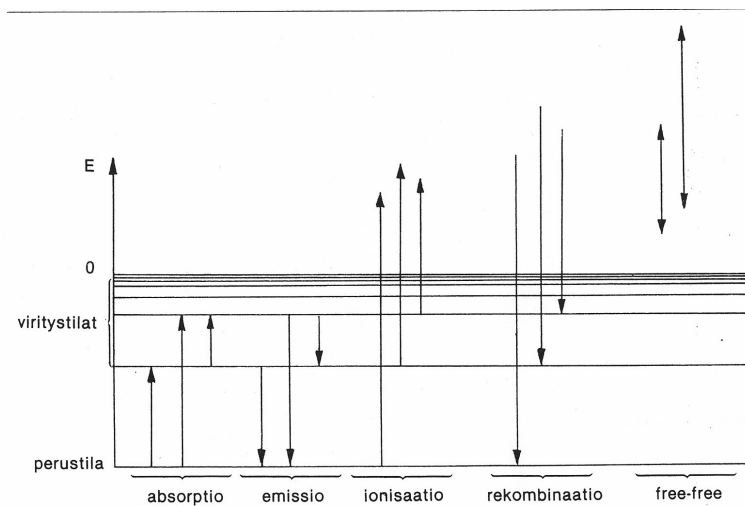
- Elektroni-positroni annihilaatio (511 keV) $e^+ + e^- \rightarrow 2\gamma$
- Neutroni-sieppaus (2.22 MeV) $^1H + n \rightarrow ^2H + \gamma$
- Viritystilojen laukeaminen



Kuva 3.1: Auringonpurkaushavainto 4.6.1991, tärkeimmät γ -viivat selvästi havaittavissa. Nobeyaman rekisteröimä radiovuo 80 GHz:llä oli 140 000 sfu:ta (1,4 miljardia janskya)!

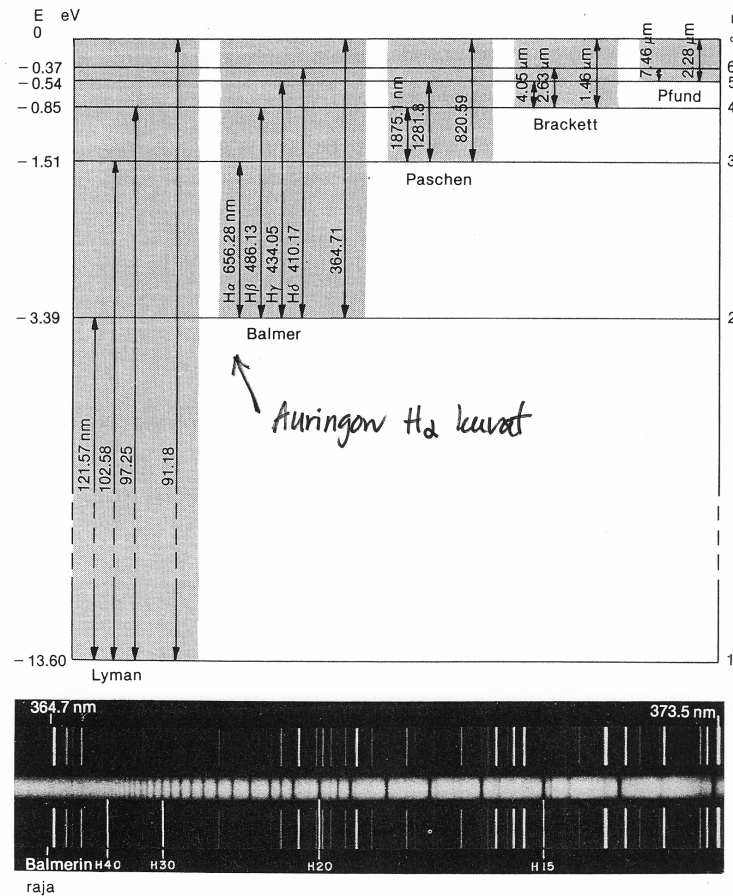


Kuva 3.2: Auringonpurkausten emissio γ -alueella: elektroni-positroni annihilaatio (e^+ , 511 keV), alla positroni-positroni annihilaation aikaansaama kontinuumisäteily (Ps) ja α -reaktiot, neutronsieppaus eli deuteriumin sidosenergiaa vastaava kapea viivasäteily (n, 2.223 MeV), sekä lukuisia viritystilojen laukeamisesta syntyviä viivoja (1.634 MeV, 4.438 MeV, 6.129 MeV, jne.) Neutroneja syntyy paljon hiukkaskiihdytyksen yhteydessä, heliumin hajotessa.



Kuva 5.2. Atomin energiatilojen väliset siirtymätyypit. Kahden sidotun tilan välillä tapahtuvat absorptio ja emissio, sidotun ja vapaan tilan välillä ionisaatio ja rekombinaatio. Atomin vuorovaikutus vapaan hiukkasen kanssa voi johtaa free-free-siirtymään.

Kuva 3.3: Spektri viivojen synty (Tähtitieteen perusteet, Ursa)



Kuva 5.4. Vetyatomin energiatilojen välisiä siirtymiä. Alla on osa tähden HD 193182 spektriä Balmerin ionisaatiorajan ($\lambda = 364.7$ nm) tuntumasta. Keskellä kulkevan tähden spektrin molemmin puolin on raudan emissiospektri, jonka avulla tähden spektriviivat on tunnistettu. Vedyn Balmerin sarja on tähden spektrissä absorptioviivoina. Viivojen tiheneminen kohti ionisaatiorajaa näkyy selvästi. Viivan symbolissa esiintyvä numero on ylemmän energiatilan kvanttiluku n . (Alakuva Mt. Wilson Observatory)

Kuva 3.4: Yksi tärkeimmistä Auringon kromosfäärin emissioviivoista, $H\alpha$ (vedyn alfa-viiva), ja sen synty 6563 \AA aallonpituudella. $H\alpha$ 'siivet' (wings) ovat 0.7 \AA spektriviivan keskustan molemmin puolin.

Bound-bound (energiatilat kvantittuneet - viivaspektri)

- absorptio
- emissio

Bound-free (kontinuumi)

- ionisaatio

Free-bound (kontinuumi)

- rekombinaatio

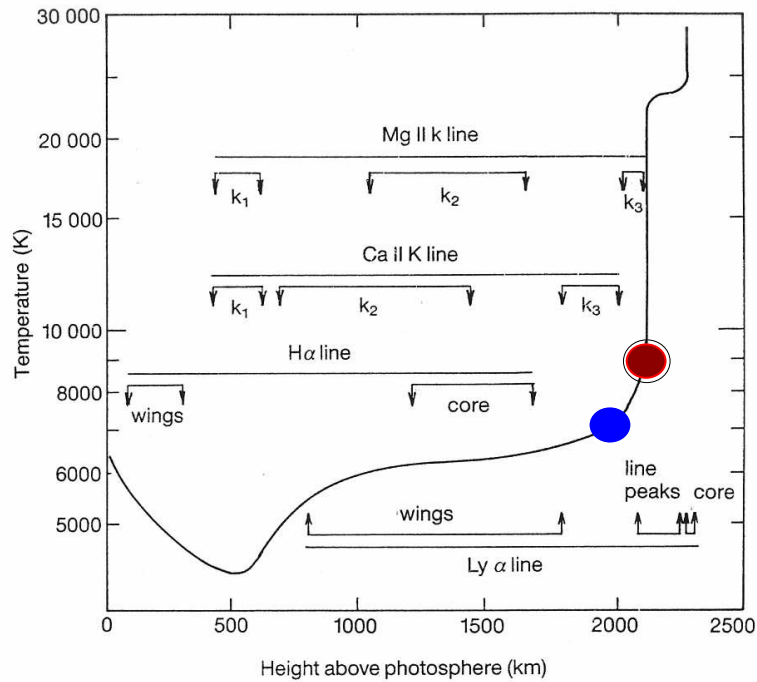


Fig. 4.12 The variation of temperature with height in the solar atmosphere up to the transition region for an average quiet-sun region. Also indicated are the height ranges over which the $H\alpha$ and $Ly-\alpha$, Ca II H and K, and Mg II h and k lines are formed. (After Vernazza, Avrett and Loeser (1981))

- 13 mm radio emission (quiet Sun, plasma limit)
- 3 mm radio emission (quiet Sun, plasma limit)

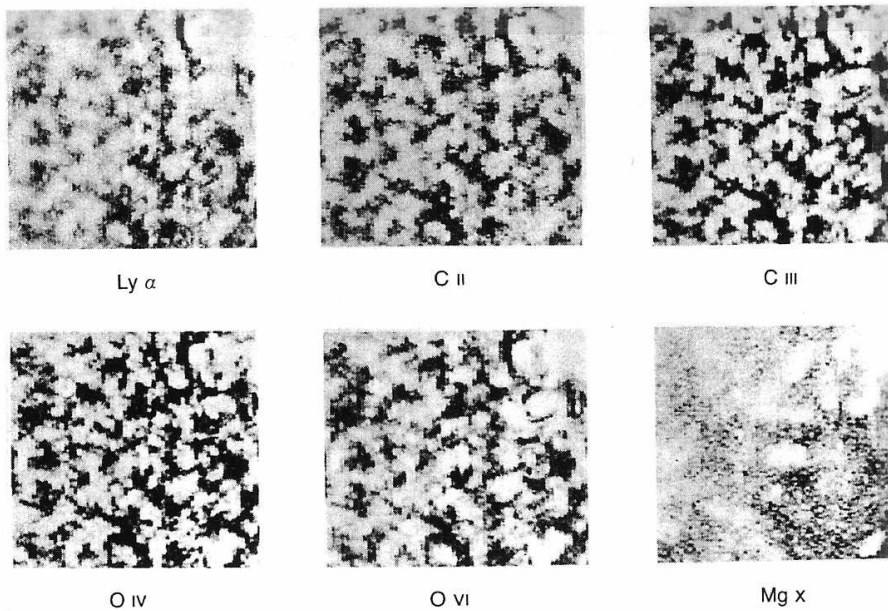


Fig. 4.11 Six *Skylab* images of a quiet-sun region taken in ultraviolet spectral lines in a temperature range from the chromospheric Lyman- α to the coronal Mg X. The chromospheric network becomes progressively more blurred. (Courtesy R. Noyes, Harvard College Observatory and NASA)

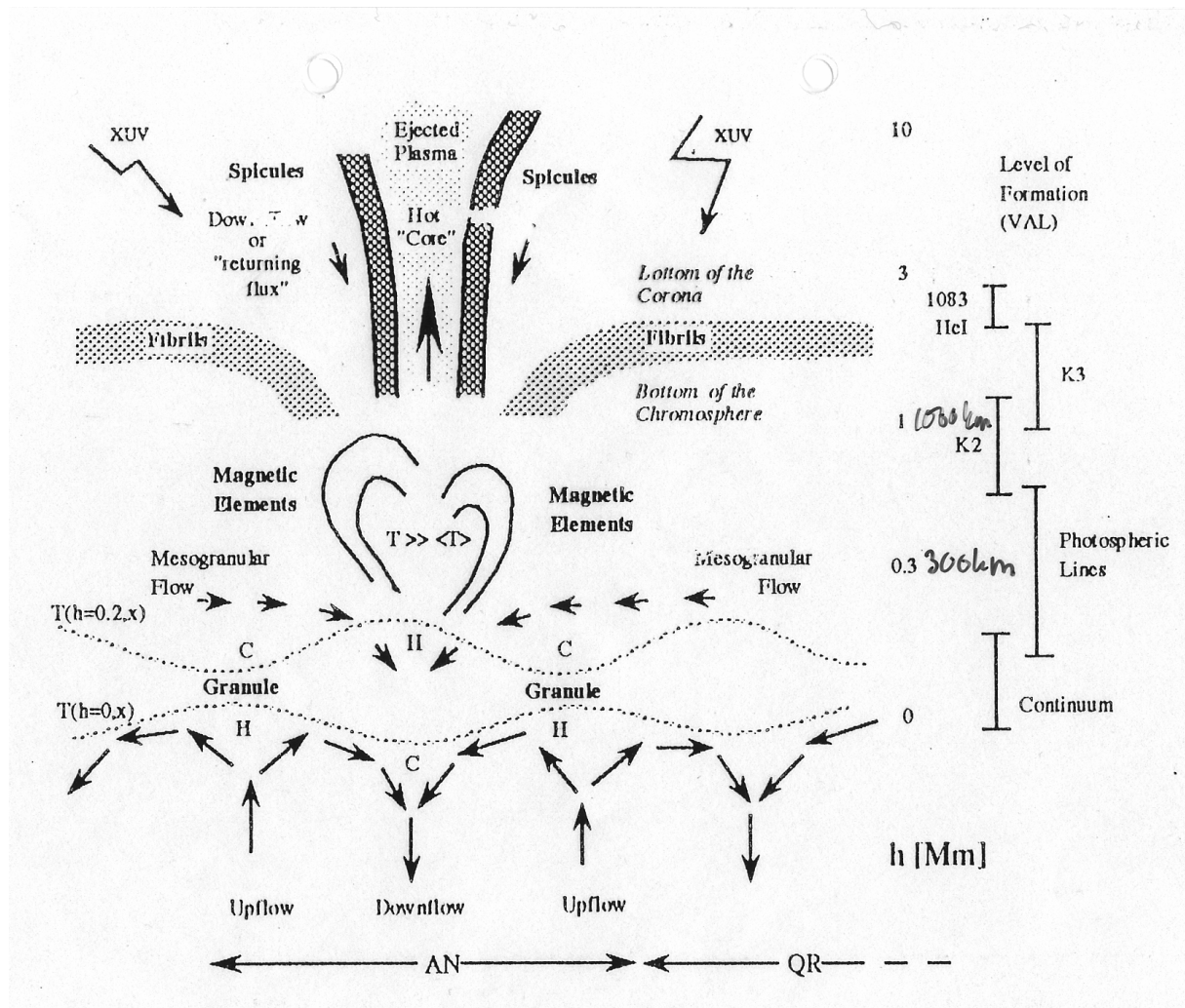


Table 4.2. Radiation losses in the solar atmosphere

Atmospheric region	Temperature (K)	Height above photosphere ^a (km)	Main contributors to radiation
Temp. minimum	4 400	500	
Low to mid-chromosphere	6 000	1 000–2 000	H α , Ca II H and K, Mg II h and k lines
Upper chromosphere	20 000	2 200 ^b	Hydrogen Lyman- α
Transition region	100 000	2 500	UV lines (e.g. C IV, 155 nm)
Corona	2×10^6	>5 000	Soft X-rays

Notes:

^a Defined to be optical depth unity at 500 nm, solar disc centre.

^b Note spicules occur up to 9000 km height.

Sources: Data from Athay (1981) and Vernazza, Avrett and Loeser (1981).

Table 5.2. *Typical properties of coronal features*

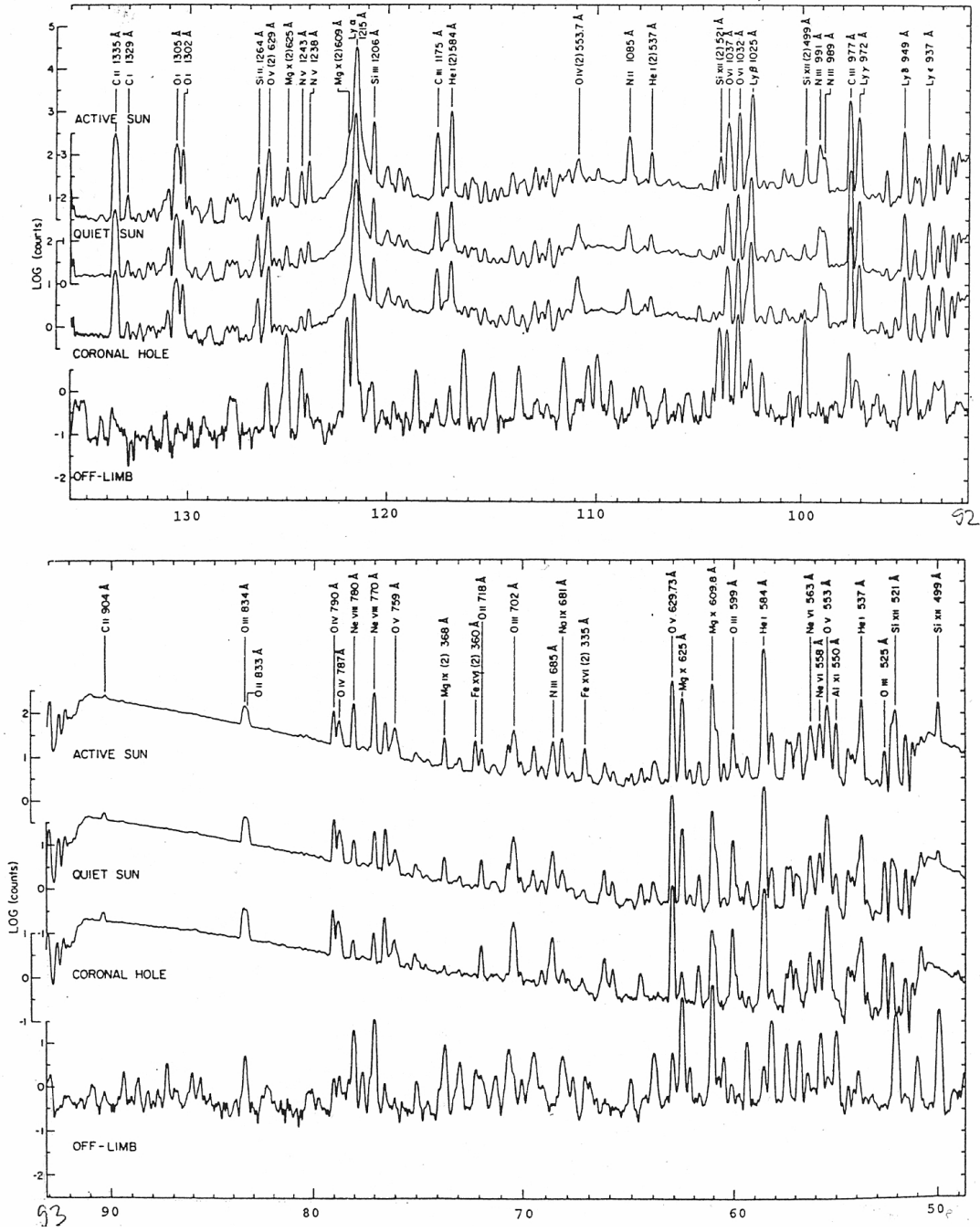
Feature	Typical dimension (in 10^3 km)	Temperature (10^6 K)	Particle density (per cubic metre)
Coronal hole:			
low-latitude	300–600	1–1.5	4×10^{14}
polar	700–900		
Large-scale structure	>100	1.6	1.6×10^{15}
Active regions	10	2–4	$1-7 \times 10^{15}$
X-ray bright point	5–20	2.5	1.4×10^{16}

Table 4.1. *Some prominent ultraviolet emission lines*

Wavelength (nm)	Identification	Temperature of formation (K)
17.1	Fe IX	900 000
17.48	Fe X	1 100 000
18.04	Fe XI	1 300 000
19.5	Fe XII	1 500 000
21.9	Fe XIV	1 800 000
23.4	Fe XV	2 000 000
24.9	Ni XVII	2 500 000
25.1	Fe XVI	2 200 000
25.6	He II	50 000
26.3	Fe XVI	2 200 000
26.5	Fe XIV	1 800 000
28.4	Fe XV	2 000 000
30.4	He II	50 000
33.5	Fe XVI	2 200 000
36.8	Mg IX	1 000 000
46.5	Ne VII	500 000
55.4	O IV	160 000
62.5	Mg X	1 100 000
99.7	C III	70 000
103.2	O VI	320 000
117.6	C III	70 000
120.6	Si III	30 000
121.5	H I ^a	20 000
124.0	N V	200 000
133.5	C II	20 000
139.4	Si IV	60 000
140.3	Si IV	60 000
153.3	Si II	14 000
155.0	C IV	110 000
164.0	He II	50 000
165.7	C I	<10 000
167.0	C I	<10 000
180.8	Si II	14 000
181.7	Si II	14 000

Note:

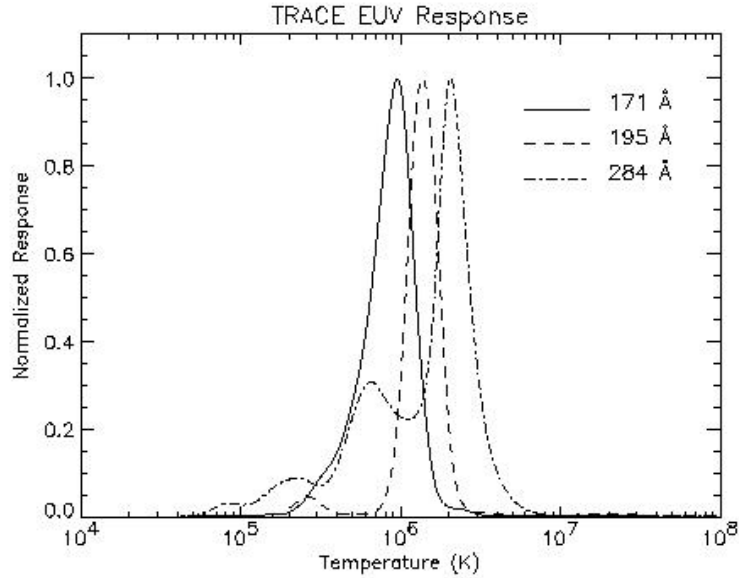
^a Lyman- α of neutral hydrogen.



3.2 Plasdiagnoosiikka spektriviivojen avulla

- Viivojen tunnistus (CHIANTI database)
- Lämpötila T (K, spektrisovitus tai filterisuhde)
- Emissiomitta EM (cm⁻³, spektrisovitus tai filterisuhde)
- Elektronitiheys N (cm⁻³, TEM = ∫₀^V N² dV = N² V)

Mason & Monsignor Fossi, Astron. Astrophys. Rev. 6 (1994), 123-179



Kuva 3.5: Plasmadiagnostiikka on mahdollista vain jos viiva on tarpeeksi kapea, esimerkiksi TRACE-satelliitin laajakaistainen päästö ei mahdollista lämpötilan ja emissiomitan laske- mista (SOHO EIT on yhtä huono tähän tarkoitukseen), on käytettävä esim. SOHO:n CDS- ja SUMER-laitteita.

3.3 Jarrutussäteily

Free-free (kontinuumi)

- terminen bremsstrahlung
- ei-terminen bremsstrahlung

Termisen jarrutussäteilylähteen radiokirkkautta voidaan approksimoida (esim. Lang, 1980)

$$B_\nu = 2.98 \times 10^{-39} \frac{(24.5 + \ln T - \ln \nu)}{T^{1/2}} EM_r \quad (3.1)$$

jossa $EM_r = \int N^2 dL$ (cm^{-1} , säteilylähteen 'paksuus').

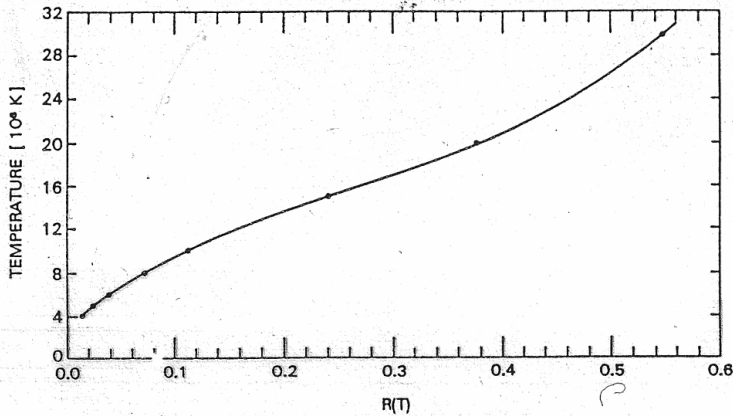
Esimerkki:

Termisen jarrutussäteilyn määrä radiotaajuuksilla (optisesti ohut radiospektrin osa), oletukse- na tietty plasmavolumi yhdessä homogeenisessa lämpötilassa, joka säteilee vastaavan määrän röntgenalueella.

Emissiomitta radiolla $EM_r = \int N^2 dL$ (cm^{-1}) muutetaan emissiomitaksi röntgenillä $EM_x = \int N^2 dV$ (cm^{-3}), lämpötila ilmaistaan kelvineinä (K) ja taajuus ν hertseinä (Hz), radiovuo on silloin solar flux units eli $\text{sfu} = 10^{-19} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ eli $10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ eli 10^4 Jy .

Thomas, Star & Crannell (1985): T(R) ja EM_x GOES-satelliitin mittauksista:

EXPRESSIONS TO DETERMINE TEMPERATURES AND
EMISSION MEASURES FOR SOLAR X-RAY EVENTS FROM
GOES MEASUREMENTS



NOAA-NGDC
GOES-satellite,
full sun

Fig. 3. Calculated points for the effective plasma temperatures as a function of detector ratios, and our analytic fit to them given by Equation (9).

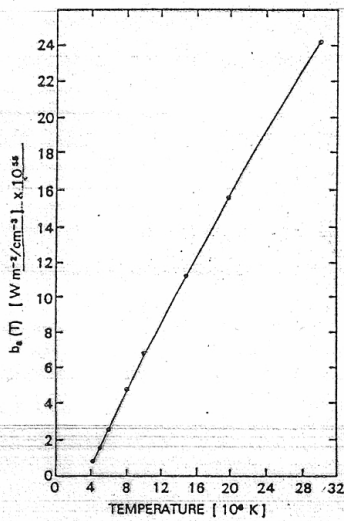


Fig. 4. Calculated points for the response per unit emission measure of the 1 to 8 Å GOES detector as a function of temperature of the emitting plasma. Our analytic fit to these points as given by Equation (10) is also shown.

$$R(T) = B_4/B_8 = b_4(T)/b_8(T).$$

$$T(R) = 3.15 + 77.2R - 164R^2 + 205R^3,$$

$$10^{25} b_8(T) = -3.86 + 1.17T - 1.31 \times 10^{-2} T^2 + 1.78 \times 10^{-4} T^3$$

$$EM = B_8/b_8(T).$$

$$EM = 10^{25} B_8 / (10^{25} b_8(T)).$$

B_i - flux value above flare background $\left\{ \begin{array}{l} B_8 = 1-8 \text{ \AA} \\ B_4 = 0.5-4 \text{ \AA} \end{array} \right.$
 b_i - temperature dependent part of the detector's response

T - plasma temperature, 10^6 K

EM - emission measure, cm^{-3}

© Solar Phys. 95 (1985) 323-329

Bremsstrahlung emissivity

64

$$E_\nu = \frac{8}{3} \left(\frac{2\pi}{3}\right)^{1/2} \frac{Z^2 e^6}{m^2 c^2} \left(\frac{m}{kT}\right)^{1/2} N_i N_e g(\nu, T) e^{-h\nu/kT}$$

$$= 5.4 \cdot 10^{-39} \frac{N^2}{T^{1/2}} e^{-h\nu/kT} g(\nu, T) \quad \text{erg/s cm}^3 \text{ Hz rad}$$

radio $h\nu \ll kT \Rightarrow e^{-h\nu/kT} \approx 1$

$$\Rightarrow E_\nu(\text{radio}) = 5.4 \cdot 10^{-39} \frac{N^2}{T^{1/2}} g(\nu, T)$$

For $T > 3.6 \cdot 10^5 \text{ K}$, $g(\nu, T) \approx \frac{\sqrt{3}}{\pi} \ln\left(\frac{4kT}{8h\nu}\right)$

$$\approx (24.5 + \ln T - \ln \nu) \frac{\sqrt{3}}{\pi}$$

$$\Rightarrow E_\nu(\text{radio}) = 2.98 \cdot 10^{-39} \frac{(24.5 + \ln T - \ln \nu)}{T^{1/2}} N^2$$

Brightness

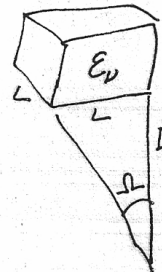
$$\Rightarrow I_\nu = \int E_\nu ds = 2.98 \cdot 10^{-39} \frac{(24.5 + \ln T - \ln \nu)}{T^{1/2}} \cdot EM \cdot L$$

$$(EM = \int N^2 ds)$$

Flux density

$$S = \int I_\nu d\Omega = I_\nu \left(\frac{L}{D}\right)^2$$

(radio: $EM = \int N^2 dL = \int N^2 L$)
 (x-ray: $EM = \int N^2 dV = \int N^2 L^3$)



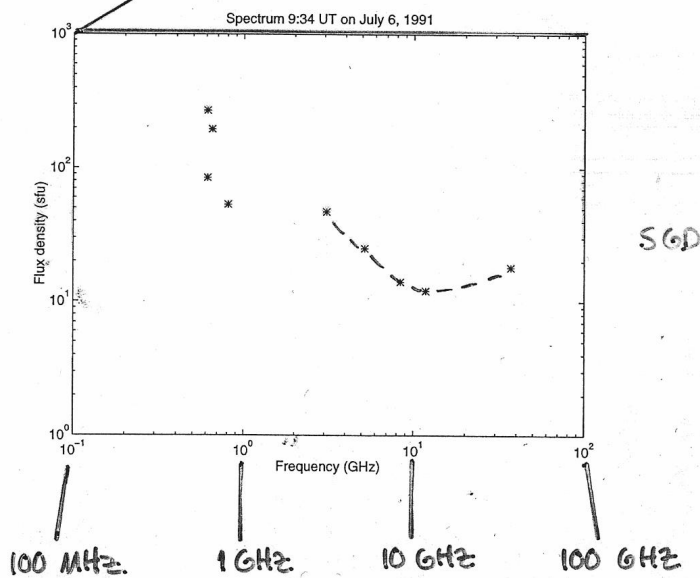
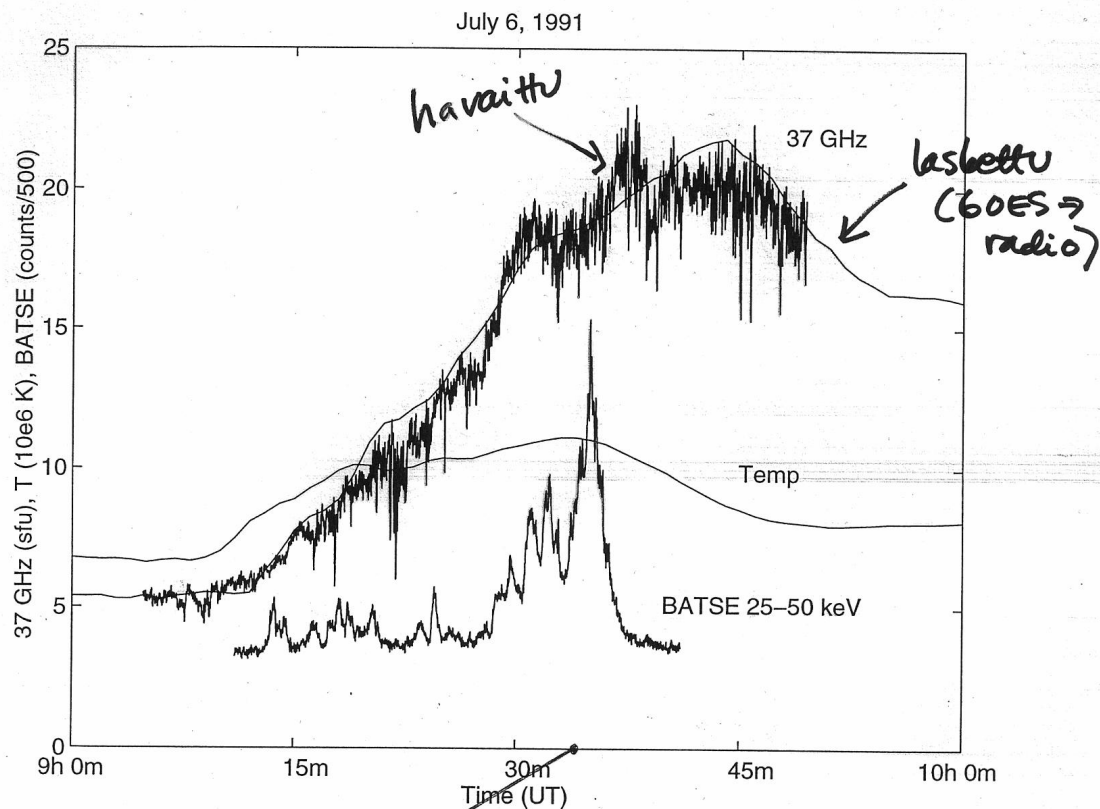
$$D = 1.5 \cdot 10^{13} \text{ cm}$$

$$\Rightarrow S_{\text{radio}} = E_\nu \cdot L \cdot \left(\frac{L}{D}\right)^2 = E_\nu \frac{L^3}{D^2} = \frac{2.98 \cdot 10^{-39} f(T, \nu) \cdot EM_{\text{x-ray}}}{D^2}$$

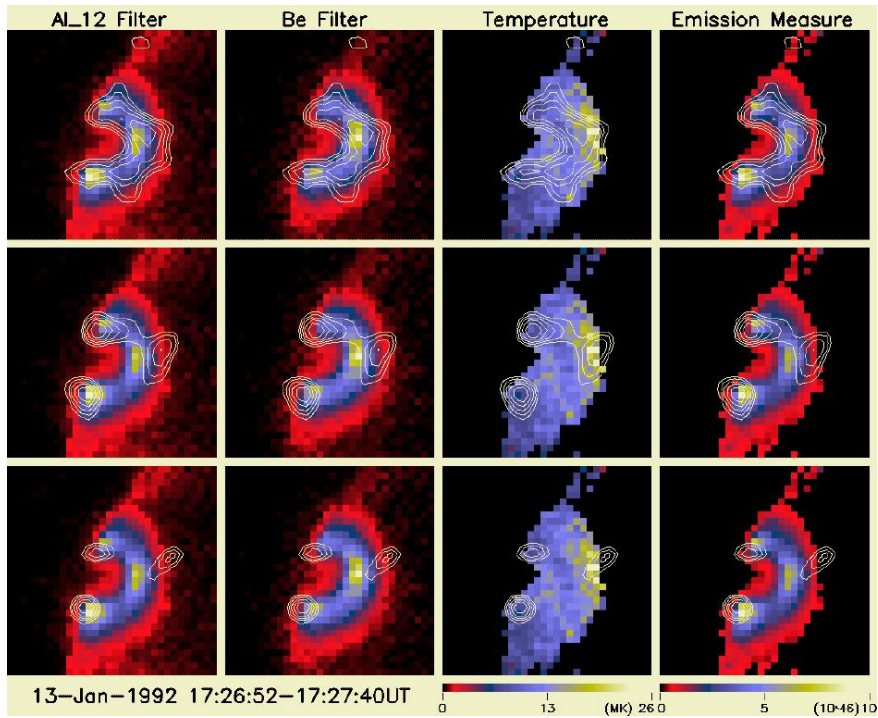
$$= 1.32 \cdot 10^{-65} f(T, \nu) \cdot EM_{\text{x-ray}}, \text{ erg/cm}^2 \text{ Hz}$$

$$= 1.32 \cdot 10^{-68} f(T, \nu) EM_{\text{x-ray}}, \text{ W/m}^2 \text{ Hz}$$

$$= 1.32 \cdot 10^{-46} \left(\frac{24.5 + \ln T - \ln \nu}{T^{1/2}}\right) EM_{\text{x-ray}}, \text{ stU}$$

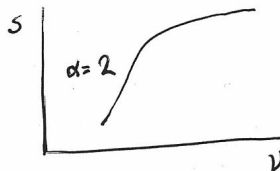
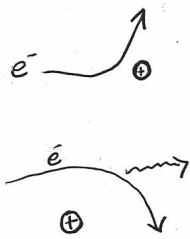


Kuva 3.6: Esimerkki radiosätelystä auringonpurkauksen aikana (kohinainen käyrä, 37 GHz, 'havaittu'), sekä pehmeästä röntgensäteilystä laskettu radiovuo ('laskettu') ja plasman lämpötila ('Temp'). Vertailun vuoksi kuvassa on myös kovan röntgensäteilyn määrä (BATSE).



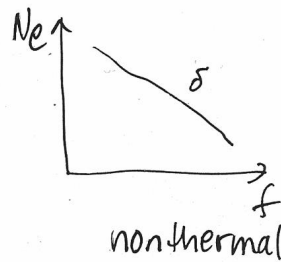
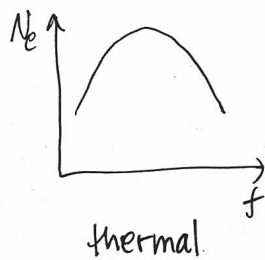
Kuva 3.7: Esimerkki mahdollisesta ei-termisestä jarrutussäteilystä, ns. Masuda-flare (Masudan tohtorinväitöskirjasta, Yohkoh-satelliitin röntgenhavainnoista 1992): kuuman termisen plasma-kaaren yläpuolella näkyy 'ultrakuuma' pieni alue, jonka epäillään syntyneen kiihdyttyneiden ei-termisten elektronien pommituksesta.

BREMSSTRAHLUNG (free-free)



HOT DENSE PLASMA

thermal/nonthermal electron distribution



3.4 Mustan kappaleen säteily (Planck)

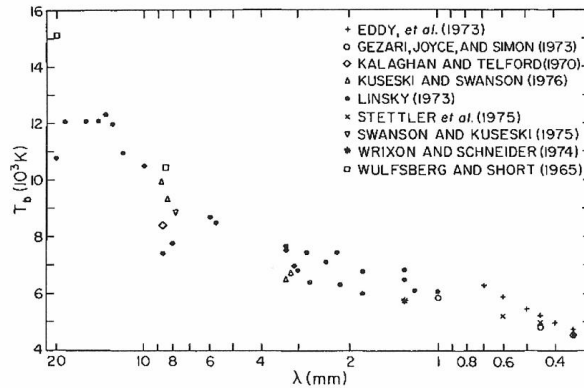
Ideaalinen säteilijä lämpötilassa T säteilee intensiteetillä

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}) \quad (3.2)$$

Radiotaajuuksilla voidaan käyttää Rayleigh-Jeans approksimaatiota ($e^{h\nu/kT} \sim 1 + h\nu/kT + \dots$)

$$B_\nu = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \quad (\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}) \quad (3.3)$$

Lähteen kirkkauslämpötilalla T_b tarkoitetaan lämpötilaa, joka mustan kappaleen tavoin säteilevällä kohteella tulisi olla lähteen säteilyintensiteetin/pintakirkkauden perusteella. Rauhallisen auringon radiosäteily riippuu paitsi kohteen lämpötilasta myös siitä, miten säteily pääsee etenemään väliaineessa. Esimerkiksi pitkät aallonpituudet ($\lambda \sim \text{m}$) eivät pääse läpi paikallisista tihentymistä vaan absorboituvat. Siten esim. millimetriaallonpituudet voivat tulla korkeintaan kromosfäärin yläosasta ja siitä ylöspäin ($T_b \gtrsim 6000 \text{ K}$), senttimetri- ja metriaallot koronasta ja siitä ylöspäin ($T_b \gtrsim 10^6 \text{ K}$).



T_b from Sun-Moon Calibrations

FIG. 5.—Selected brightness temperature observations of the Sun at millimeter wavelengths

Salomonovich (1958), Salomonovich, Koshenko, and Noskova (1959), Staelin *et al.* (1968), Tolbert and Coats (1963), Tolbert and Straiton (1961), Ulich, Cogdell, and Davis (1973), and Wrixon and Hogg (1971).

Figure 5 includes the solar brightness temperatures based on Sun-Moon ratios that have been determined more recently by Wrixon and Schneider (1974), Swanson and Kuseski (1975), and Kuseski and Swanson (1976). We also show the observations at 8.6 mm by Kalaghan and Telford (1970) and at 20 mm by Wulfsburg and Short (1965), and the measurements for $\lambda < 1 \text{ mm}$ by Eddy *et al.* (1973), Gezari, Joyce, and Simon (1973), and Stettler *et al.* (1975).

The observations in Figure 5 show that the brightness temperature generally increases with wavelength throughout the spectral range $\lambda > 0.3 \text{ mm}$.

(dark elements) is between 1.8 and 2.2, although individual image elements show much greater contrast. This contrast suggests that the temperature and density structure of the network boundaries differs from that of the cell centers.

Reeves (1976) has studied the chromospheric network in detail. He has obtained intensity histograms for average quiet areas and established intensity distributions for the cell centers and the network. Following his work we have obtained histograms of the intensity (expressed in terms of count rates) at several wavelengths in the Lyman continuum, the C I continuum, and the L α wing using spectroheliograms such as those in Figure 6. A typical histogram for a wavelength in the Lyman continuum ($\lambda = 90 \text{ nm}$) is shown in Figure 7. This distribution is similar to those derived by Reeves for transition

Kuva 3.8: Auringon kirkkauslämpötiloja eri taajuuksilla mitattiin ahkerasti 1960-70 -luvulla, käyttäen apuna kuun tunnettua kirkkauslämpötilaa.

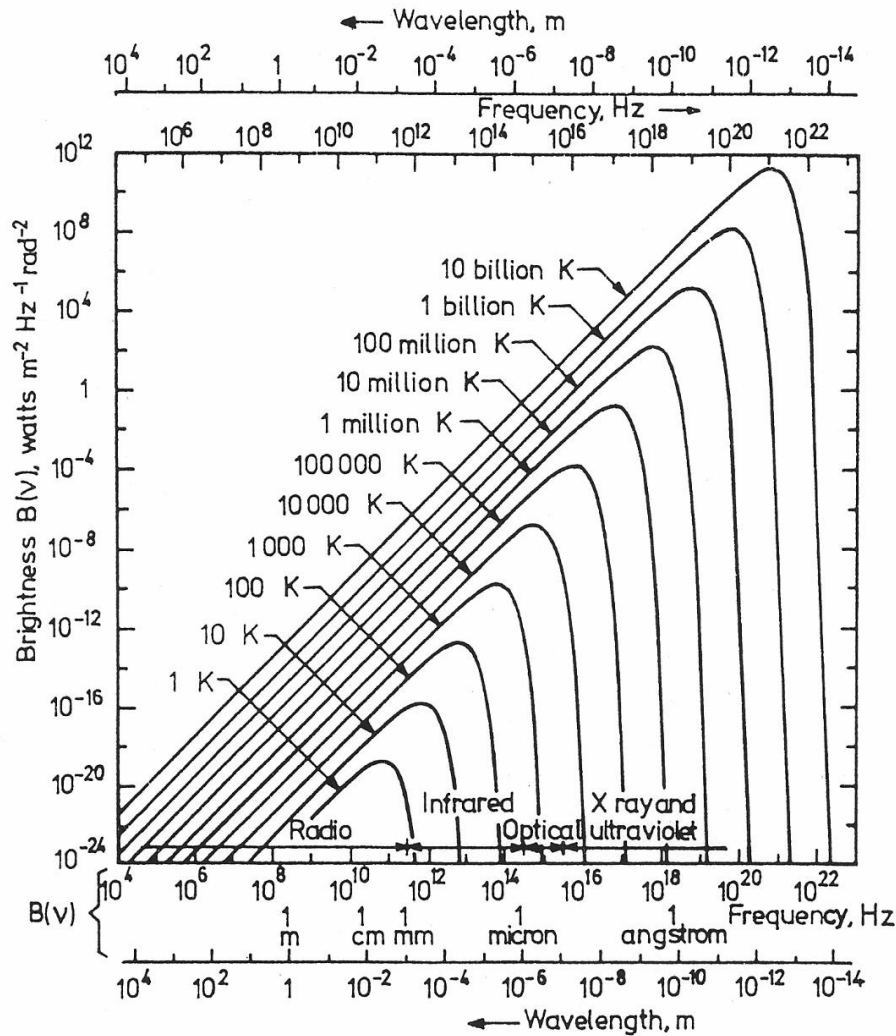


Fig. 1.6. The Planck spectrum for black bodies of different temperatures

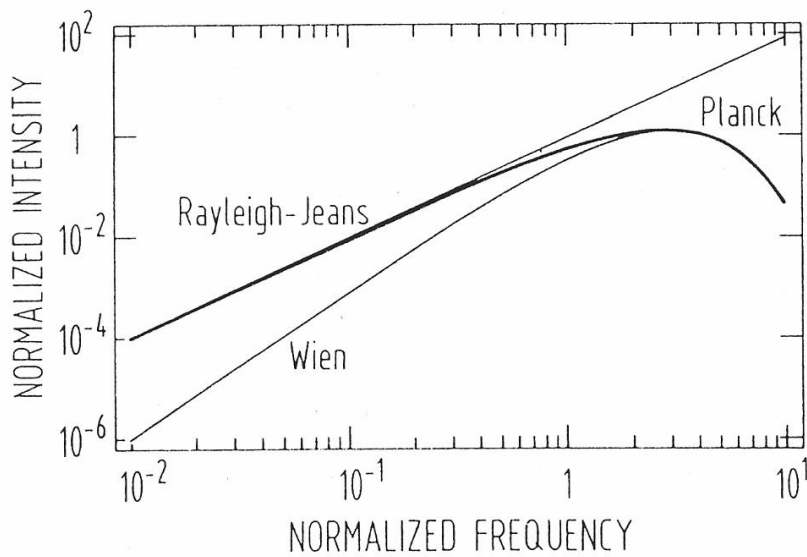
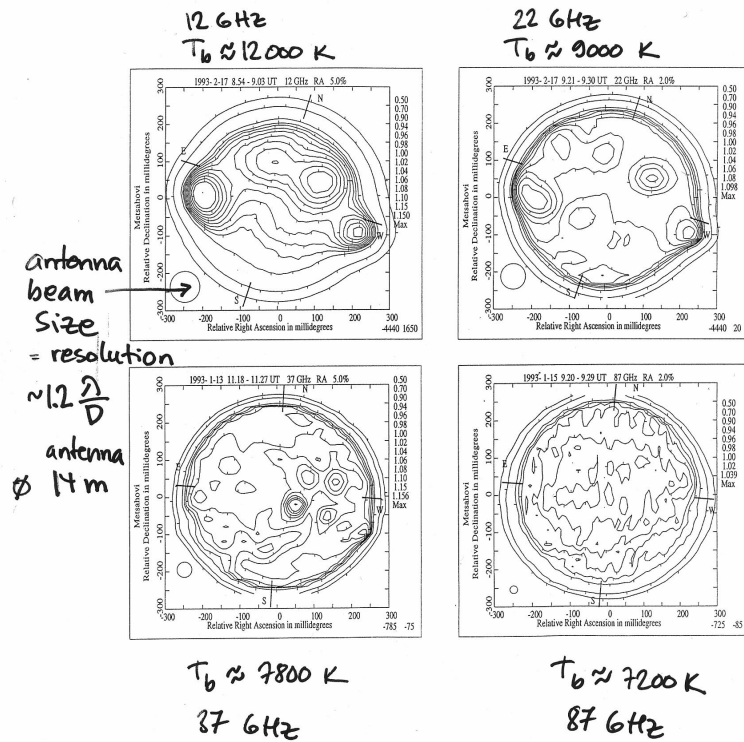


Fig. 1.7. Normalized Planck curve and the Rayleigh-Jeans and Wien approximation

Solar maps measured at different wavelengths



Kuva 3.9: Kirkkauslämpötilat eri radiotaajuuksilla. Huomaa, että antennin keilan koko (= resoluutio) vaikuttaa havaittavien rakenteiden kokoon.

3.5 Synkrotronisäteily

Hiukkaset (terminen/ei-terminen jakauma)+ magneettikenttä

- Gyroresonassi (cyclotron): ei-relativistiset ($\gamma = 1$) hiukkaset
- Gyrosynkrotroni: heikosti relativistiset ($\gamma < 2-3$) hiukkaset
- Synkrotroni: relativistiset hiukkaset

3.5.1 Gyroemission

The gyrofrequency ω_B for a particle with a charge q , mass m , and Lorentz factor γ , gyrating in a magnetic field B , pitch angle ψ being the angle between the B vector and the velocity vector, is in Gaussian units (Lang, 1980)

$$\omega_B = \frac{qB}{\gamma m c} \sin \psi \quad (3.4)$$

The gyrofrequency thus depends on the magnetic field strength B and for non-relativistic electrons the gyrofrequency becomes

$$\nu_B = 2.8 \times 10^6 B \text{ (Hz)}, \quad (B = \text{Gauss}) \quad (3.5)$$

Emission is concentrated at the fundamental frequency ($\omega = \Omega_e$) and at harmonics $s = \nu/\nu_B < 10$

GYROSYNCHROTRON RADIATION

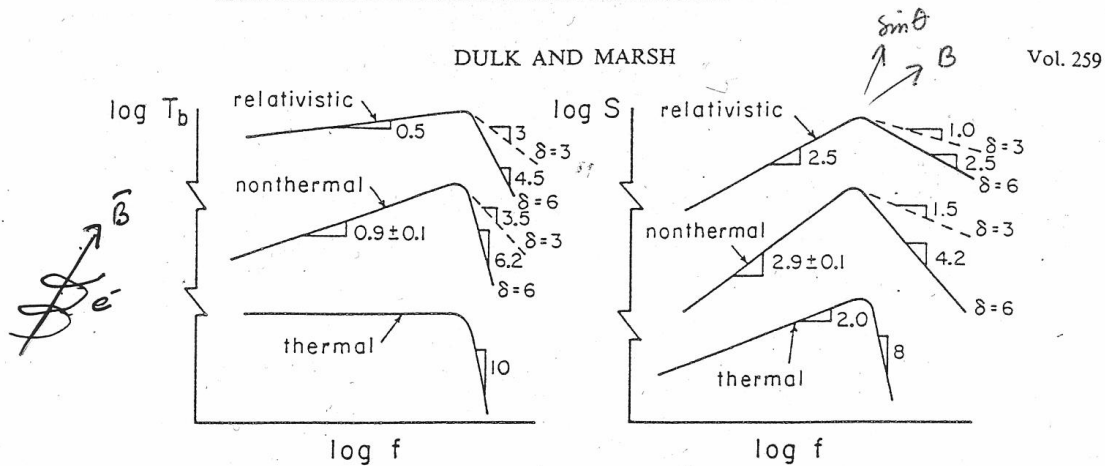
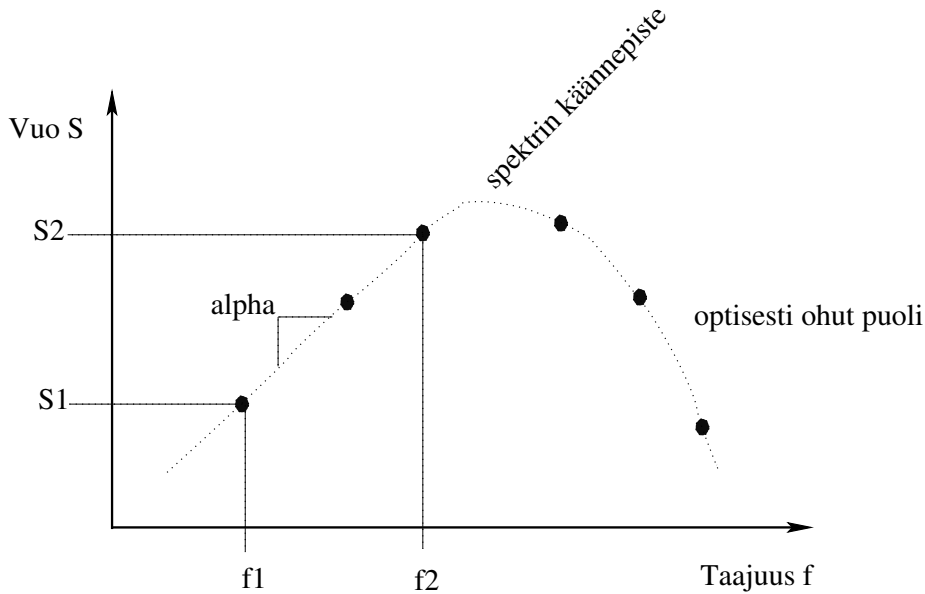


FIG. 2.—Shapes of brightness and flux spectra for thermal and nonthermal electron distributions. The shapes of the curves for relativistic power-law distributions were taken from Ginzburg and Syrovatskii (1965).

δ -electron power law

Astrophys. J. 259
(350-358)



$$\text{SPEKTRI-INDEKSI } \alpha = \frac{\log S_2 - \log S_1}{\log f_2 - \log f_1}$$

Kuva 3.10: Spektri-indeksin α laskeminen. Päätelmiä voidaan tehdä erityisesti optisesti ohuen puolen indeksistä (plasma on niin harvaa, että kaiken säteilyn voidaan olettaa pääsevän havait-sijalle asti, ja indeksillä on mm. suora vastaavuus hiukkasten energiajakaumaan).

3.5.2 Gyrosynchrotron emission: mildly relativistic electrons

For optically thin ($\tau \ll 1$, $\nu > \nu_{peak}$) sources the radio flux density reduces to

$$S_\nu = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int \tau T_{ef} d\Omega = \eta L \Omega \quad (3.6)$$

$$\eta \approx 3.3 \times 10^{-24} 10^{-0.52\delta} (\sin \theta)^{-0.43+0.65\delta} \left(\frac{\nu}{\nu_B}\right)^{1.22-0.90\delta} BN$$

$$\nu_{peak} \approx 2.72 \times 10^3 10^{0.27\delta} (\sin \theta)^{0.41+0.03\delta} (NL)^{0.32-0.03\delta} B^{0.68+0.03\delta} \quad (3.7)$$

These approximations are valid for power-law indices $2 \leq \delta \leq 7$, viewing angles $\theta \geq 20^\circ$, and harmonic numbers $\nu/\nu_B \geq 10$. The original calculations for gyrosynchrotron emission were presented by Ramaty (1969), and are now widely used (computers are more powerful!). These are simplified expressions by Dulk and Marsh (1982)...

3.5.3 Gyrosynchrotron emission: thermal electrons

For thermal electrons with a Maxwellian energy distribution Dulk and Marsh present a simplified expression suitable for semiquantitative analytical modelling for the optically thin spectral region

$$S_\nu = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int \tau T_{ef} d\Omega = \eta L \Omega, \quad \eta \approx 60 \times 10^{-24} \left(\frac{\nu^8}{\nu_B^2}\right) T^8 \sin^6 \theta B^{11} N. \quad (3.8)$$

The spectral peak of thermal gyrosynchrotron emission depends heavily on the plasma temperature and two expressions are given for different temperature ranges:

$$\nu_{peak} \approx 1.4 \left(\frac{NL}{B}\right)^{0.1} (\sin \theta)^{0.6} T^{0.7} B \quad (10^8 < T < 10^9 \text{ K}) \quad (3.9)$$

$$\nu_{peak} \approx 475 \left(\frac{NL}{B}\right)^{0.05} (\sin \theta)^{0.6} T^{0.5} B \quad (10^7 < T < 10^8 \text{ K}) \quad (3.10)$$

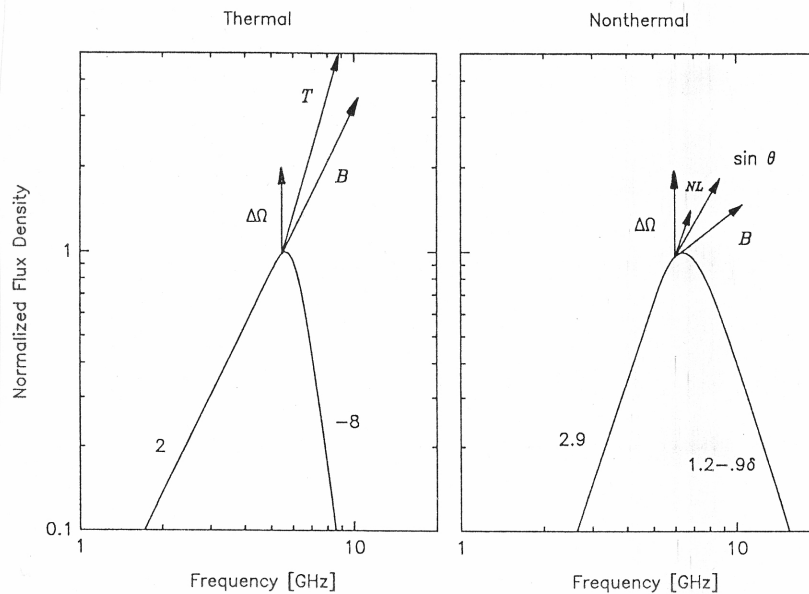
3.5.4 Synchrotron emission: ultrarelativistic electrons

In the case of ultrarelativistic electrons the emission is very strongly beamed in the direction of the electron motion and collisions are rare. The expressions for emissivity and peak frequency in the range $2 \leq \delta \leq 5$ can be written as

$$\eta \approx 8.6 \times 10^{-24} (\delta - 1) \sin \theta \left[\frac{0.175}{\sin \theta} \left(\frac{E_0}{1 \text{ MeV}}\right)^{-2} \frac{\nu}{\nu_B} \right]^{-(\delta-1)/2} BN, \quad (3.11)$$

$$\nu_{peak} \approx 3.2 \times 10^7 \sin \theta \left(\frac{E_0}{1 \text{ MeV}}\right)^{(2\delta-2)/(\delta+4)} \times \left[8.7 \times 10^{-12} \frac{\delta-1}{\sin \theta} NL \right]^{2/(\delta+4)} B^{(\delta+2)/(\delta+4)} \quad (3.12)$$

The emission occurs over a broad band centered at $\nu \approx \nu_B \gamma^2 \sin \theta / 2$, i.e. at harmonic numbers $s \approx (\gamma \sin \theta)^3$.



Kuva 3.11: Terminen ja ei-terminen gyrosynkrotronspektri ja muotoon vaikuttavat tekijät (nuolet kuvaavat muuttumisen suuntaa ja intensiteettiä): lämpötila T , magneettikentän voimakkuus B , lähteen kulmaläpimitta Ω , tiheys \times lähteen pituus NL (katselusuunnassa), katselukulma $\sin \theta$.

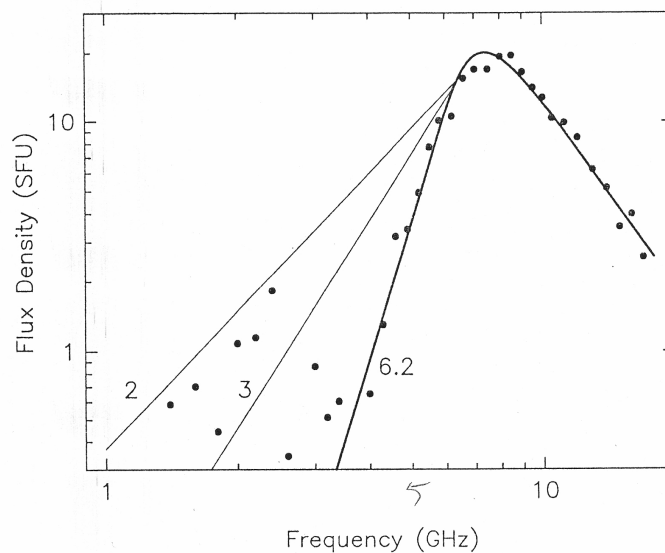
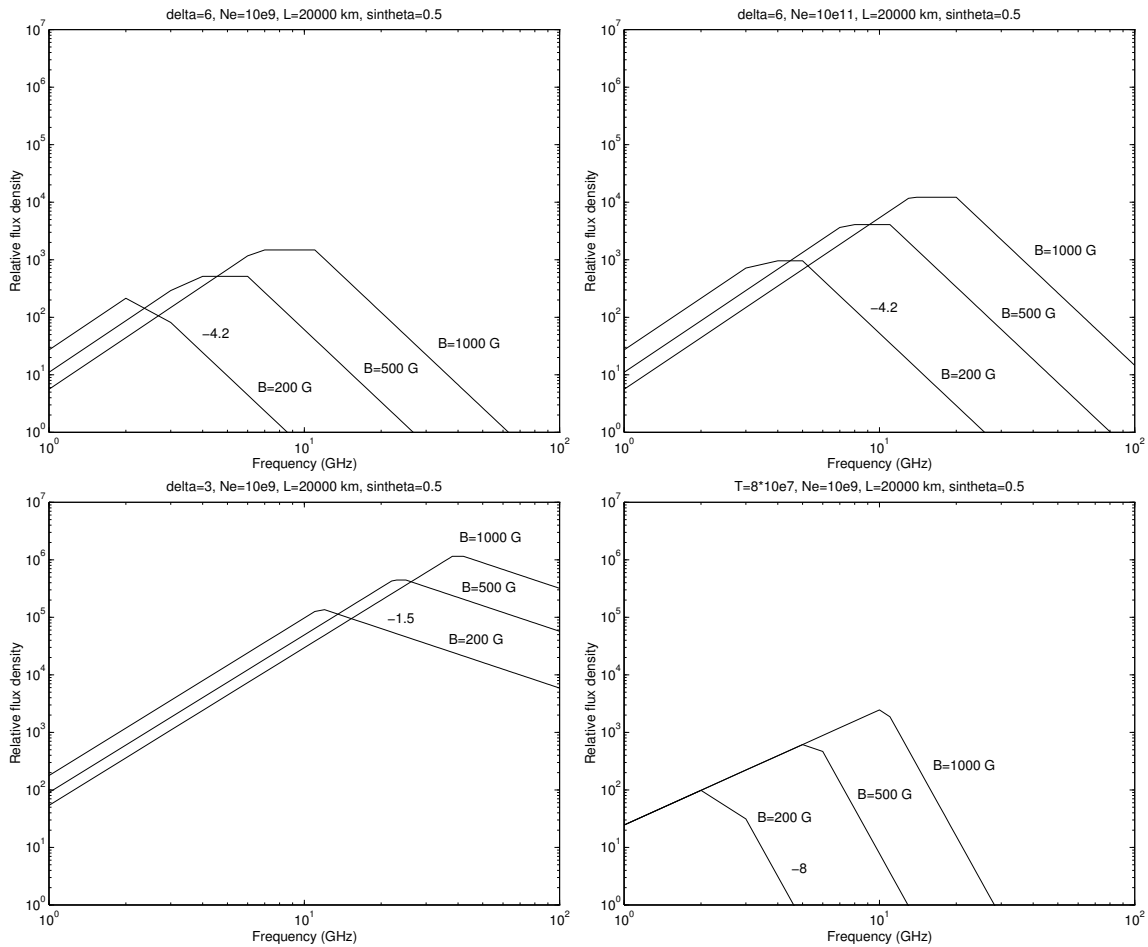


Fig. 8. Example of a spectrum with a steep low-frequency slope. The observed data points and the fit are shown together with the slopes expected from theory for a homogeneous source (about 2 for thermal and about 3 for nonthermal gyrosynchrotron emission).

Kuva 3.12: Purkausspektrin määrittäminen: Spektrin optisesti tiheällä puolella sattaa tulla vaikeuksia määrittää spektri-indeksi monista eri syistä: säteilymekanismeja voi olla monia (esimerkiksi gyroresonanssi-, gyrosynkrotron- tai plasmasäteily) tai lähde ei ole homogeeninen vaan pitää sisällään useita lähteitä, joilla kaikilla on oma spektrinsä. Havaittu spektri voi siis olla näiden kombinaatio. Epäselvyyksiä syntyy varsinkin jos havaintotaajuuksia on vähän. Kuvasa Owens Valleyn mittauksia taajuusalueella 1-18 GHz.



Kuva 3.13: Examples of flux density spectra for gyrosynchrotron emission calculated from the given approximations, for magnetic field values of 200, 500, and 1000 Gauss. Path length L and viewing angle θ remain the same in all cases.

Top left:

flux density spectra for non-thermal gyrosynchrotron emission for $\delta = 6$, $N_e = 10^9 \text{ cm}^{-3}$, $\theta = 30^\circ$, $L = 20\,000 \text{ km}$

Top right:

otherwise similar to top left but now $N_e = 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ (electron density increased)

Bottom left:

otherwise similar to top left but now $\delta = 3$ (population of more energetic electrons present)

Bottom right:

flux density for thermal gyrosynchrotron emission, at plasma temperature $T_{ef} = 8 \times 10^7 \text{ K}$

The figures show how an increasing magnetic field strength and a decreasing electron power law index move the spectral peak towards the higher frequencies, while changes in the source electron density alter the flux density, but do not change significantly the general spectral shape.

Solar burst spectra

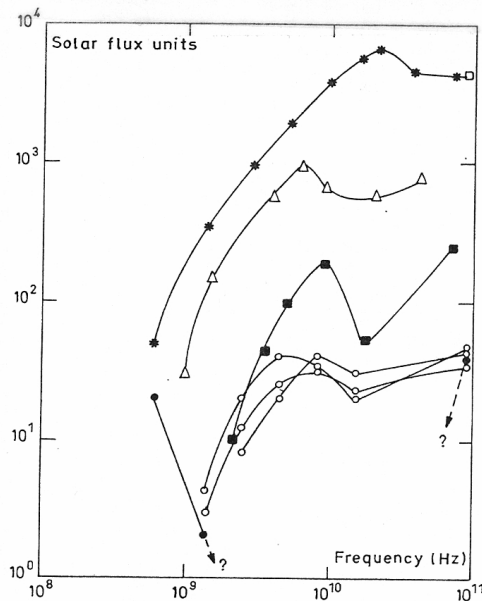


Fig. 3. Examples of solar burst spectra published in the literature, exhibiting a "flattening" towards mm-wavelengths or the superposition of a mm-wave spectral component. These results were obtained by the authors indicated is below. The measurements were taken with relatively poor time resolution and sensitivity. * Croom (1970); □ Cogdell (1972); ○ Shimabukuro (1972); ● Shimabukuro (1970); ■ Akabane et al. (1973); △ Zirin and Tanaka (1973)

P. Kaufmann et al.: Synchrotron/inverse Compton solar burst emission

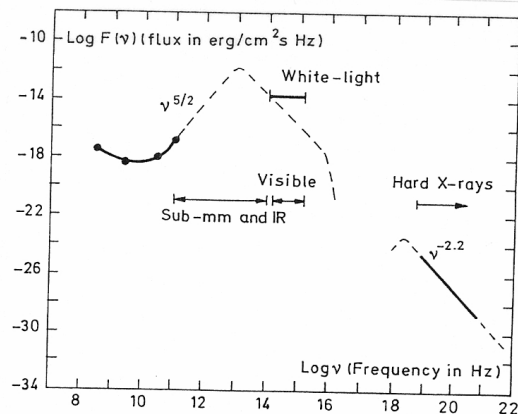
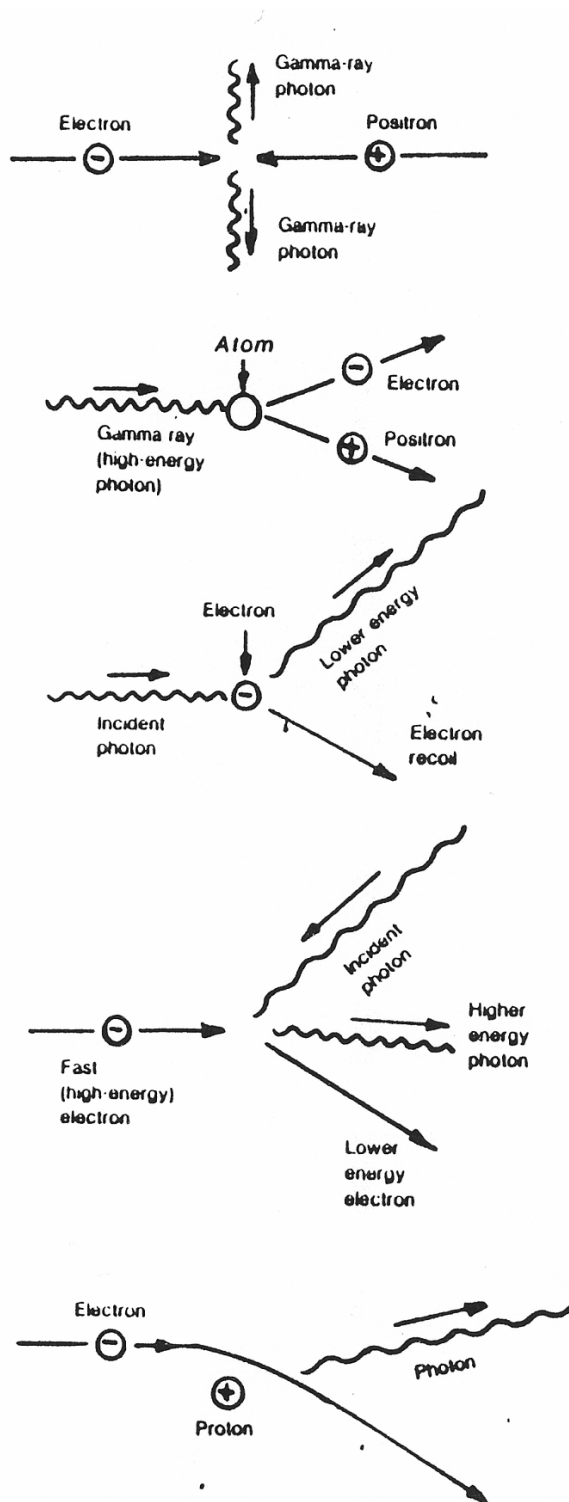


Fig. 4. The presently suggested interpretation associates the observed mm-wave spectrum (solid line for $\lambda \gtrsim 3$ mm) to a synchrotron spectrum peaking in the infrared range. Dashed lines are for a predicted qualitative spectrum at a time $t_0 < t < t_c$. The reported fluxes for white-light continuum in flares are close to the predicted synchrotron fluxes in the visible. Observed hard X-rays (solid line) are explained by inverse Compton quenching on the synchrotron produced photons, accounting for the short time scale durations (≈ 60 ms)

Kuva 3.14: Radiopurkauksissa spektrin käännepiiste on usein välillä 10-20 GHz (tavallinen kentänvoimakkuus, säteilylähte ja elektronien energiajakauma). Joskus kuitenkin radiovuo jatkaa nousuaan kohti korkeampia taajuuksia, ks. kuvan havaintoja. Näitä 'kummallisia' spektrejä on yritetty selittää aurinkotutkimuksen kannalta 'eksotisilla' säteilymekanismeilla kuten käänteisellä Compton-sironnalla, jonka vaikutuksesta säteilyn määrä cm-aaltoalueella vähenisi ja siirtyisi mm- ja röntgenaaltoalueelle (esim. kuuluisa paperi Pierre Kaufmann et al., A&A, 1986).



Matter into radiation. Annihilation of an electron-positron pair produces gamma-ray photons (511 000 electron volt line).

Radiation into matter. Photon transforms into an electron-positron pair on impact with atom. (Radiation into matter).

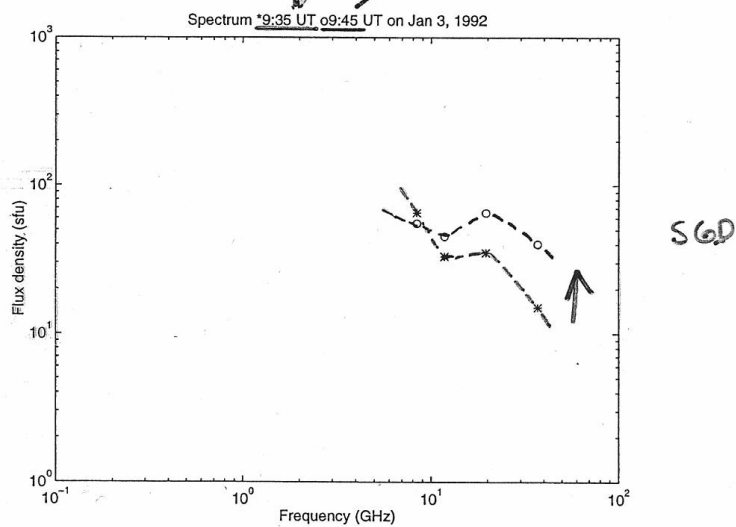
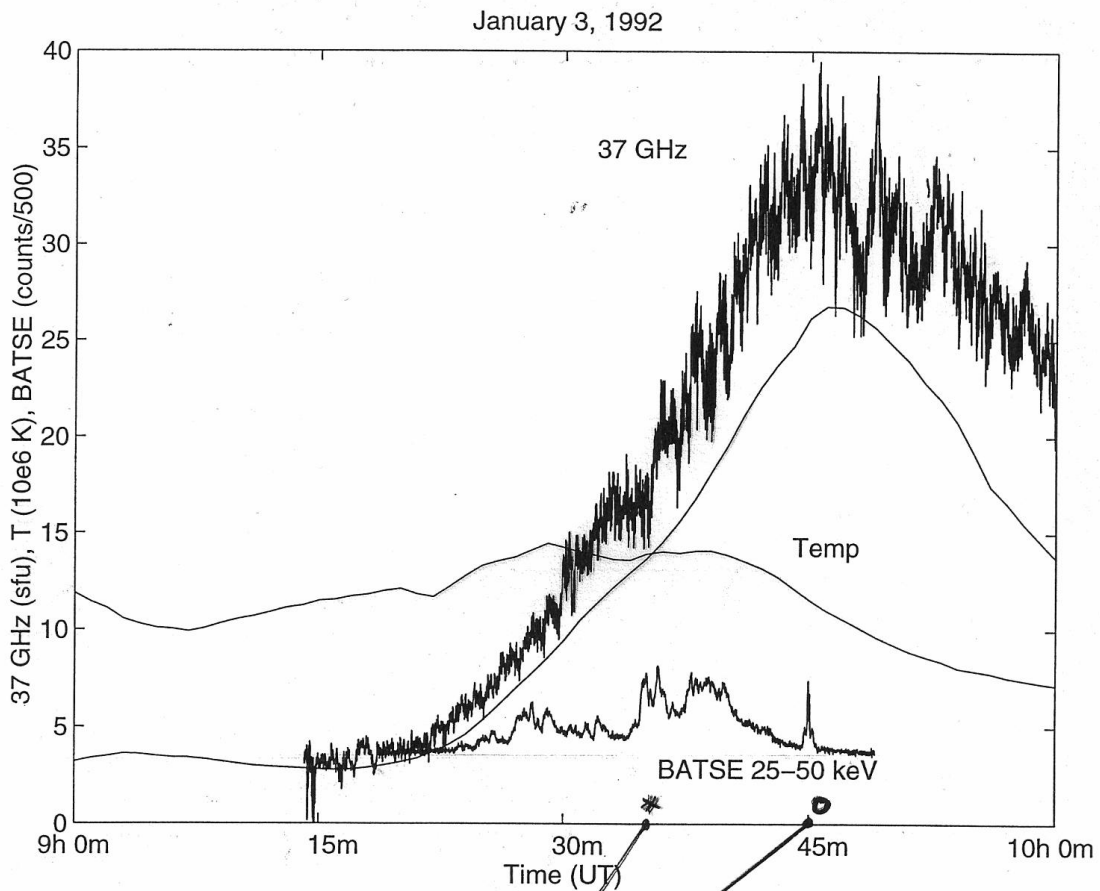
Compton scattering. Photon wavelength increased. Photon gives up some of its energy to electron. A Compton scattering event is a down-converter of the photon frequency.

Inverse Compton scattering. Photon wavelength decreased (light to x-ray or gamma ray). Electron gives up some of its energy to photon. An inverse Compton scattering event is an up-converter of photon frequency.

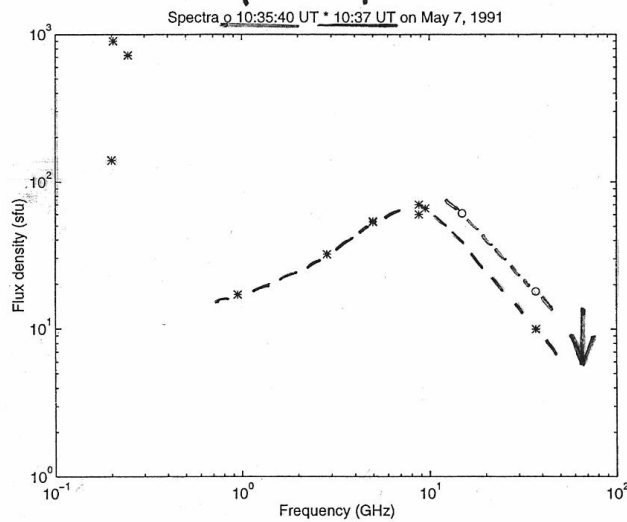
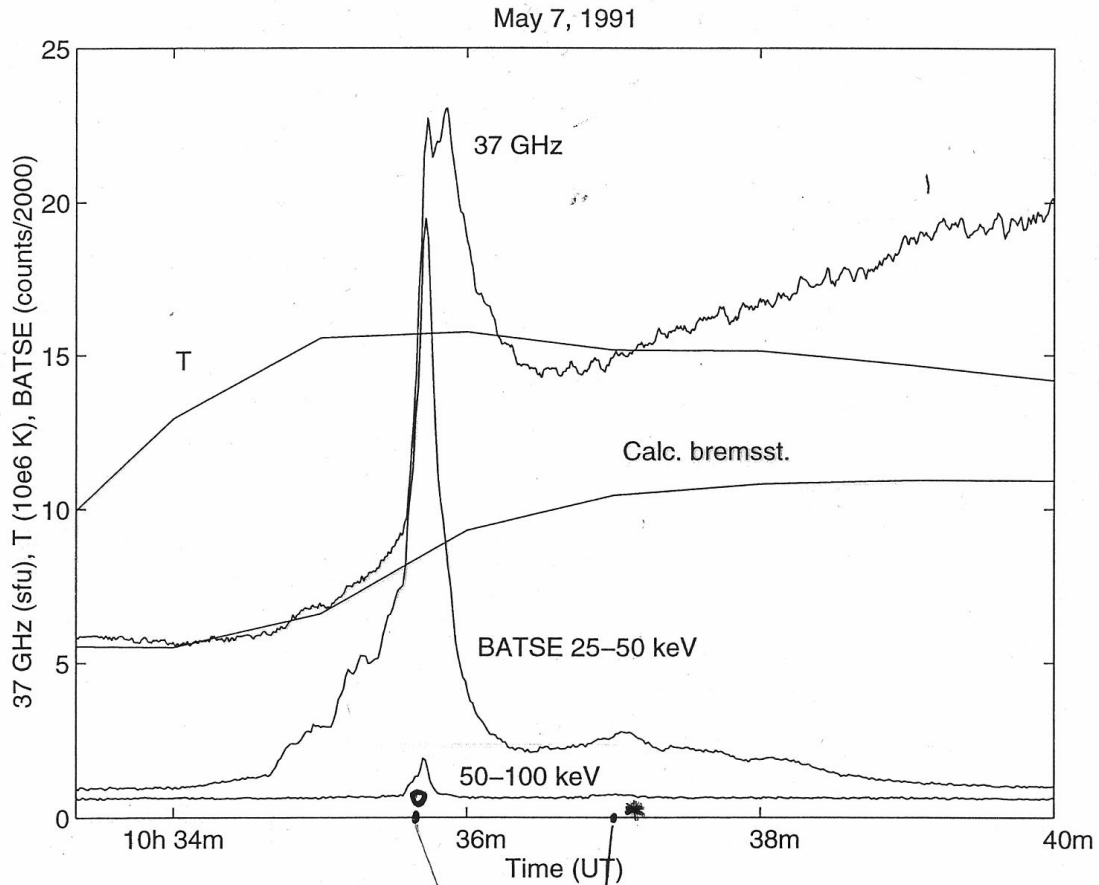
Bremsstrahlung. Free-free interaction of electron deflected by proton produces photon radiation. The electron leaving the interaction has less energy by the amount imparted to the photon. Typical radiation mechanism of an ionized hydrogen cloud.

Fig. 10-14. Some particle-particle and particle-photon interactions.

Kuva 3.15: Kaufmann esitti mm. että kummallisen spektrin yksi synnyttämekanismi olisi käänteinen Compton-sironna, jossa energia (ja säteilyintensiteetti) siirtyisi mikro- ja millimetriaaltoalueelta kohti röntgeniä.



Kuva 3.16: Esimerkki Metsähovissa tehdyistä mittauksista: hitaasti muuttuva purkaus, joka on pääosin termistä säteilyä ja jossa spektri 'pehmenee' eli termisen jarrutussäteilyn osuus kasvaa purkauksen edetessä. BATSE näyttää ei-termisen, kovan röntgensäteilyn määrän.



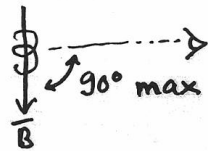
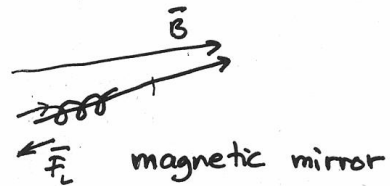
- Δt (max): 1 s
- S2 event

Kuva 3.17: Esimerkki Metsähovissa tehdyistä mittauksista: impulsiivinen, nopea purkaus, jossa radiosäteily on pääosiltaan ei-termistä gyrosynkrotron säteilyä (vrt. BATSE), ja jossa elektronien energettisyys pienenee purkauksen edetessä – spektri 'pehmenee' nyt toiseen suuntaan.

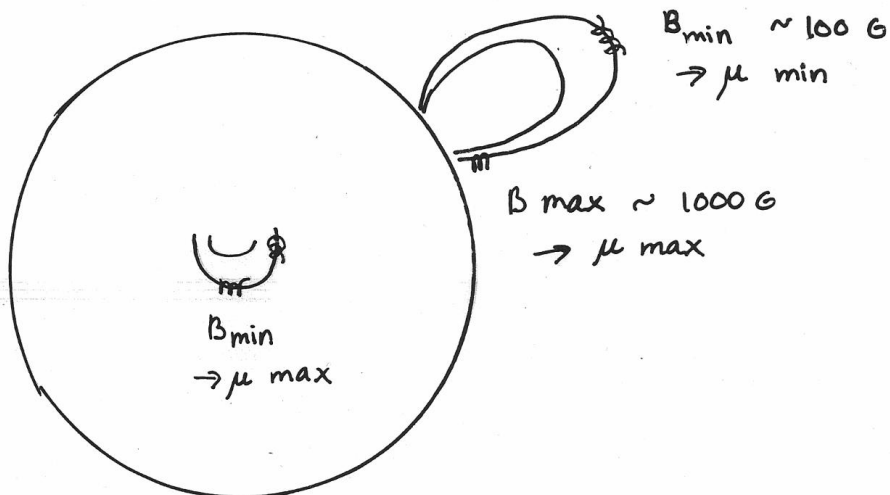
RADIO EMISSION DIRECTIVITY

GYROSYNCHROTRON RADIATION:

- TRAPPING (FLARE LOOPS)
- BEAMING
- VIEWING ANGLE



- RADIATED POWER $P \propto B^2$



Kuva 3.18: Radiosäteilyn suuntaavuus: paitsi suurenergisten elektronien aiheuttaman synkronisäteilyn eteneminen kapeana 'keilana', myös katselukulma ja magneettikentän voimakkuus aiheuttavat muutoksia radiosäteilyn intensiteettiin. (voimakas kenttä -> suurempi vuo + pyörimisen suunta, tuleeko kohti)

3.6 Miten erotan jarrutussäteilyn ja gyrosynkrotronsäteilyn?

Paitsi erilainen spektrin muoto, säteilymekanismit eroavat myös säteilyn polarisaation osalta:

- Terminen jarrutussäteily on vain heikosti polarisoitunutta
- Jos plasma on isotermistä ja optisesti paksua, polarisaatio = 0
- Polarisaatio gyrosynkrotronsäteilyn optisesti paksulla puolella on erittäin hankalasti tulkittavissa
- Optisesti ohuella puolella polarisaatio on luokkaa 10...30%
- Gyrosynkrotronsäteily on ympyräpolarisoitunutta säteilyä (vasen- ja oikeakätistä), ja polarisaation kääntymisen on todettu esim. magneettisen plasmakaaren eri päissä purkauksen aikana
- lineaaripolarisaatiota ei ole havaittu (teorian mukaan ei pääse läpi auringon atmosfääristä)

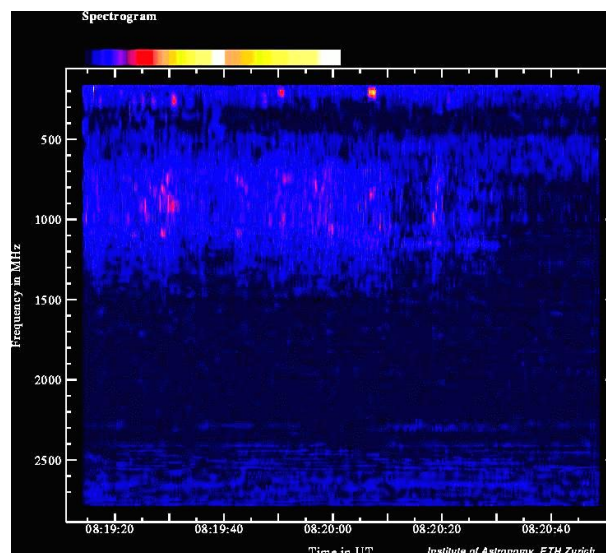
3.7 Masers

Maser = amplification of radio waves by stimulated emission of radiation

Solar case for maser emission:

Electron cyclotron maser occurs when the resonance between electrons spiraling around a magnetic field and circularly polarised waves leads to growth of the waves.

The condition of growth is certain form of **anisotropy** → loss cone anisotropy at loop footpoint. Occurs at ν_B and second harmonic.



Kuva 3.19: Maser emission - responsible for narrow-band spikes? Characteristics: short duration, small bandwidth, high brightness temperature (10^{15} K).

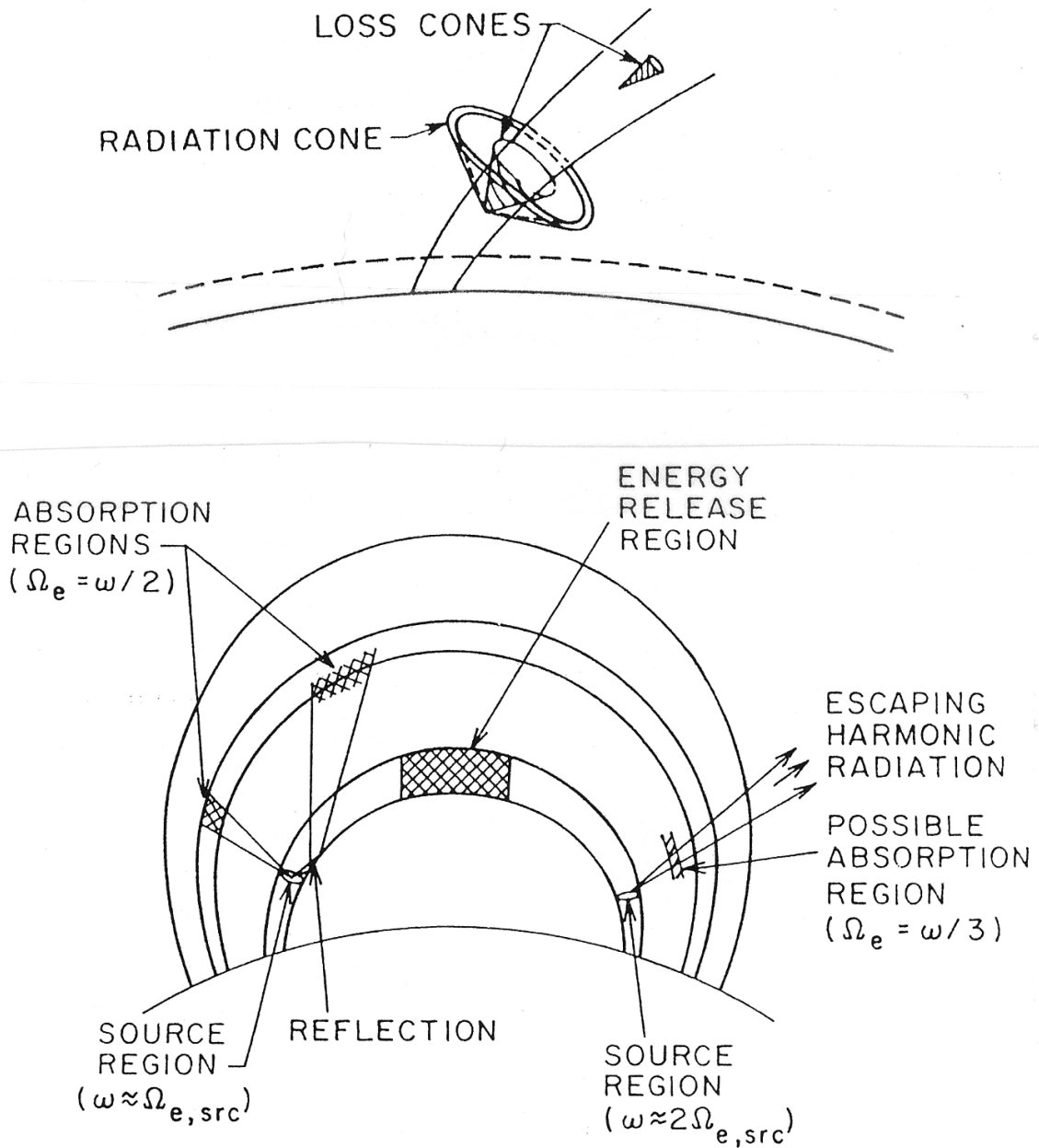


Figure 4 Schematic drawing of a sequence of magnetic flux tubes. At the top of a loop is a region where energy release is occurring. On the left is sketched a maser source region emitting at frequency $\omega = \Omega_e + \Delta$ at a location where the field strength is B_{src} . The cone of radiation is shown, including a reflection of the portion directed toward higher field strength; this radiation is reabsorbed at locations where $B = B_{src}/2$. At the right is sketched a maser operating at $2\Omega_e + \Delta$, perhaps being reabsorbed where $B = 2B_{src}/3$.

3.8 Absorption effects: Razin effect

The presence of a medium, tends to suppress synchrotron and gyrosynchrotron radiation at low frequencies. The Razin frequency ν_R in a plasma with an electron density N_e is defined as

$$\nu_R = \frac{20N_e}{B} = \frac{2\nu_p^2}{3\nu_B} \quad (3.13)$$

For ultra-relativistic electrons the suppression occurs at $\nu \leq \nu_R$ and for mildly relativistic and non-relativistic electrons at harmonics $s = \nu/\nu_B \leq \nu_p^2/\nu_B^2$ (Melrose, 1985; Dulk, 1985).

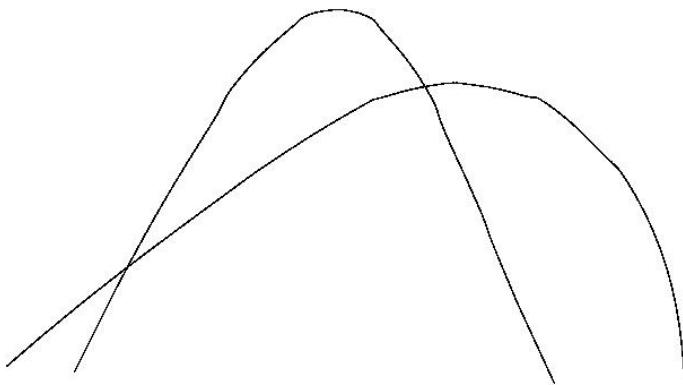
An illustrative example: in order to have Razin suppression effective up to 5 GHz, the electron density N_e (cm^{-3}) must be greater than $\sim 1.7 \times 10^8 B$. The required density is high even with the minimum expected magnetic field strength $B = 100$ G in the solar case.

3.8.1 Absorption effects: Gyrosynchrotron self-absorption

Absorption by the population of radiating electrons itself. The process requires a strong magnetic field and a high column density of electrons

3.8.2 Absorption effects: Free-free absorption

Collisional damping (free-free absorption) occurs when electrons begin to oscillate in resonance with the electric field and then collisions destroy the oscillation: the wave energy decreases and heats the plasma. Can happen when electromagnetic waves travel through cool dense structures in the solar atmosphere



Kuva 3.20: Summa summarum: säteilylähteitä voi olla enemmän kuin yksi - eri T , N_e ja B - jopa erillisiä aktiivisia alueita jos instrumentti summaa koko Auringon säteilyn - jolloin spektri on näiden kaikkien yhdistelmä. Tarvitaan siis varovaisuutta, KUVIA eri aallonpituuksilta, dynaaminen radiospektri ja samanaikaisia havaintoja eri radiotaajuuksilta!

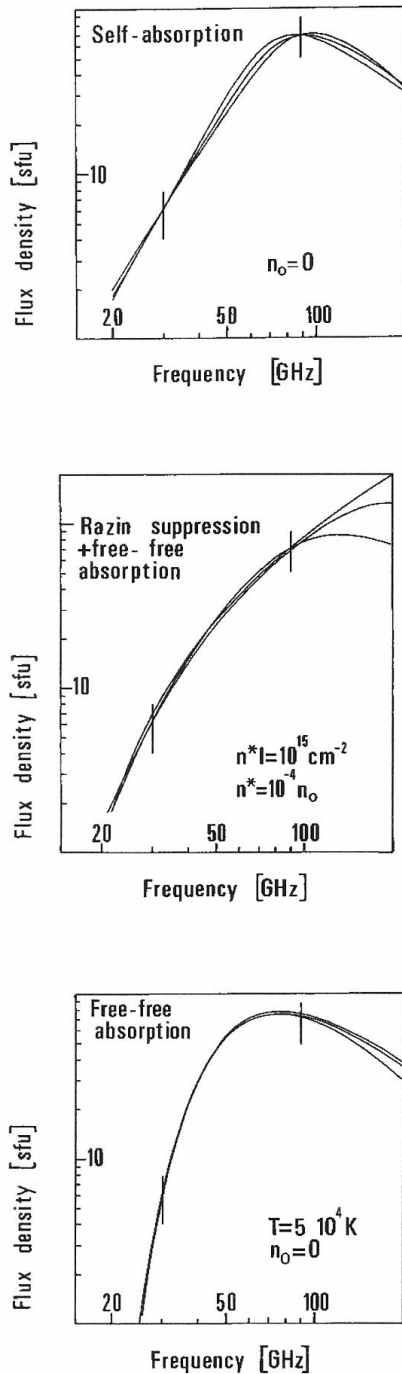


Fig. 4a-c. Gyrosynchrotron flux spectra computed for the mechanisms of absorption and suppression discussed in section 4 with the parameters of table 1 ($1 \text{ sfu} = 10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$). Spectra are plotted for magnetic fields of 500 G, 1000 G and 2000 G (a), (c) and 250 G, 500 G and 1000 G (b) respectively. The vertical bars represent the observed flux densities at 30 and 90 GHz with an assumed error of 30%

outside the source of emission do not depend very much on the chosen parameters. This is different in the case where Razin suppression and free-free absorption inside the emissive source shape the spectrum: Most of the radiation above the spectral turnover frequency is then due to free-free emission, which is most intense at high electron densities and low temperatures.

In order to compare the numbers of energetic electrons in the microwave and the hard X-ray sources, we extrapolate the power-law spectrum (6) down to 10 keV and obtain the instantaneous number of nonthermal electrons at the peak of the microwave burst

$$N_{\mu}^*(10 \text{ keV}) = 10^{32} - 10^{34}.$$

The number $N_{\mu}^*(10 \text{ keV})$ of nonthermal electrons emitting hard X-rays through bremsstrahlung can be estimated from a power-law fit to the observed photon spectrum published by McClements and Brown (1986). With a spectral index of 3.2, Brown's (1971) Eq. 14, corrected by a factor π (Lin and Hudson, 1976), gives the instantaneous number

$$N_{\mu}^*(10 \text{ keV}) = \frac{3 \cdot 10^{45}}{n_0},$$

where n_0 is the density in the hard X-ray source in cm^{-3} . For densities above 10^{11} cm^{-3} , the instantaneous numbers of nonthermal electrons in the microwave and hard X-ray sources are thus in a fairly good agreement. The electron lifetime of 60 ms and the total duration of the event of 20 s inferred from Kaufmann et al. (1985) give a total number of $3 \cdot 10^{34}$ to $3 \cdot 10^{36}$ electrons accelerated during the event to more than 10 keV, which represent an energy of 10^{27} to 10^{29} erg.

The close temporal association of microwaves and hard X-rays down to the limits of temporal resolution of the hard X-ray spectrometer (Kaufmann et al., 1985) and the quantitative agreement between the instantaneous numbers of electrons suggest that the emissions come from a common source. As the hard X-rays are most efficiently emitted in a medium with high density of ambient electrons, this indicates that the plasma in the high-frequency source may be sufficiently dense, cool and magnetized to affect the microwave radiation by Razin suppression, free-free absorption and self-absorption. Each of these mechanisms can act with different efficiency at different points of a magnetic loop. It is to be emphasized, however, that both the derived parameters and the steep observed spectrum favour a very compact source with a small amount of inhomogeneity. The decimetric observations show that some of the accelerated particles are not confined in this source, but escape into structures with density below 10^{10} cm^{-3} . The absence of significant microwave radiation below 30 GHz requires that the escaping electrons be highly anisotropic or that their number be very small.

As an alternative explanation of the observations, free-free absorption outside the flaring loop requires a cool and dense structure between the loop and the observer. Radio maps at 35 GHz (Hachenberg et al., 1978) show that small-scale structures exist which are not optically thin to millimetre waves. Filaments absorb microwave radiation down to millimetre wavelengths (Raoult et al., 1979) and were shown long time ago to shield occasionally microwave emitting loops (cf. Kundu, 1965). Furthermore, Mouradian et al. (1983) showed that during flares cold arches rise into the solar atmosphere with parameters ($T = 10^4 - 5 \cdot 10^5 \text{ K}$, $n_0 \sim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$) that can account for the efficient absorption of microwaves in the millimetre band. In the

Kuva 3.21: Ludwig Klein (1987) todisti laskelmillaan, että eri absorptiomekanismien yhteisvaikutus voi saada aikaan Kaufmannin (1986) havaitseman 'kummallisen' spektrin, jossa radiovoit nousee kohti korkeita taajuuksia.

3.9 Plasma emission

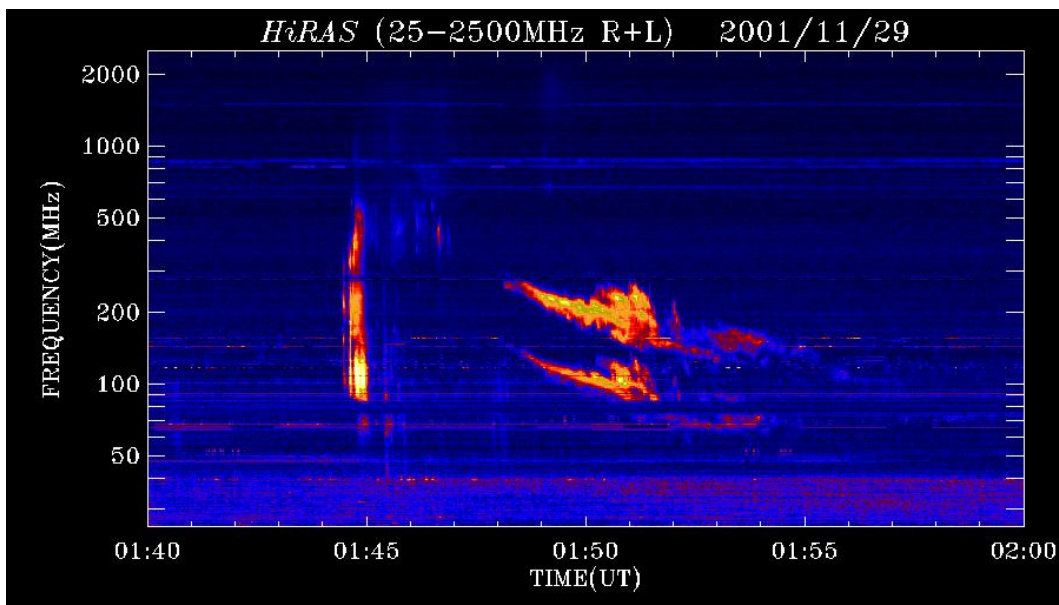
$$\nu_p = \frac{q}{2\pi} \sqrt{\frac{N}{\epsilon_0 m}} \quad (\text{Hz}) \quad (3.14)$$

where N is the particle density (m^{-3}), q is the charge of particle (C), m is the mass of particle (kg), and ϵ_0 is the permittivity of vacuum. (Approximation for this formula was given in Section 2.10.)

An electron in an ionized gas is subjected to a linear displacement and it behaves as an oscillator with the characteristic plasma frequency ν_p . This disturbance is known as plasma oscillations or **Langmuir waves**

Radio emission can be produced by a two-stepped process, where electrostatic oscillations are first excited at or near the plasma frequency (e.g. by an energetic electron beam) and after that the Langmuir wave energy is converted to electromagnetic radiation via non-linear wave-wave interactions (Gurnett, 1995)

Plasma radiation occurs at or just above the plasma frequency ν_p and its second harmonic $2\nu_p$, but rarely if ever at higher harmonics (Dulk, 1985)



Kuva 3.22: Dynaaminen radiospektri, jossa näkyy tyyppi II radiopurkaus perustaajuudella (150 MHz) ja toisella harmonisella (300 MHz) kello 01:48 UT alkaen. Tyyppi II purkaukset siirtyvät hitaasti kohti matalampia taajuuksia, eli purkauksen aiheuttaja siirtyy Auringon atmosfäärissä kohti pienempää elektronitiheyttä (yleensä siis ulospäin). Aiheuttajia voivat olla esim. laajat shokkiaallot ja ulos sinkoavat plasmakaaret, nopeudet ovat luokkaa 500–1000 km/s.

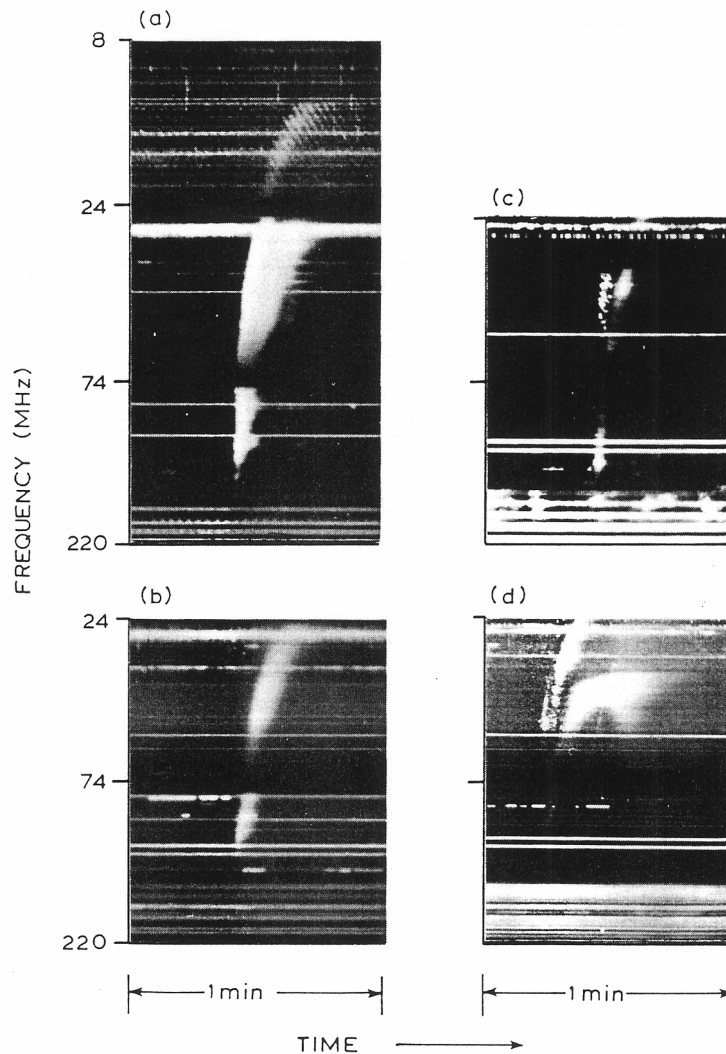


Fig. 12.1 - Dynamic spectra of several varieties of Type III bursts (examples from the Culgoora spectrograph records).
 (a) Fundamental-harmonic pair, with 'ordinary' Type III bursts for both components (III-III pair).
 (b) Structureless Type III burst.
 (c) Type IIIb fundamental with smooth Type III harmonic (IIIb-III pair).
 (d) Inverted-U burst.

Kuva 3.23: Dynaamisia radiospektrejä, joissa näkyy tyyppi III radiopurkauksia. Purkaukset syntyvät, kun elektronisuihku etenee halki Auringon koronan ja ympäröivä plasma resonoi plasmataajuudella. Elektronit seuraavat magneettisia kenttäviivoja, jotka joskus voivat olla kaaren muotoisia ('U'-purkaus). Kiihdyttyneiden elektronien nopeus on yleensä luokkaa $0.3c$, eli myös taajuussiirtymät ovat nopeita (vrt. tyyppi II, joka on huomattavasti hitaampi, koska aiheuttajana on liikkuva plasma tai shokkiaalto.)

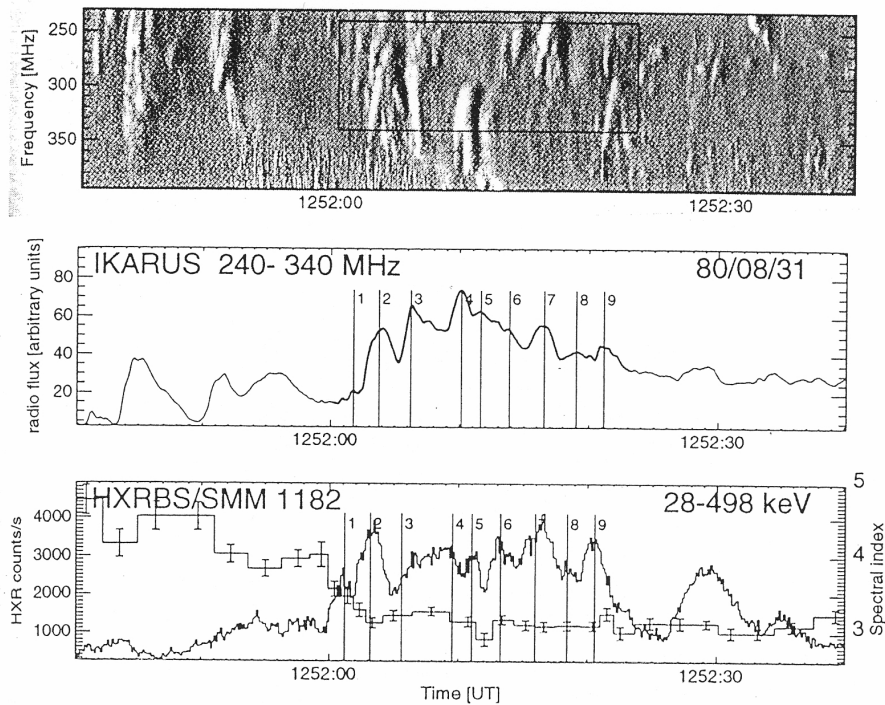
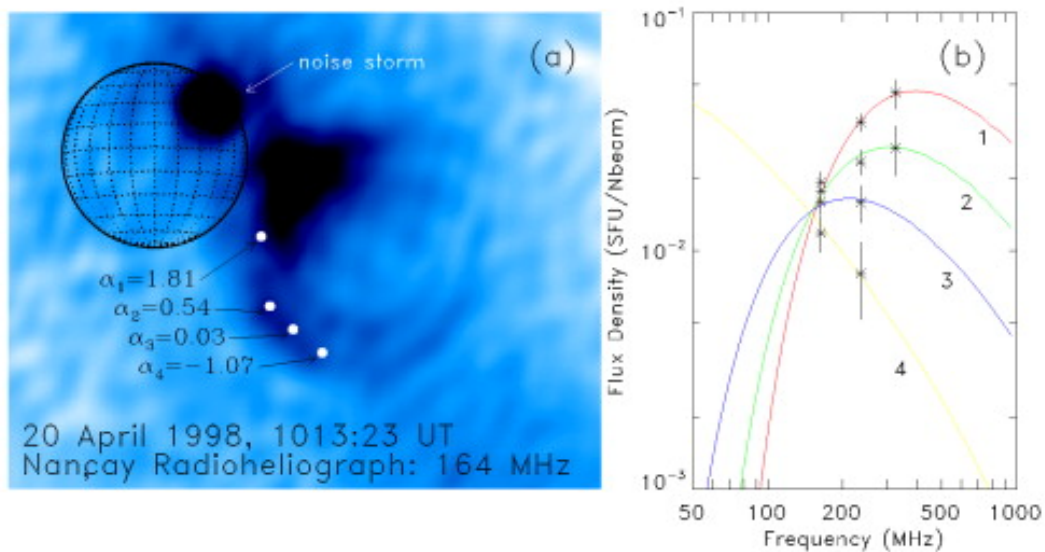


Figure 18 Correlated hard X-ray and decimeter structures (Aschwanden et al 1993). The upper panel shows an enhanced gray-scale representation of the decimeter dynamic spectrum during one minute of a flare observed jointly by the ground-based Ikarus spectrometer and by the hard X-ray instrument on the *Solar Maximum Mission*. The rapid fluctuations agree well with one another, as illustrated by the time series in the middle and lower panels.

Kuva 3.24: Tyyppi III radiopurkaukset korreloivat yleensä hyvin kovan (ei-termisen) röntgensäteilyn kanssa, koska kyseessä ovat samat elektronipopulaatiot (röntgensäteily syntyy elektronien törmätessä johonkin).



Kuva 3.25: Esimerkki matalataajuisesta radiosäteilylähteestä, joka tarkemmassa tarkastelussa osoittautui synkrotron-säteilijäksi (Bastian et al. 2001).

Luku 4

Aurinkoradioastronomia

4.1 Radioantennit ja vastaanottimet

Tyypillinen aurinkotutkimuksessa korkeilla radiotaajuuksilla (1–100 GHz) käytettävä radio-teleskooppi on paraboloidiantenni. Teleskoopin pintatarkkuuden tulee yleensä olla vähintään $\lambda/20$. Matalammilla taajuuksilla riittää siis pinnaksi 'kanaverkko' mutta korkeilla taajuuksilla antennin peilipinnan on oltava todella tasainen. Matalilla taajuuksilla (koko Auringon vuota mitattaessa, kun ei tarvita suuntaavuutta) voidaan käyttää myös yksinkertaisia dipoliantenneja.

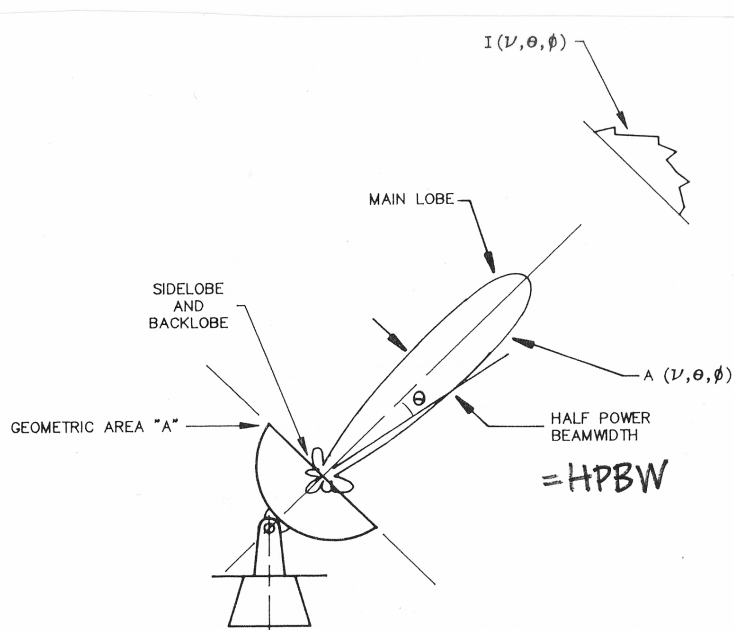


Figure 3–2. The reception pattern of an antenna.

Kuva 4.1: Peruskäsitteitä: Puolentehon keilanleveys (half power beam width, HPBW) eli käytännössä antennilla saatava resoluutio, pääkeila (main lobe) ja sivukeilat (sidelobes). Antennin efektiivinen pinta-ala on hyötysuhde η kertaa geometrinen pinta-ala A . Hyötysuhde on tavallisesti luokkaa 0.3–0.5

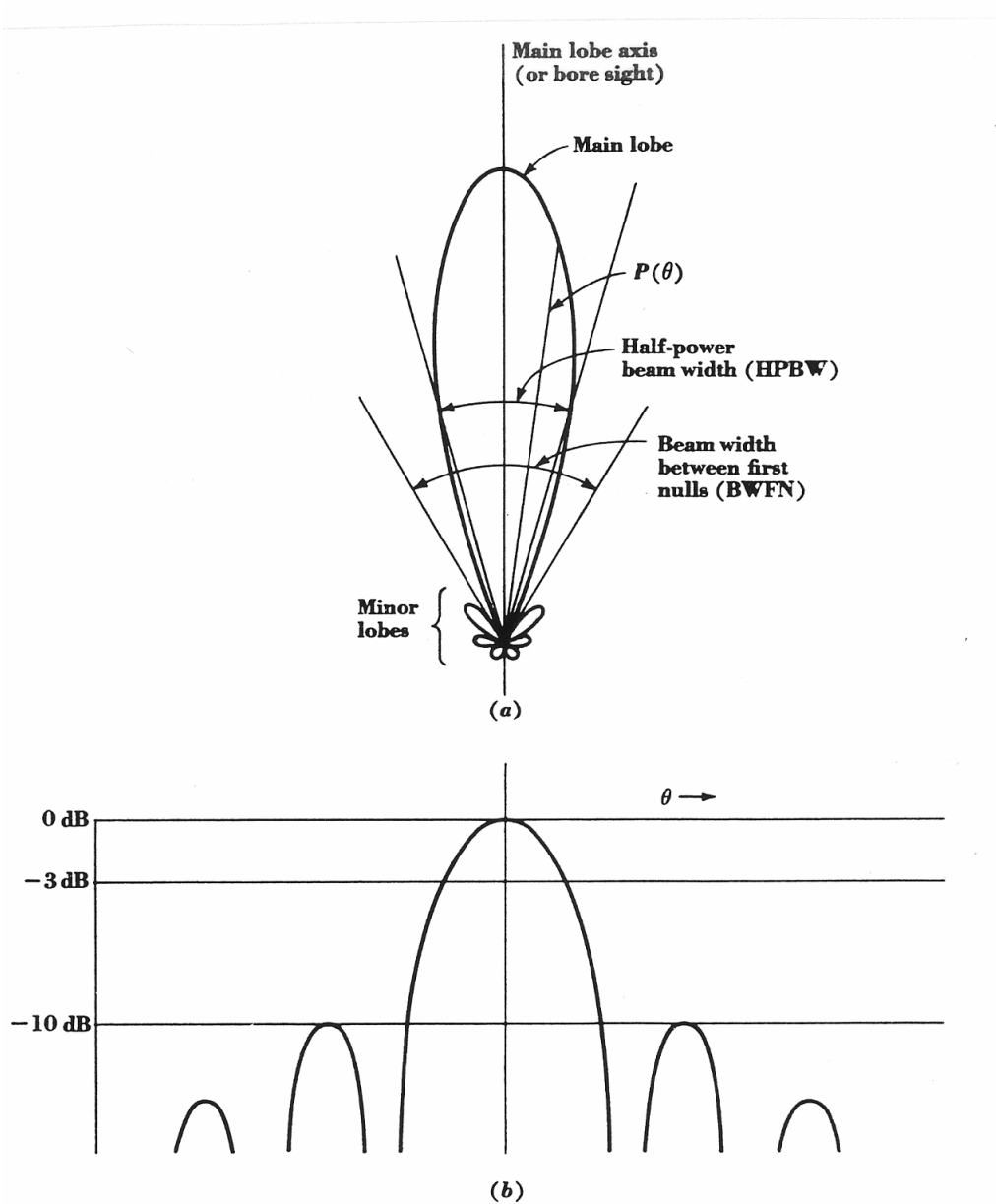
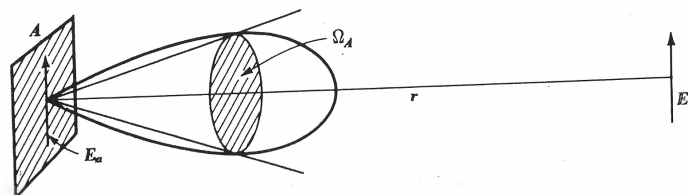


Fig. 6-1. (a) Antenna pattern in polar coordinates and linear power scale; (b) antenna pattern in rectangular coordinates and decibel power scale.

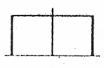


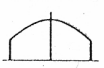
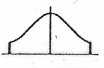
Kuva 4.2: Antennin säteilykuvio ilmaistuna desibeliasteikolla.

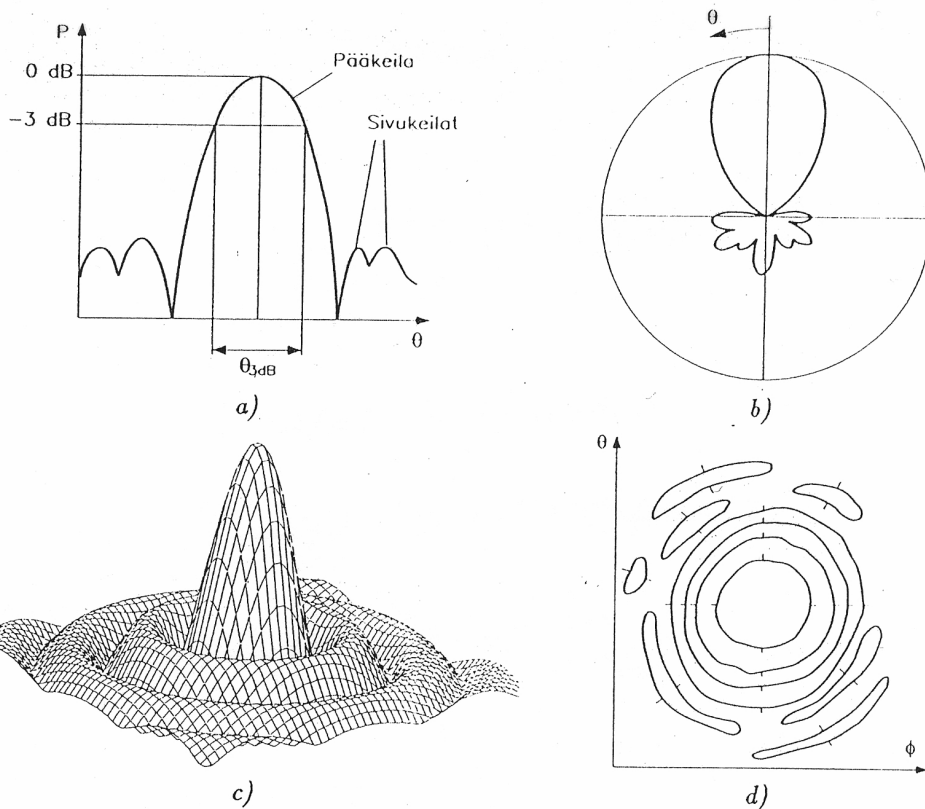
where $\Omega_A =$ beam solid angle of antenna, rad^2



Kuva 4.3: Teorettinen, ihanteellinen antennin säteilykeila (huomaa yksikkö).

Taulukko 9.1. Viivalähteiden suuntakuvioiden ominaisuuksia.

Kentänjakauma apertuurissa	Keilanleveys (-3 dB)	1. sivukeila	1. nollakohta
Tasainen 	$0,89\lambda/a$	-13,3 dB	λ/a
$\cos(\pi x/a)$ 	<u>$1,19\lambda/a$</u>	-23,1 dB	$1,5\lambda/a$
$\cos^2(\pi x/a)$ 	$1,44\lambda/a$	-31,5 dB	$2,0\lambda/a$
$1 - 0,5(2x/a)^2$ 	$0,97\lambda/a$	-17,1 dB	$1,14\lambda/a$
Taylor, $n = 3$, reuna -9 dB 	$1,07\lambda/a$	-25,0 dB	



Kuva 9.3. Suuntakuvioiden esitysmuotoja: a) suorakulmainen, b) polaarinen, c) kolmiulotteinen. d) vakioarvokäyrästä

Kuva 4.4: Radioastronomiassa yleisesti käytetty erotuskyvyn lauseke $\theta = 1.2 \lambda/D$ pätee gaussiselle suuntakuviolle, josta saadaan ko. keilanleveys. Antennin säteilykeila (suuntakuvio) riippuu antennityypistä.

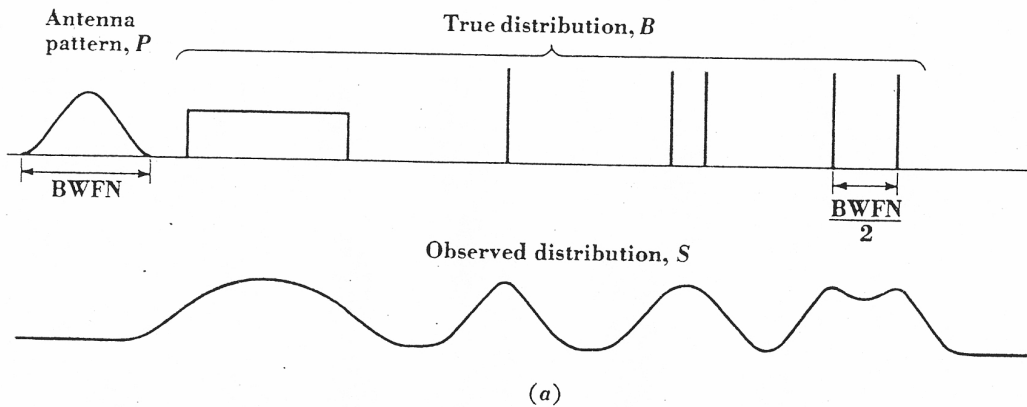
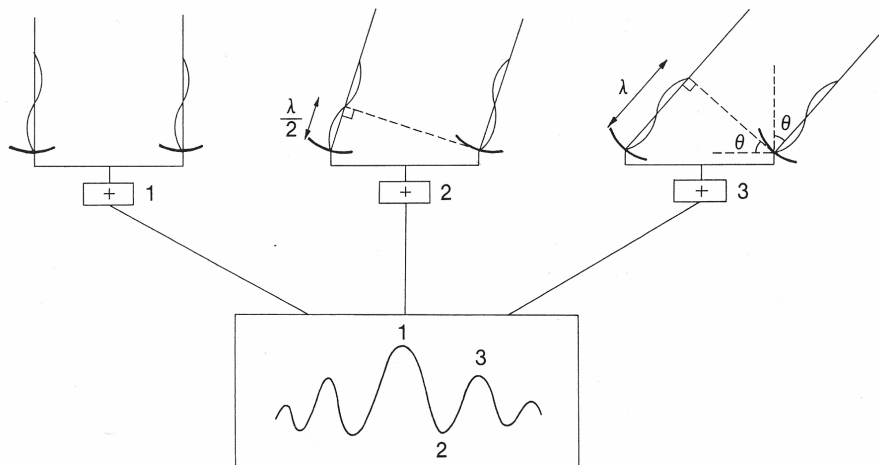


Fig. 6-11a. Smoothed distribution S observed with antenna pattern P .

Kuva 4.5: Esimerkki havainnoista, kun antennin keilakuviolla P havaitaan erilaisia säteilylähteitä. Puolentehon keilanleveyden sisällä olevat säteilylähteet summautuvat. Lähellä oleva säteilylähde saattaa myös näkyä sivukeiloissa.



Kuva 3.26. Interferimetrin periaate. Jos säteily tulee radioteleskooppeihin samassa vaiheessa, nähdään yhdistetyssä säteilyssä maksimi aaltojen vahvistaessa toisiaan (tapaukset 1 ja 3). Jos tulevat aallot ovat vastakkaisessa vaiheessa, ne kumoavat toisensa (tapaus 2).

Kuva 4.6: Interferometrillä luodaan radioantenni, jonka erotuskyky on verrannollinen kantaviivan pituuteen. Kantaviiva on antennien etäisyys toisistaan. Antennit on usein sijoitettu T- tai Y-muotoiseen rivistöön. Aurinkomittauksissa interferometrillä saavutettava hyöty on parempi erotustarkkuus (resoluutio) ja ilmakehän vaikutusten summautuminen pois (voi havaita jopa sateellakin!).

UV-PEITTO

30

THOMPSON

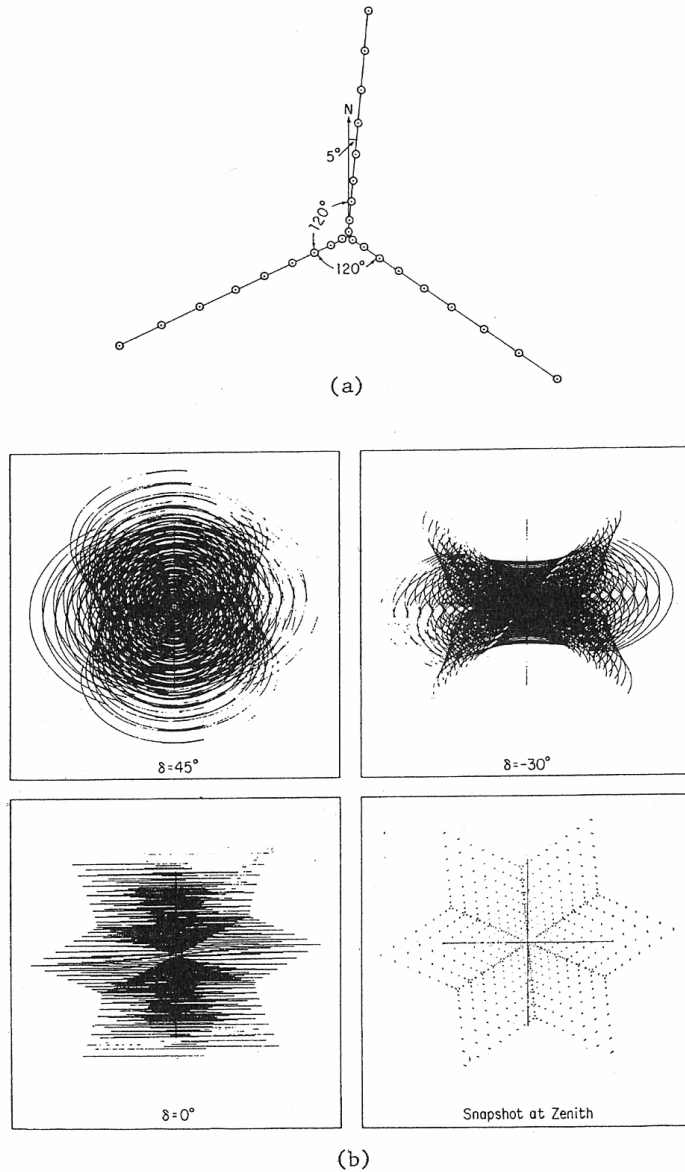
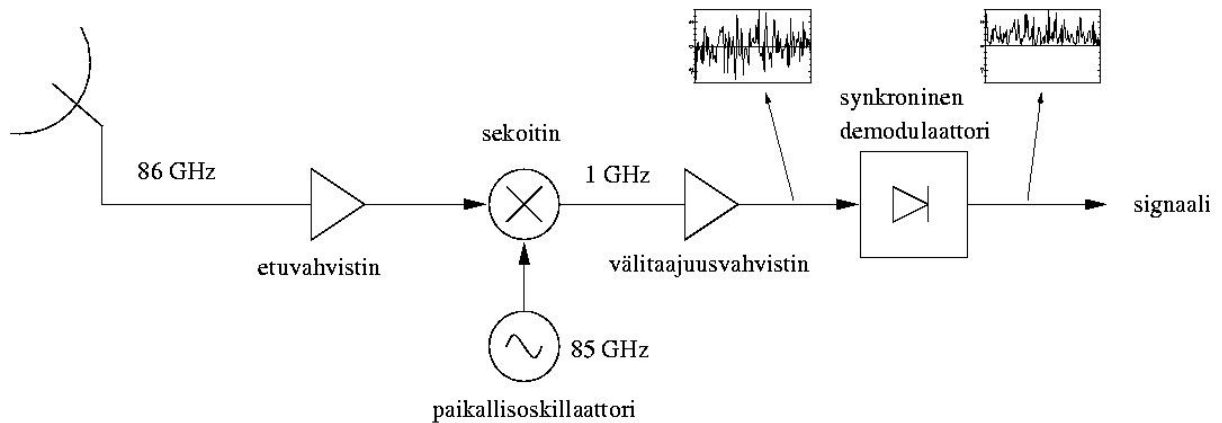


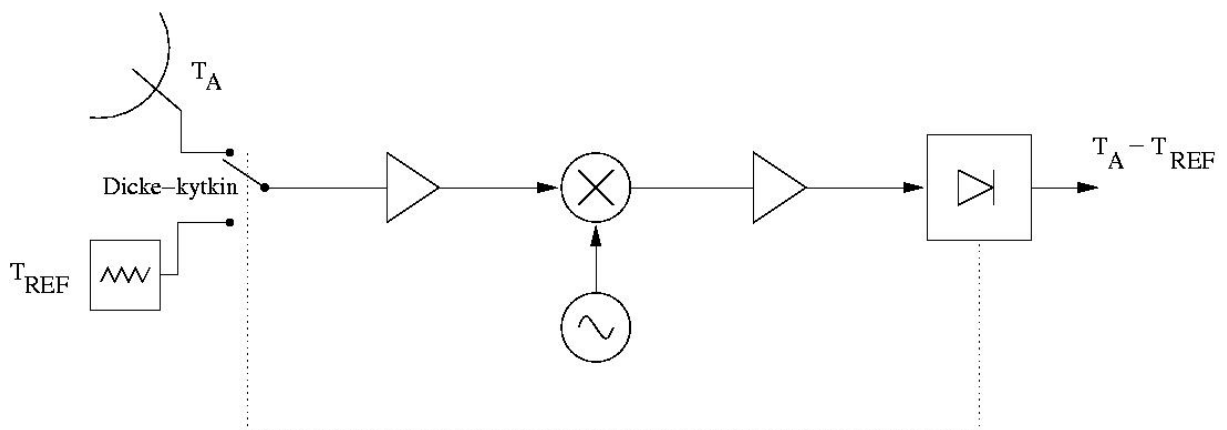
Figure 2-14. (a) The configuration of the 27 antennas of the VLA. (b) The transfer functions for four declinations with observing durations of $\pm 4^h$ for $\delta = 0^\circ$ and 45° , $\pm 3^h$ for $\delta = -30^\circ$, and $\pm 5^m$ for the snapshot. [From Napier, Thompson & Ekers (© 1983 IEEE).]

Aurinkohavainnot lähes aina snapshot-moodissa

Kuva 4.7: uv-peitto kuvaa interferometrilla saatavaa "antennipinta-alaa" ja erotuskykyä. Aurinkohavainnot tehdään aina snapshot-moodissa, koska tarvitaan hyvä ajallinen erotelukyky, eikä ole aikaa odotella tarkkaa kuvanmuodostusta Maan pyörimisliikkeen avulla.



Kuva 4.8: Vastaanottimen lohkokaavio: kokonaistehovastaanotin. Antennin vastaanottama kohinateho vahvistetaan ja sekoitetaan matalammalle taajuudelle. Sopii aurinkovastaanottimeksi, koska lähteen signaali on suhteellisen voimakas systeemin vahvistusvaihteluihin verrattuna.



Kuva 4.9: Vastaanottimen lohkokaavio: Dicke-kytkimellä varustettu vastaanotin. Vastaanotin kytketään vuoroin tarkkaan tunnetussa lämpötilassa T_{REF} olevaan sovitettuun kuormaan, vuoroin antenniin. Ulostulo on verrannollinen antennilämpötilan ja kuorman erotukseen. Jos antennin ja kuorman kohinalämpötilat ovat yhtä suuret, vahvistusvaihtelut kumoutuvat täydellisesti. (Aurinkomittauksissa kuorman kohinalämpötilan täytyy siten olla Auringon kohinalämpötilaa vastaava – eli huomattavan suuri!)

4.2 Flux density

Flux density S of a source (for the two polarizations) is related to the brightness temperature

$$S = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int T_b d\Omega \quad (\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}) \quad (4.1)$$

where $d\Omega$ is a differential solid angle and the integral is over the projected area of the source.

The antenna temperature T_A due to the source can be expressed as

$$T_A = \frac{1}{\Omega_A} \int \int T(\theta, \phi) P_n(\theta, \phi) d\Omega \quad (4.2)$$

$T(\theta, \phi)$ is the source temperature

$P_n(\theta, \phi)$ is the normalized antenna power pattern (dimensionless)

Ω_A is the antenna beam area (rad^2)

4.3 Observed flux density

If the source brightness is constant over the beam area, the received power is

$$P_r = 1/2 A_{ef} S_0 \Delta f \quad (4.3)$$

where Δf is the bandwidth, A_{ef} is the effective aperture of the antenna, and S_0 is the observed flux density. Antenna temperature can be solved from

$$P_r = k T_A \Delta f \quad (4.4)$$

The observed flux density can therefore be written as

$$S_0 = \frac{2kT_A}{A_{ef}} \quad (\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}) \quad (4.5)$$

If the source size (Ω_s) is smaller than the antenna beam size (Ω_A), the observed antenna temperature reduces to:

$$T_A = \frac{\Omega_s}{\Omega_A} T_b \quad (4.6)$$

4.4 Simplified Example

$D = 14 \text{ m}$

$A = \pi r^2 = 154 \text{ m}^2$

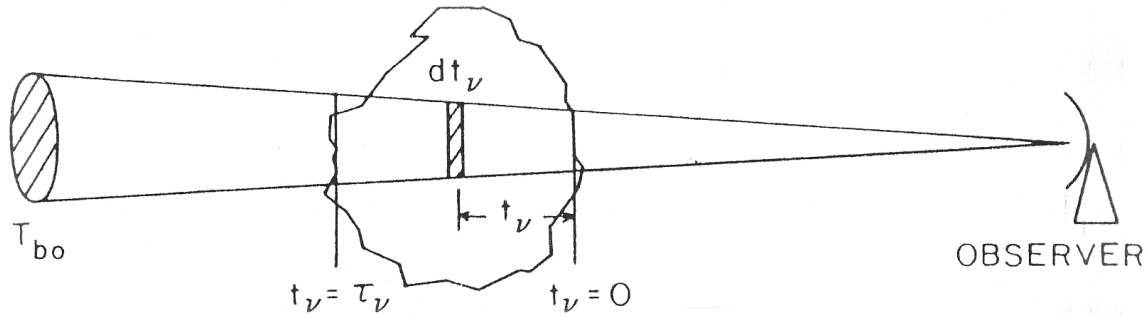
$A_{ef} = 0.5 \times 154 = 77 \text{ m}^2$

$T_A \approx T_b \approx 7200 \text{ K}$ at 87 GHz (source > beam, no absorbing atmosphere)

$$\begin{aligned} S_0 &= \frac{2kT_A}{A_{ef}} = 2 \times 1.3805 \times 10^{-23} \times 7200 / 77 \\ &= 2.58 \times 10^{-21} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} = 26 \text{ sfu} \end{aligned} \quad (4.7)$$

For a 2-m antenna with similar efficiency $S_0 = 1266 \text{ sfu}$

4.5 Kirkkauslämpötilan laskeminen



Kuva 4.10: Kirkkauslämpötilan laskeminen (taustalla oleva säteilylähde T_{bo} ; edessä absorpoiva ja emittoiva pilvi, jolla efektiivinen lämpötila T_{eff} ja jonka optinen paksuus on τ .)

$$T_b = \int_0^{\tau_v} T_{eff} e^{-t_v} dt_v + T_{bo} e^{-\tau_v} = T_{eff}(1 - e^{-\tau_v}) + T_{bo} e^{-\tau_v} \quad (4.8)$$

Säteilylähteen kirkkauslämpötila riippuu sen optisesta paksuudesta seuraavasti:

$T_b = T_{eff}$ jos $\tau_v \gg 1$ (optisesti paksu)

$T_b = T_{eff} \times \tau_v$ jos $\tau_v \ll 1$ (optisesti ohut)

Näitä kaavoja voi käyttää esim. laskettaessa koronassa olevan filamentin kirkkauslämpötilaa, kun Aurinko säteilee taustalla (filamentti sekä säteilee itse että absorpoi taustasäteilyä).

4.6 Sensitivity

The sensitivity of radio observations depends on the receiver noise temperature, i.e. the receiver must be able to detect small differences in the total noise. The sensitivity of the system is calculated from the total or system noise temperature T_{sys}

$$T_{sys} = T_A + T_R \quad (4.9)$$

where T_R is the receiver noise temperature (K). The smaller the antenna (source) temperature, the smaller should the receiver noise temperature be.

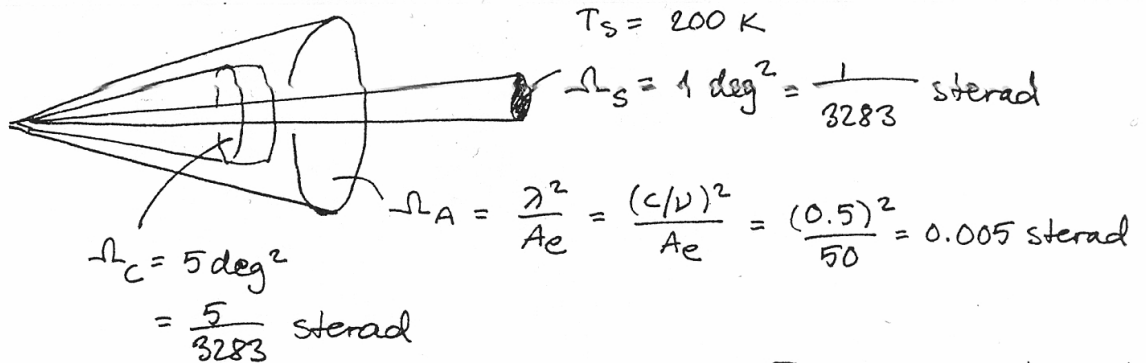
In some cases this limitation can be overcome by longer integration time or larger bandwidth. The minimum detectable temperature ΔT of a radio telescope is

$$\Delta T = \frac{K_s T_{sys}}{\sqrt{\Delta f t}} \quad (4.10)$$

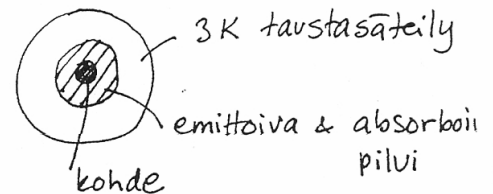
where K_s is a sensitivity constant that depends on the receiver type, Δf is the receiver bandwidth (Hz) and t is the post-detection integration time (s).

8. Radiolähteen (kirkkauslämpötila 200 K, avaruuskulma 1 aste²) edessä on emittoiva ja absorboiva homogeeninen pilvi. Pilven kirkkauslämpötila on 100 K ja sen kulmamitta on 5 neliöastetta. Antennin efektiivinen pinta-ala on 50 m². Havainnot tehdään taajuudella 600 MHz ja pilven optiseksi syvyydeksi voidaan olettaa $\tau=1$. Laske antennilämpötila kun radioteleskooppi on suunnattu radiolähteeseen.

8)



$T_c = 100 \text{ K}$
 $\tau_c = 1$



$$T_A = T_s e^{-\tau_c} + T_c (1 - e^{-\tau_c})$$

kohde näkyy antennin keilaa pienemmässä avaruusleulmassa:

$$T_{SA} = \frac{\Omega_s}{\Omega_A} T_s = \frac{1/3283}{0.005} \cdot 200 \text{ K} = 12.18 \text{ K}$$

$$T_{CA} = \frac{\Omega_c}{\Omega_A} T_c = \frac{5/3283}{0.005} \cdot 100 \text{ K} = 30.46 \text{ K}$$

$$T_A = T_{SA} \cdot e^{-1} + T_{CA} (1 - e^{-1}) = 23.73 \text{ K}$$

(+ taustasäteily $\approx 2 \text{ K}$, voidaan jättää huomiotta)

4.7 Calibration

- Absolute calibration using radio sources and hot+cold loads
- No calibration, using units relative to 'quiet Sun' level

The method of using relative solar flux units provides the advantage of removing atmospheric and radome effects (variable attenuation) and instrumental effects, but it is more sensitive to errors in quiet Sun level determination. Furthermore, the true source size of the radio emitting region in solar flares is not always known and it can vary from a few arc seconds to several arc minutes.

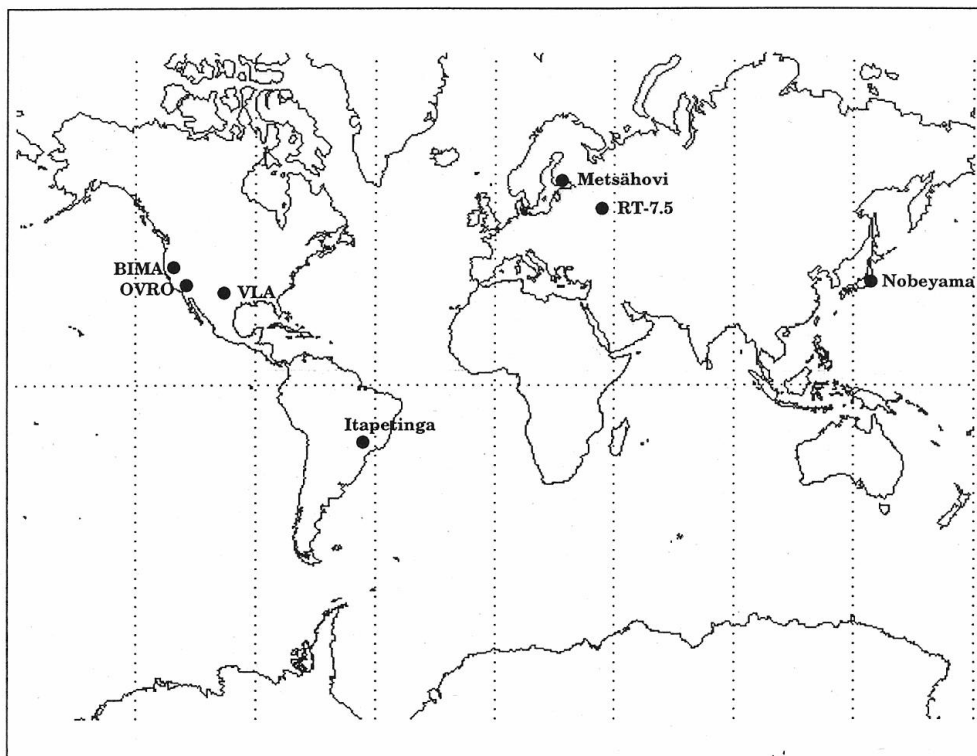
4.8 Aurinkohavainnot radioteleskoopeilla

Aikaero mantereiden välillä on noin 7 tuntia, eli käytännössä yhteistä havaintoaikaa ei juurikaan ole. Poikkeuksen muodostavat Suomen pitkät kesäpäivät, jolloin saamme yhteistä havaintoaikaa sekä Japanin että Amerikan itärannikon kanssa.

Japanin-Australian teleskoopit (noin 20-09 UT)

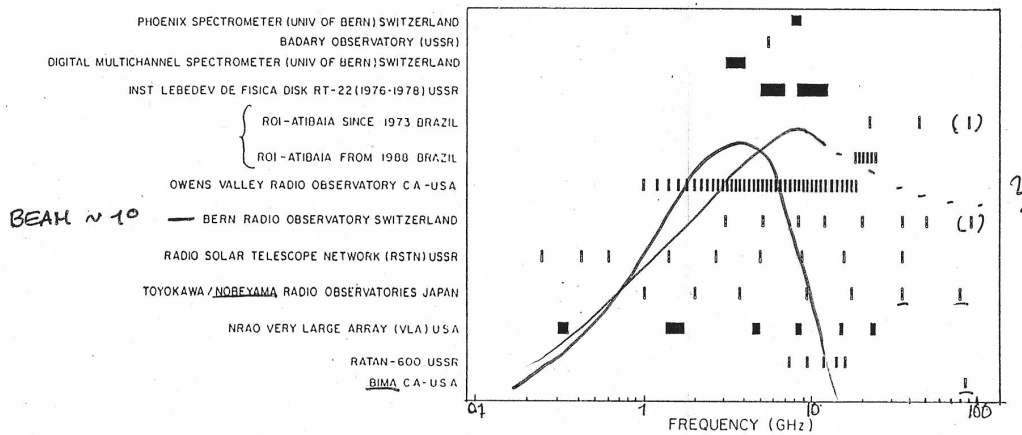
Euroopan teleskoopit (noin 08-16 UT)

Pohjois- & Etelä-Amerikan teleskoopit (noin 16-23 UT)

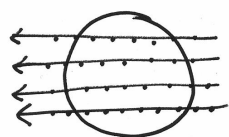


Kuva 4.11: Aurinkotutkimuskäytössä olevia millimetri- ja senttimetriaaltoalueen radioteleskooppeja eri puolilla maailmaa.

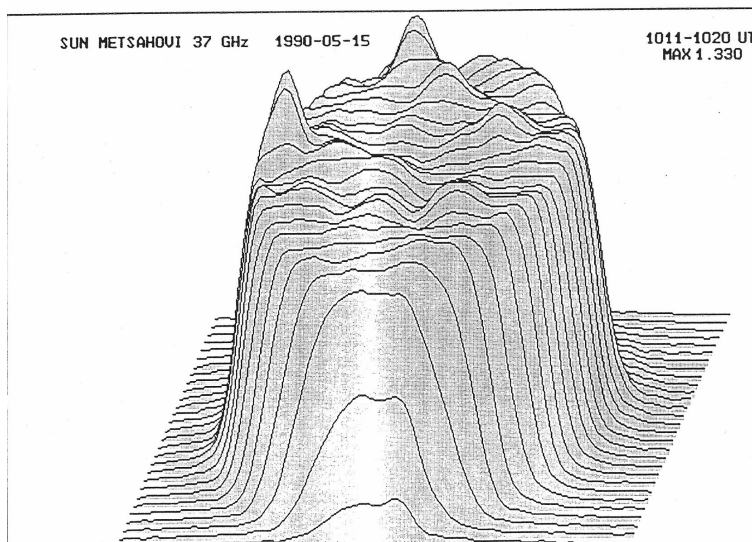
TABLE I
World-wide microwave spectrometers *in the 1980's...*



Kuva 4.12: Radiohavaintolaitteita ja niiden taajuuksia maailmalta (lievästi vanhentunutta tietoa)



*Skannaus läpi Auringon
 Rt-suunnassa, deklinaatiota
 muuttaen*



Kuva 4.13: Aurinkokartan tekeminen yhdellä radioantennilla: Auringon kiekon yli “pyyhittää” rektaskensiosuunnassa, deklinaatiota vaihtaen.

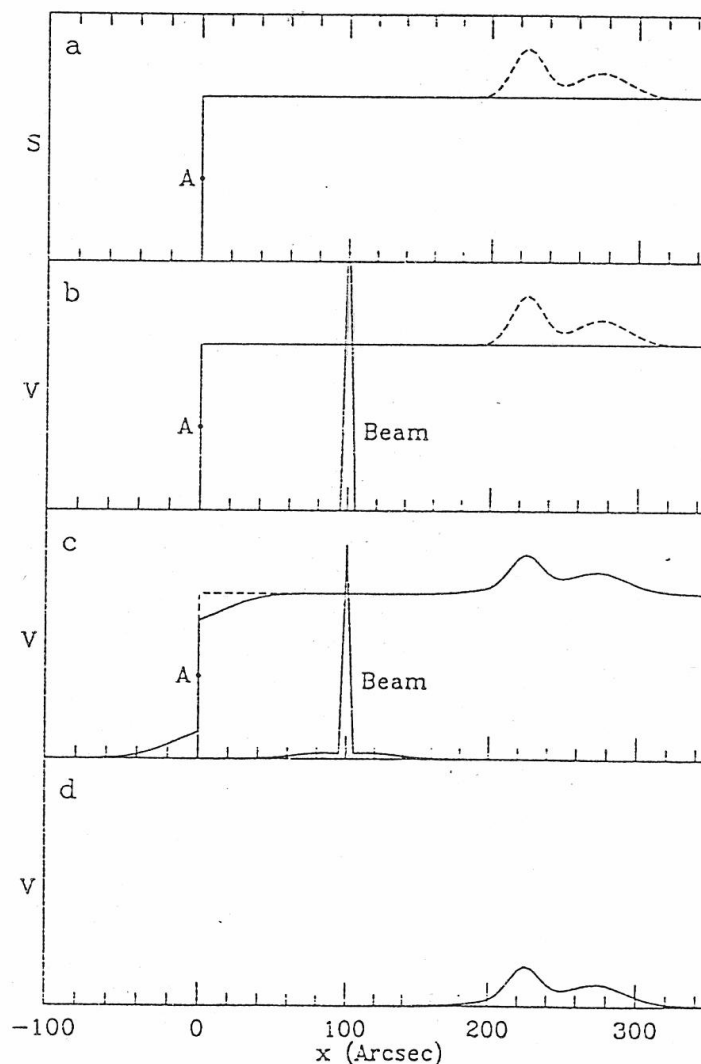
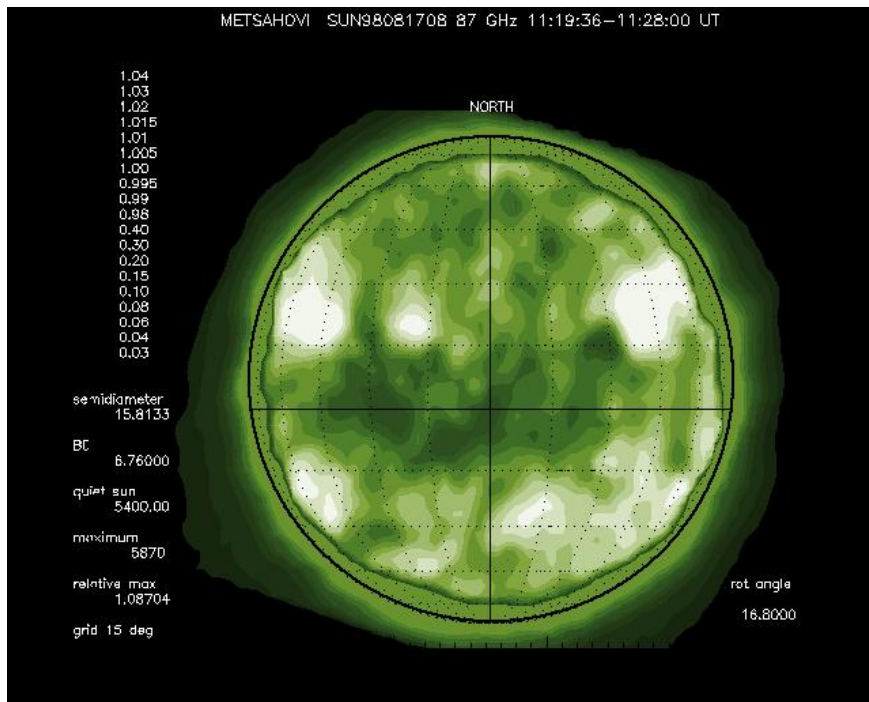


FIG. 3.—Diagrams illustrating the result of convolving sources with beams that have a sharp core and symmetric far wings. (a) Shows a source consisting of a simple step-function discontinuity (*solid curve*) at x (i.e., a Heaviside function). The dashed curve shows continuous variations introduced well inside the discontinuity. (b) Shows the result, V , of convolving the source in (a) with a simple Dirac delta function with no wings, which duplicates the source exactly. (c) Illustrates artificial limb darkening with an equal measure of artificial sky brightening, which results when the source profile is convolved with a beam that has symmetric wings. (d) Shows only continuous variation far to the right without the limb discontinuity. If we are given that the far wings of the beam are symmetric, we can conclude that the signal profiles in (b) and (c) can only have come from the source plotted in (a). The source that gave rise to the smooth signal profile shown in (d) remains ambiguous without further knowledge of the beam profile.

Kuva 4.14: Instrumentin aiheuttama reunatummeneminen: Kun teräväreunaista kohdetta pyyhittää antennikeilalla, joka sisältää voimakkaat sivukeilat, sivukeilat näkevät reunalla myös kylmän taivaan (intensiteetti laskee kiekon sisäpuolella) ja vastaavasti kiekon ulkopuolella sivukeilat näkevät vielä myös kiekon sisälle (säteily näyttää jatkuvan myös kiekon reunan ulkopuolella). Tätä ei saa sekoittaa Auringon todelliseen reunatummenemiseen millimetriaaltoalueella!



Kuva 4.15: Metsähövin radioteleskoopilla ($D = 14$ m) mitattu radioaurinkokartta 87 GHz taajuudella (3.4 mm). Musta rengas osoittaa Auringon 'pinnan' eli fotosfäärin pohjan. Renkaan sisäpuolella oleva intensiteettivajoama johtuu instrumentista, eikä siis ole todellinen reunatumeneminen.

Radiohavaintoja tekevät instrumentit voidaan jaotella seuraavasti:

- Interferometrit (Nancay radioheliograph NRH, Nobeyama radioheliograph NoRH, Owens Valley Solar Array OVSA)
- Isot paraboloidiantennit (Metsähovi ja Itapetinga 14 m, Nobeyama 45 m)
- Pienet antennit ja radiometrit/polarimetrit (Bern/Tuorla, Nobeyama polarimeters NoRP)
- Monikeilavastaanottimet (Brasilia, Argentiina)
- Radiospektrografit (Zurich ETHZ, Tretsdorf OSRA, Artemis-IV Kreikka, HiRAS Japani, Culgoora Australia, jne.)
- Auringonpimennyshavainnot

4.8.1 Kuvantavia aurinkointerferometrejä

Maailmassa on kaksi koko auringon kiekkoa ja sen aktiivisuutta jatkuvasti havaitsevaa interferometriä (siis silloin kun aurinko on horisontin yläpuolella): Nobeyaman radioheliografi Japanissa (NoRH) ja Nancayn radioheliografi Ranskassa (NRH). Nobeyama toimii korkeilla taajuuksilla (17 ja 34 GHz) kun taas Nancay matalilla taajuuksilla (150...450 MHz). Nobeyaman radioheliografien koko systeemi toimii nykyisin Linux-käyttöjärjestelmän alla. Muodostetut (eli 'syntetisoidut') kuvat voidaan kopioida fits-tiedostoina minne tahansa käyttäjille.



Kuva 4.16: Nobeyaman radioheliografi (NoRH), taustalla 45-m peiliantenni.

Nobeyama Radioheliograph:

Nobeyama Radioheliograph (NoRH) is a radio telescope dedicated to observe the Sun. "Helio" means the Sun, "graph" means an imaging telescope. It consists of 84 parabolic antennas with 80 cm diameter, sitting on lines of 490 m long in the east/west and of 220 m long in the north/south. Its construction took 2 years and cost 1.8 billion yen. The first observation was in April, 1992 and the daily 8-hours observation has been done since June, 1992.

Frequency 17GHz (Right and left circular polarization), 34GHz (only intensity) Field of view Solar full disk Spatial resolution 10 arcsec (17GHz), 5 arcsec (34GHz) Temporal resolution 0.1 sec (Event), 1 sec (Steady)

As the NoRH is a radio interferometer, original data are sets of correlation values of all the combination of antennas. They correspond to the spatial Fourier components of the brightness distribution of the solar disk. In most cases, it is necessary to synthesize images from the original raw data.

To maximize the data use, we prepare images, indices and other related materials routinely and put them on our Web page. This Web page is to help the scientists in the world to look for interesting phenomena detected by the NoRH and to start the actual analysis using the original data set. Software for image synthesis and analyses are prepared. Image synthesis and analyses can be done remotely through the Internet. This data and images can also be used for science education. We are glad if our images are of any help in education at schools, universities, and public.

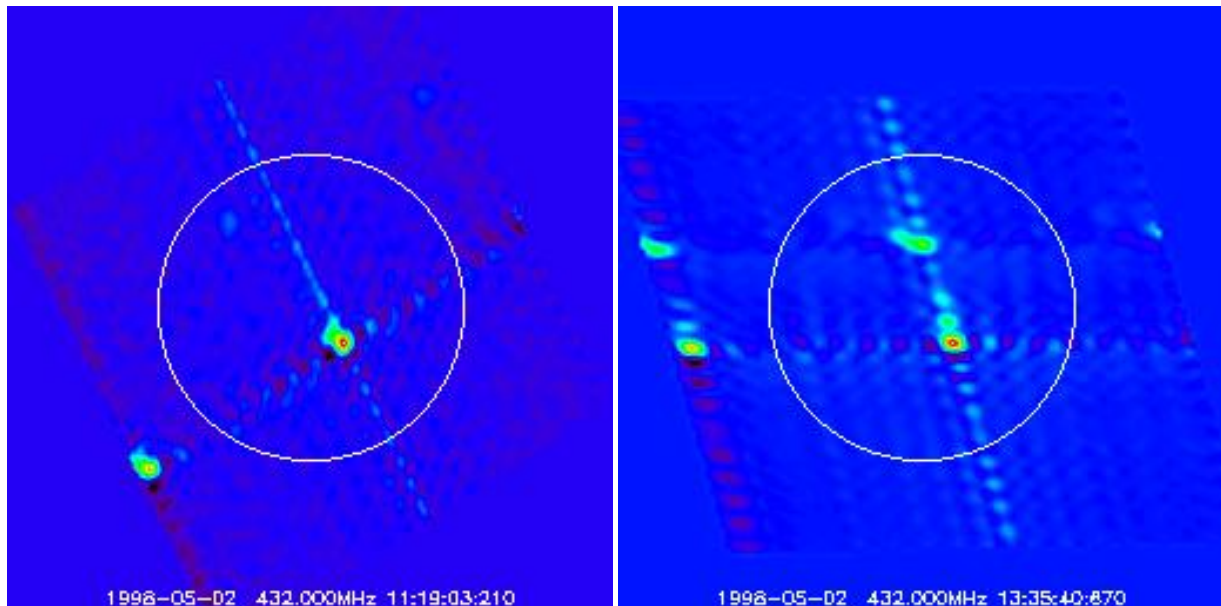
Owens Valley Solar Array USA:ssa (OVSA) on myös aurinkointerferometri, mutta sen kuvala on pienempi kuin auringon kiekko. Satunnaisia interferometrihavaintoja auringosta tekevät myös Very Large Array (VLA) ja Berkeley-Illinois-Maryland Array (BIMA) USA:ssa.

NANÇAY Radioheliograph - Technical presentation

As a result of a long evolution initiated in 1982, the Nancay radioheliograph now consists of a cross-shaped multi-antenna array, comprising an East-West branch with 19 antennas along a 3200 meter long baseline and a North-South branch of 24 antennas over a total length of 1250 meters. It can image the Sun at wavelengths between 60 cm and 2 meters. It has recently been equipped with a digital correlator, which permits the true two-dimensional imaging of the solar corona, using all possible baselines of the cross-shaped array, at a rate of 5 images per second in each of 5 fixed wavelengths between 60 cm and 2 meters. Observations at different wavelengths probe different heights in the corona, in the case of the Nancay radioheliograph regions between 0.1 and 0.5 solar radius above the visible surface.

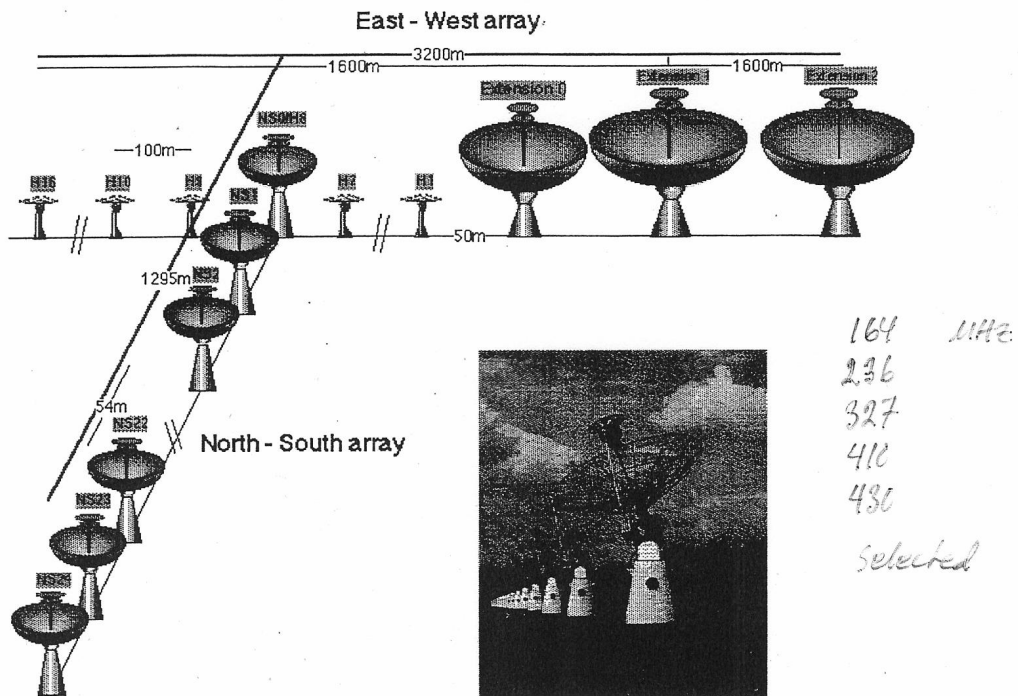
It is an instrument dedicated to solar observations, and presently the only instrument to provide the astronomical community with daily radio observations of the solar corona, during 8 hours per day, all year round (the other dedicated solar radio telescope, at Nobeyama Radio Observatory in Japan, observes at much shorter, centrimetric, wavelengths which probe the solar atmosphere much closer to the visible surface, and other radio telescopes, like the Very Large Array (VLA) in the U.S.A., observe the Sun only infrequently, and have not been designed for such specialized observations of a highly variable, very intense radio source).

During 1994-1998 the system has been renovated: a new, powerful correlator allowing rapid multifrequency two-dimensional imaging of the Sun has been installed, and a new 7.5 meter diameter antenna is raised at a site 1.5 km to the South of the southernmost existing antenna, thus allowing a twice better resolution. This renovation cost somewhat over a million US dollars, co-financed by the French State (CNRS) and the administrative council of the Region to which Nancay belongs.



Kuva 4.17: Nancay interferometric pattern + uncleaned source at 432 MHz

THE NANÇAY RADIOHELIOGRAPH



Arrays	Number of antennas	Minimum baseline	Maximum baseline	Beamwidth (150 MHz) [arcmin]	Beamwidth (450 MHz) [arcmin]
East-west	19	50.0 m	3200 m	1.3	0.42
North-south	24	54.3 m	1248 m	3.2-8.0 (1)	1.2-2.6 (1)

Time resolution: two 2D images/second at each frequency, ^{1996 →} ten 1D images/second/array at each frequency

Measurement of circular polarization (Stokes par. V)

Dynamic range: > 45 dB

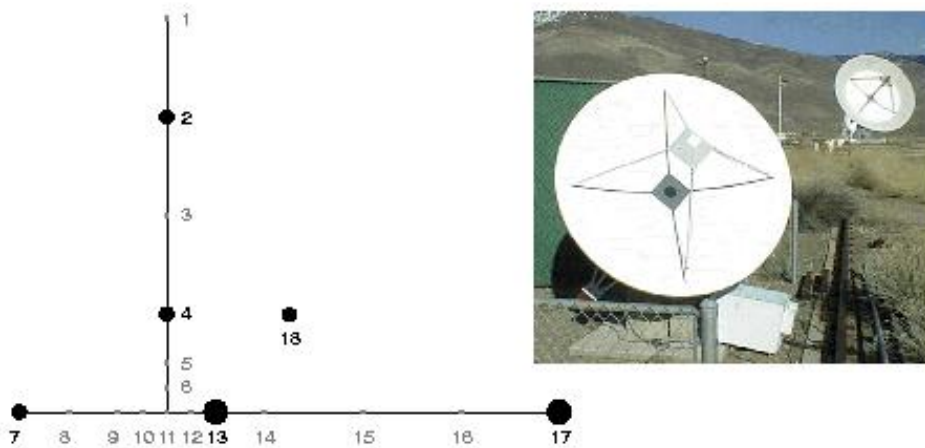
Observing time: 8:30 to 15:30 UT

(1) during summer and winter months, respectively

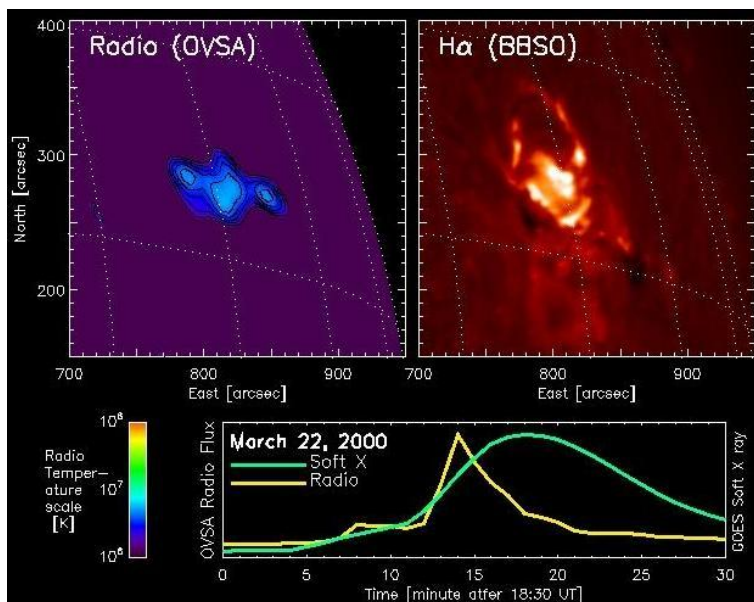
Kuva 4.18: Nancayn radioheliografi on maailman toinen puhtaasti aurinkotutkimuskäytössä oleva interferometri.

Owens Valley Solar Array

- 2 x 27-m + 3 x 2-m + 2 new 2-m antennas
- new antenna (19) 1.1 km from the center of array
- image resolution better than 5 arc sec
- 1-18 GHz (tunable, phase lock in 20 ms)
- left and right hand circular + linear polarization



19



Kuva 4.19: Owens Valley Solar Array (OVSA), USA

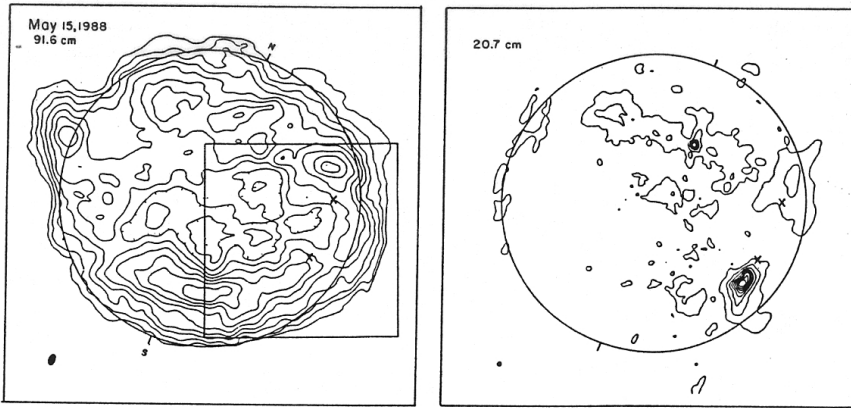


Figure 2. The quiescent 91.6 cm (left) and 20.7 cm (right) emission from the Sun. The 20.7-cm contours delineate active-region coronal loops with a peak brightness temperature of $T_B = 2.5 \times 10^6$ K, while the 91.6-cm contours show more elongated structures that are not associated with active regions and have a peak $T_B = 7.8 \times 10^5$ K. (Adapted from Lang and Willson (1989)).

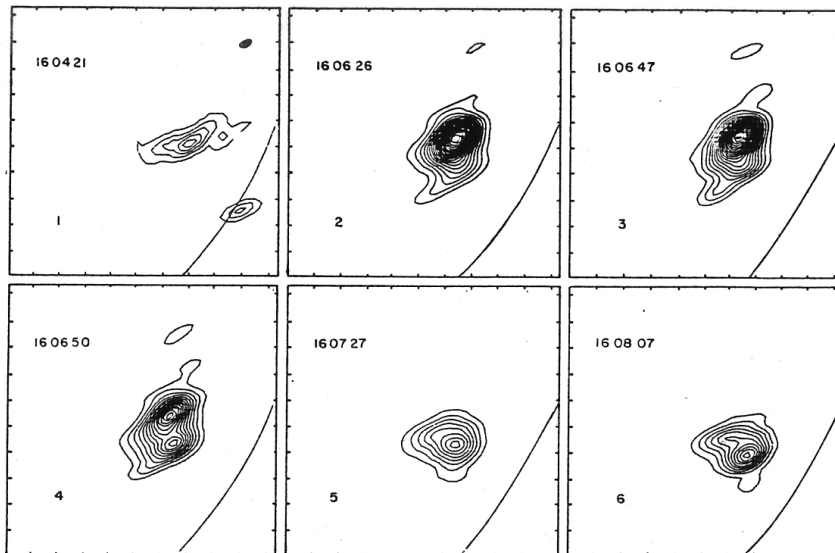


Figure 4. VLA snapshot maps of the total intensity, I , at 20.7-cm wavelength during 3.3-second intervals at the times denoted by 1 to 6 in Fig. 3. The precursor (1) is spatially separated from the subsequent impulsive bursts (2 and 3). The post-burst, or decay, phase (5, 6) originates in another spatially separate source that first becomes detectable during the end (4) of the second impulsive burst (3). The angular scale can be inferred from the 60" spacing between the fiducial marks on the axes. The contour intervals are in units of equal brightness temperature, T_B , with an outermost contour and contour interval of $T_B = 4.4 \times 10^5$ K for 1, and $T_B = 5.5 \times 10^6$ K for the others five images. The maximum value is $T_{Bmax} = 4.4 \times 10^6$, 1.0×10^8 , 1.3×10^8 , 7.7×10^7 , 4.4×10^7 and 5.5×10^7 K for 1, 2, 3, 4, 5 and 6 respectively. (Adapted from Willson, Lang and Liggett (1990)).

Kuva 4.20: VLA:n aurinkohavaintoja

4.8.2 Single-dish antennit – radiometrit ja polarimetrit

Radiometrit ja polarimetrit (radiometri, joka vastaanottaa oikea- ja vasenkätistä ympyräpolarisaatiota) havaitsevat yleensä koko auringon kiekolta tulevaa radiovuota, mitä useammalla taajuudella sen parempi. Tärkeimpiä instrumentteja maailmassa ovat Nobeyaman polarimetrit (1, 2, 3.75, 9.4, 17, 35 ja 80 GHz) sekä Bernin polarimetrit (8.4, 11.8, 19.6, 35 ja 50 GHz). Bernin koko vastaanotin- ja antennisysteemi siirtyi Tuorlaan v. 2005. Suurilla antennilla pääkeilan leveys (HPBW) on pienempi kuin auringon kiekko, ja niillä voidaan havaita esim. jonkin tietyn aktiivisen alueen radiovuota (antenni suunnataan ko. kohteeseen). Auringosta voidaan tehdä myös kuvia pyyhkimällä keilalla kiekon yli. Näin tehdään esim. Metsähovin radiotutkimusasemalla (antennin $D = 14$ m), radiometrejä on 22, 37 ja 87 GHz:lle mutta vastaanottimien rakenteesta johtuen vain yksi taajuus on käytössä kerrallaan. Myös Nobeyaman 45-m teleskooppia on käytetty aurinkohavaintoihin, mutta näin suuren antennin liikuttelu on vaikeaa – keilanleveys suurilla taajuuksilla on pieni ja suuntaus (pointing) tulisi olla hyvin vakaa.

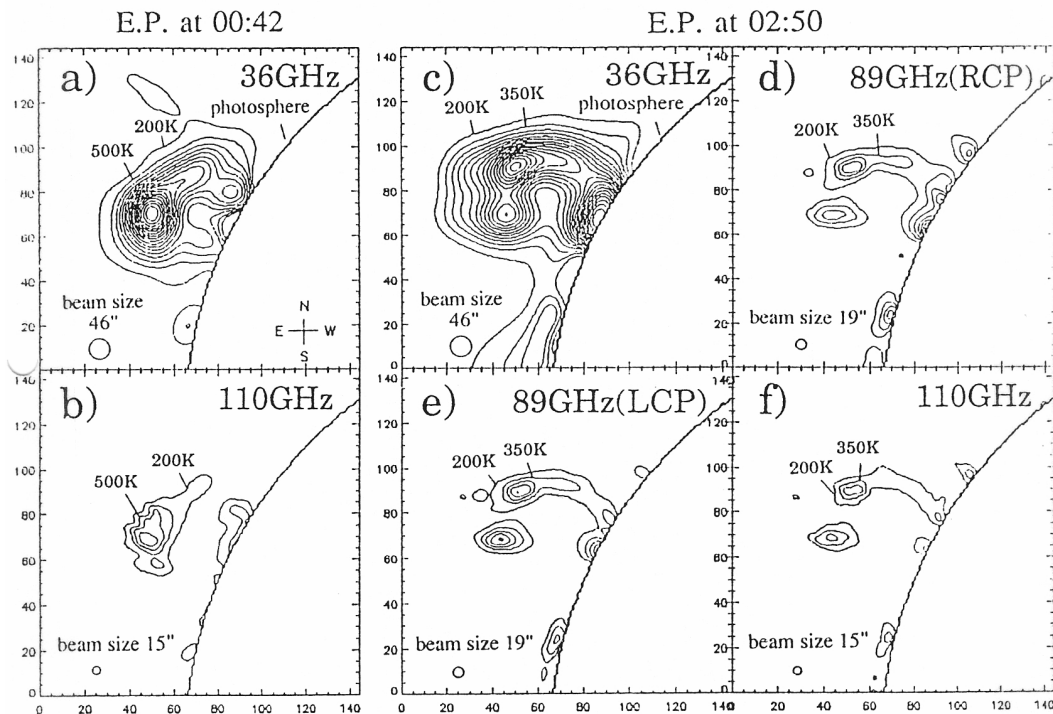
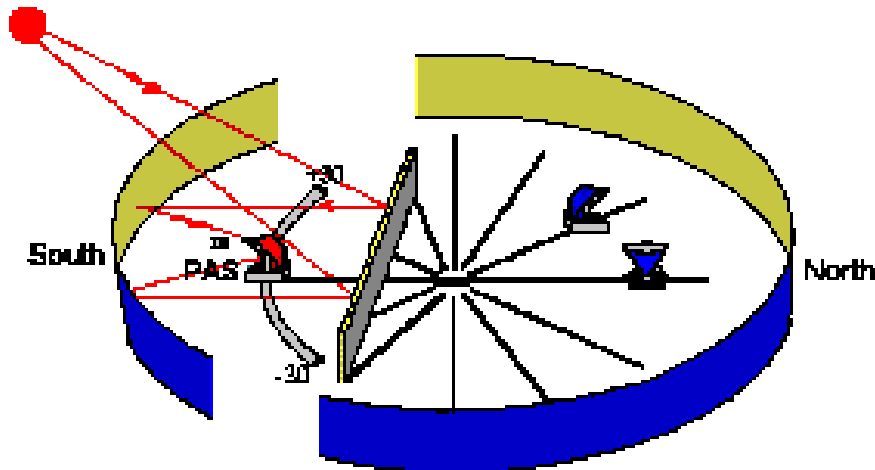


Fig. 1. Contour maps of the eruptive prominence at millimeter wavelengths observed with the 45-m radio telescope at Nobeyama Radio Observatory. (a) and (b) show ‘E.P. at 00:42’ observed from 00:42 to 00:55 UT (May 28) at 36 and 110 GHz, respectively. The minimum contour level is 200 K. The contour step is 300 K. (c–f) show ‘E.P. at 02:50’ observed from 02:50 to 02:59 UT (May 28) at 36 GHz, 89 GHz (RCP), 89 GHz (LCP), and 110 GHz, respectively. The minimum contour level is 200 K and the contour step is 150 K. The unit for each axis is $5''$. The area of the maps is $12' \times 12'$, and the spatial resolutions are $46''$, $19''$, and $15''$ at 36, 89, and 110 GHz, respectively. The heights of the prominence are about 1.5×10^5 km and 1.7×10^5 km above the photosphere for ‘E.P. at 00:42’ and ‘E.P. at 02:50’, respectively.

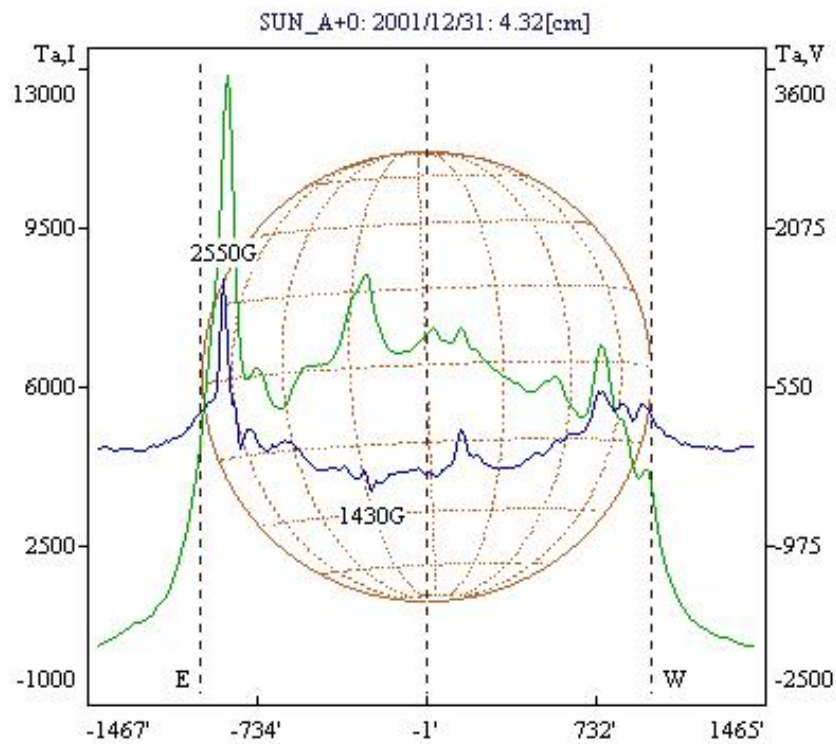
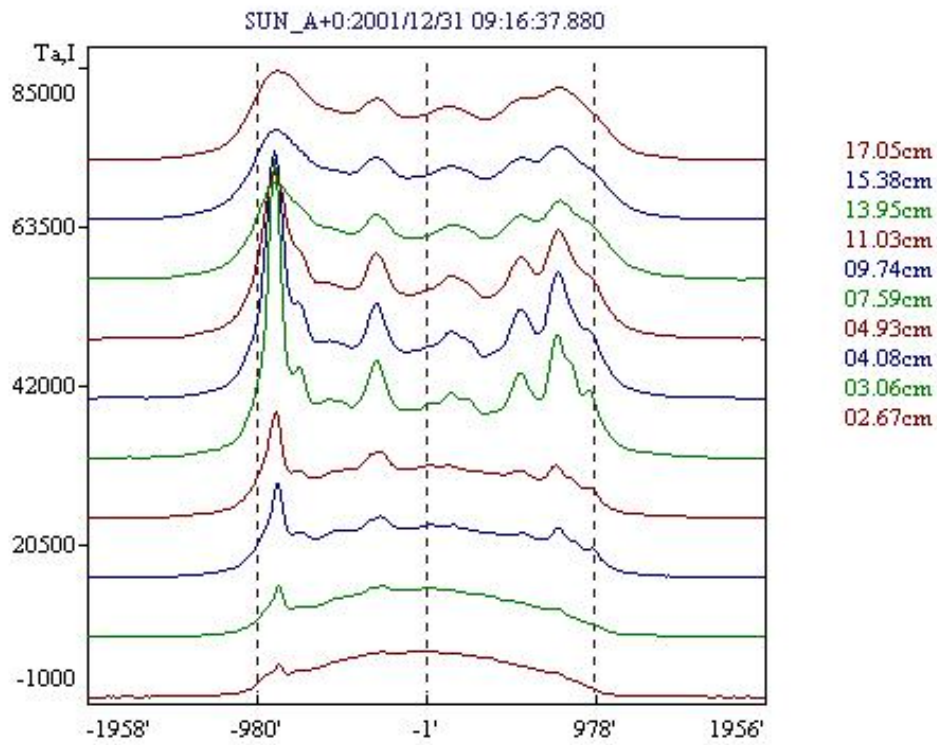
Kuva 4.21: Nobeyaman isolla antennilla ($D = 45$ m) mitattuja radiokarttoja reunalla näkyvistä filamenteista (prominensseista). Antennin keilan koko on taajuudesta riippuen 15–46 kaarisekuntia (ks. rinkula kuvien vasemmassa alalaidassa). Koko Auringon kiekon kuvaaminen pyyhkimällä, tämän kokoisilla keiloilla, kestää noin 2 tuntia (yhteensä 240 pyyhkäisyä).

RATAN 600 (Russia)

RATAN 600 consists of 895 antenna elements (2×11.5 m each), constructed in the shape of a ring with a diameter of 576 m. One-dimensional scans of the Sun are observed near 09 UT, at 30-40 wavelengths ranging from 1.67 cm up to 32 cm with left (LCP) and right (RCP) circular polarization. The telescope is located near the town of Zelenchukskaya in the North Caucasus.



Kuva 4.22: The RATAN-600 is a reflector-type radio telescope, with all of the advantages following from this (a broad wavelength range, the ability to use wide bandwidths, etc.), but it is non-traditional in design. In order to obtain high resolution at rather short wavelengths, the mirror of a radio telescope must have rather large linear dimensions and the reflecting surface must be extremely accurate. These requirements are clearly contradictory; in order to resolve this contradiction, the main mirror of the telescope was built in the shape of a ring. Top image: the southern sector can operate in combination with the flat periscope reflector. It is possible to track a source by moving the secondary mirror along the arc-shaped railway tracks or to perform azimuthal 2D map synthesis. Bottom image: the secondary mirror and receiver cabins.



Kuva 4.23: RATAN intensity profiles over the solar disk; Calculated magnetic field strength from observed polarization.

4.8.3 Spektrometrit ja spektrografit

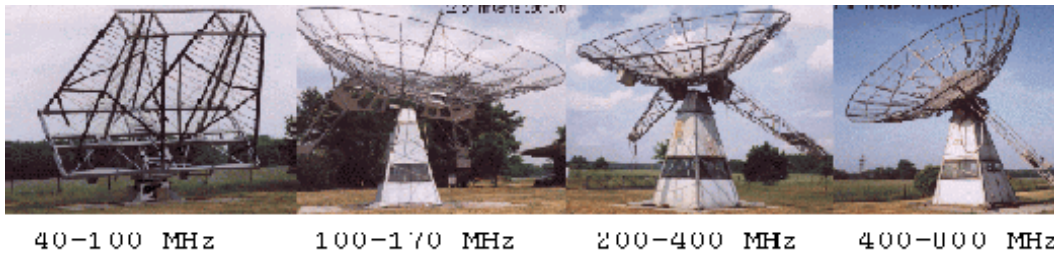
Tarkkaa spektrierottelukykyä vaaditaan erityisesti plasmasäteilyn tutkimuksessa. Tätä varten havaitaan ns. dynaamista spektriä. Taajuusalue on yleensä < 3 GHz, auringonpurkauksiin liittyvä plasmasäteily näkyy parhaiten välillä 100-500 MHz. Maan ionosfääri rajaa havaintotaajuuksia alapäässä, alle 20 MHz:n radiohavainnot täytyy tehdä satelliiteista (esim. WIND). Tärkeimpiä instrumentteja/observatorioita ovat HiRAS Japanissa, Culgoora Australiassa, IZMIRAN Venäjällä, ETHZ Sveitsissä, Trensdorf Saksassa, Ondrejov Tšekissä, ARTEMIS Kreikassa, Nancayn dekametrialueen DAM Ranskassa ja GBSRBS Green Bankissa USA:ssa. Näiden instrumenttien rakenne on suhteellisen yksinkertainen ja halpa, lisäksi niiden dataa käytetään avaruussäätiedotteiden laatimisessa (lue: rahoitus kunnossa).

ETHZ spectrometer:

- 7 m parabola antenna
- 0.1-4 GHz
- 2 standard PCs perform all data acquisition and hardware control
- daily data is transferred every night through the Internet to ETHZ
- 100-200 MB raw data per day, through 128 kbit/s link
- calibration measurements are performed once during night (off sun) and once during daytime (on sun)



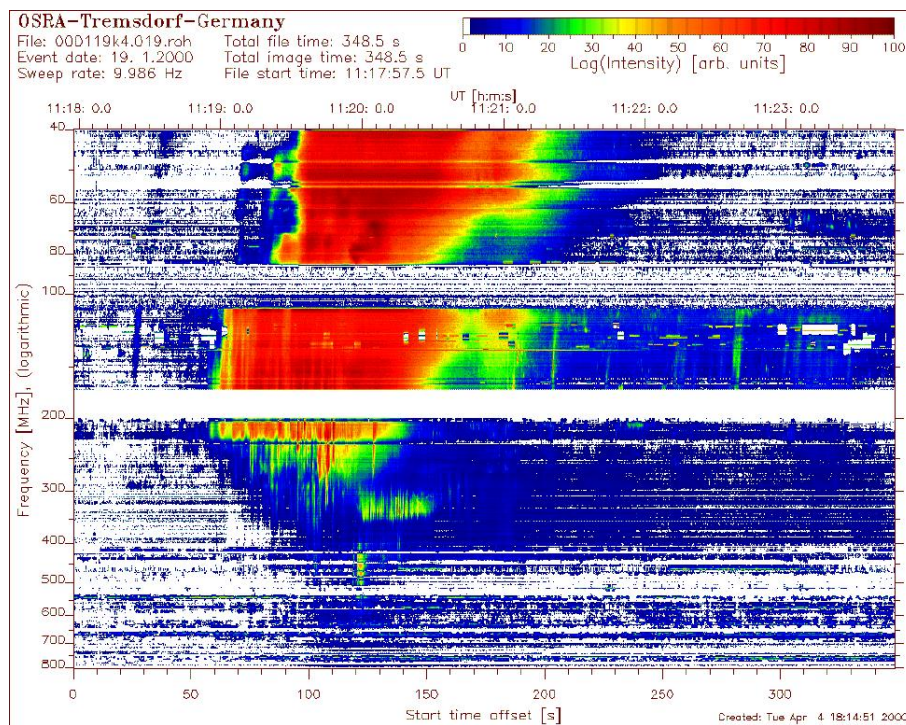
Kuva 4.24: ETH Zürich antennae (Switzerland), operating the Frequency-agile radio spectrometer Phoenix-2



Kuva 4.25: Potsdam/Tremsdorf Solar Radio Observatory, Germany

Potsdam (OSRA) spectrometers:

- 4 sweep spectrographs (10 sweeps per second)
- 40-90 MHz, 100-170 MHz, 200-400 MHz, 400-800 MHz
- patrol observations at 40-800 MHz
- A pair of crossed double-log Yagis, 1 x 10.5-m, 2 x 7.5-m paraboloids
- Strong man-made interference at 85-108 MHz (UHF radio), 170-200 MHz (UHF TV), 550-700 MHz (VHF TV)



Kuva 4.26: Potsdam/Tremsdorf solar spectra: note the missing frequencies due to man-made interferences

4.8.4 Muita radioalueen instrumentteja

Yksi harvinaisemmista radioaurinkohavaintomenetelmistä on ns. monikeilatekniikka. Tällöin yhteen antenniin asennetaan useita vastaanottimia, joilla kaikilla on oma syöttötorvensa eli oma 'keila'. Keilat vastaanottavat säteilyä hieman eri kohdista auringon kiekkoa, ja näin voidaan esim. tutkia radiosäteilylähteen liikkumista purkauksen aikana. Ongelmana on saada eri keilat kalibroituja niin, että niistä tuleva data on vertailukelpoista. Yksi monikeilavastaanotinsysteemi (48 GHz) on ollut toiminnassa Itapetingan 14-m teleskoopilla Brasiliassa. Se rakennettiin yhteistyössä sveitsiläisten kanssa.

Brasilialaiset ovat olleet kiinnostuneita myös alimillimetrialueen aurinkohavainnoista (vrt. Kaufmann et al. analyysit 'oudoista' spektreistä). Tätä varten Argentiinan Andeille rakennettiin 1.5 m-halkaisijainen, radomella suojattu radioteleskooppi, joka toimii taajuuksilla 212 GHz (4 monikeilaa) ja 405 GHz (2 monikeilaa). Radiovuon on kuitenkin havaittu olevan näin suurilla taajuuksilla lähinnä tasaista kohinaa, varsinaisia purkauksia on nähty erittäin harvoin.

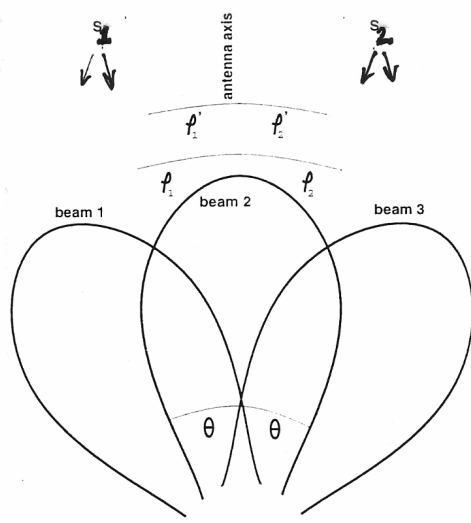
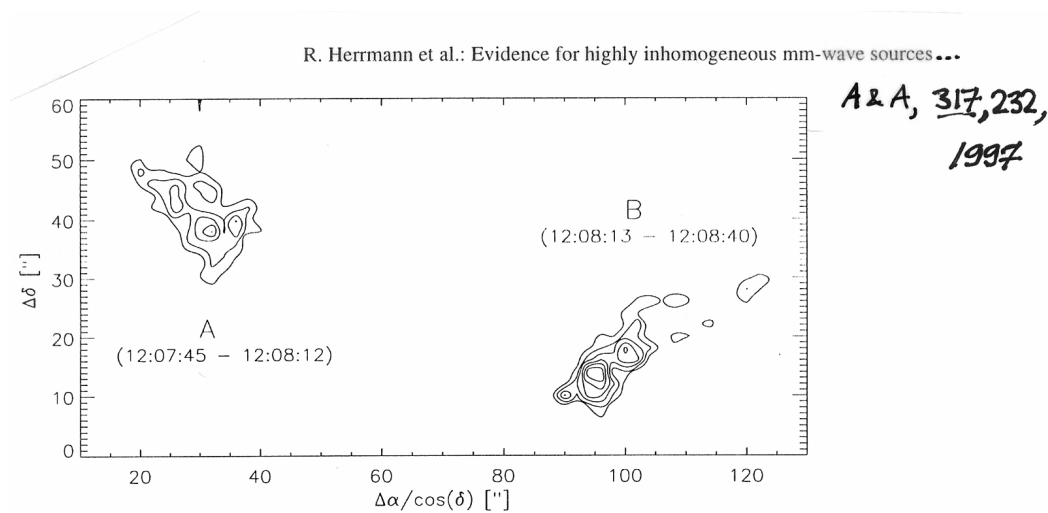


Fig. 1. Sketch of a simple antenna beam pattern of three intersecting beams observing two sources that emit at the same time.

Fig. 8. Dynamic burst map of the emission center distribution during the whole event. The grid spacing is 2" and approx. 17000 positions each one calculated within 4 ms during the time interval from 12:07:45 UT until 12:08:50 UT have been used. Before 12:08:12.5 UT emission from source A dominates while for later times source B is dominant. Coordinates refer to offsets in right ascension and declination relative to the antenna pointing.

Kuva 4.27: Monikeilavastaanotin Brasiliassa.

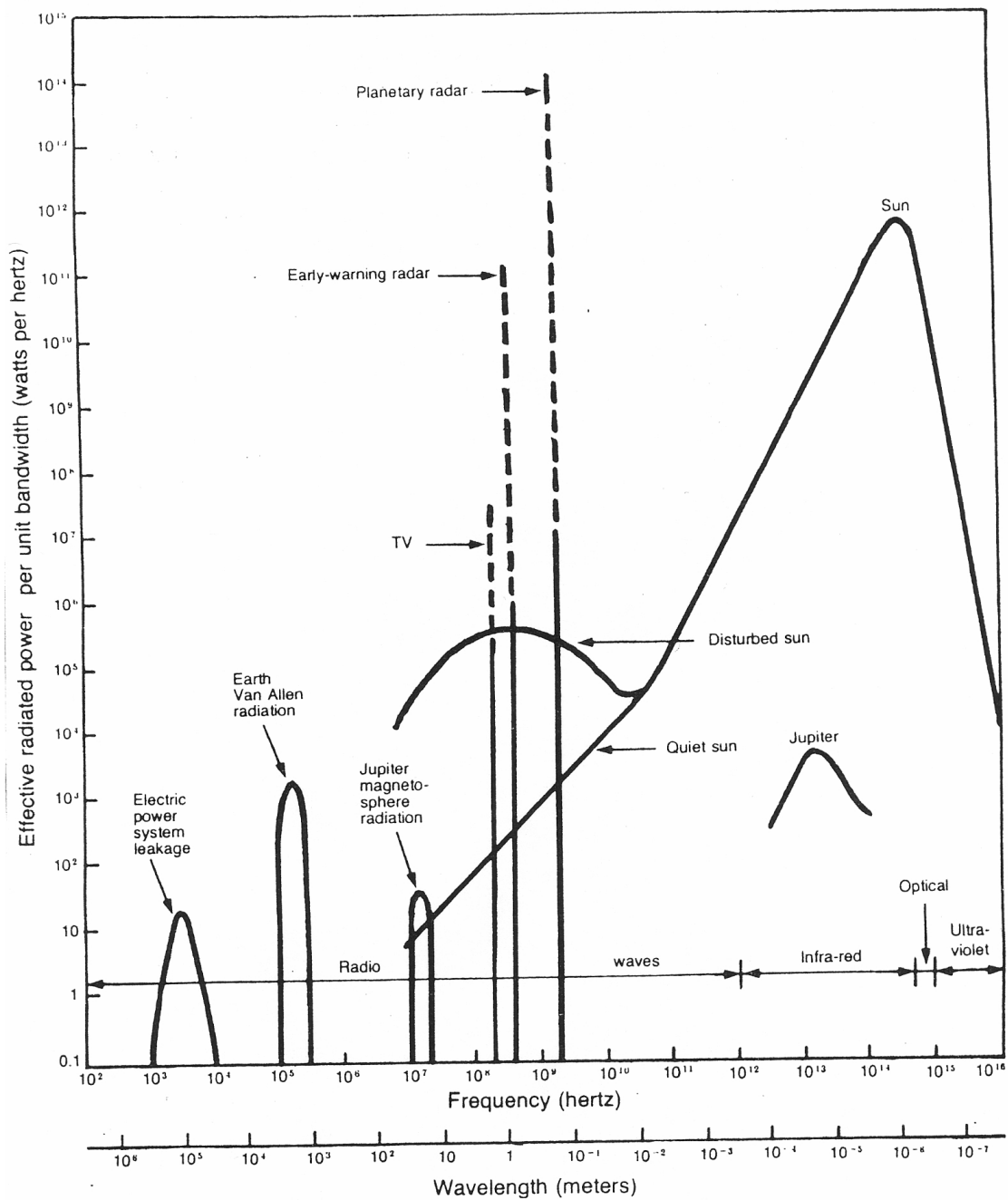
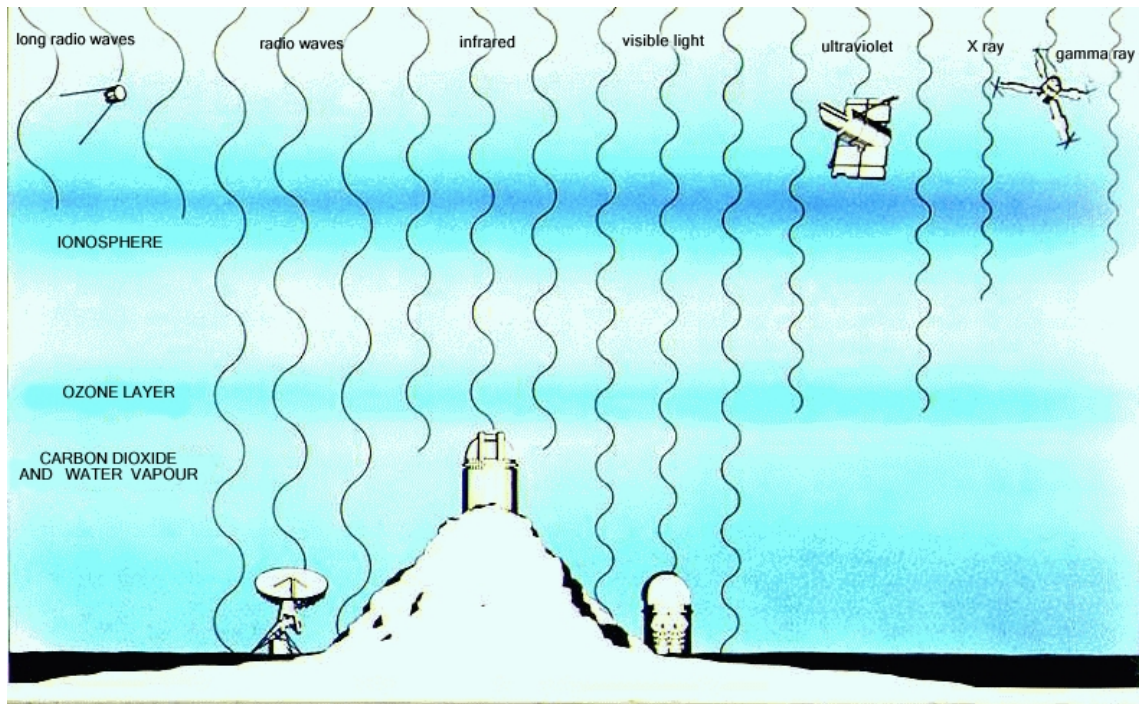


Fig. 8-51. Electromagnetic spectrum of the solar system from radio to UV showing the spectral power (W Hz^{-1}) as a function of frequency for sources of radiation from the earth, Jupiter and the sun. The largest spectral powers are from terrestrial radars.

Kuva 4.28: Radiosäteilylähteiden suhteellisia voimakkuuksia. Keski-Euroopan tiheästi asutuilla alueilla tv-lähettimet ja tutkat häiritsevät suuresti astronomisia havaintoja matalilla taajuuksilla. (Häiriöt voivat haitata myös välitaajuuksilla, ei vain mittaustaajuuksilla.)



Kuva 4.29: The earth's atmosphere completely absorbs x-ray, gamma ray and ultraviolet radiations, which can therefore be observed only by satellite. Visible light, on the other hand, reaches the earth's surface but the best places for optical observations are the top of high mountains, where the atmosphere is more transparent. These are also the only places from which we can observe the infrared light of astronomical objects. Radio waves, which reach the earth without being absorbed, allow us to increase our knowledge of the universe. (From Bologna University web site for Science Communication at <http://www.scienzagiovane.unibo.it/>)

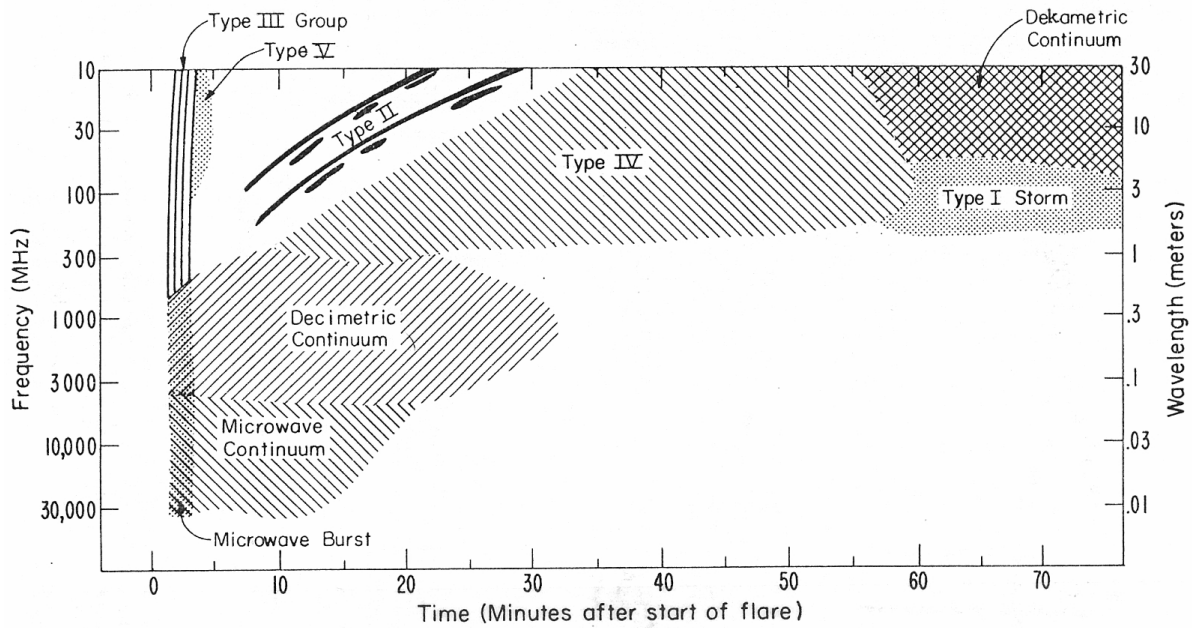
4.9 Radiohavainnot avaruudesta

The plasma frequency of the ionosphere is ~ 15 MHz on the day side of the earth near sunspot maximum and ~ 10 MHz on the night side near sunspot minimum, making the layer opaque to all lower frequencies. Even at preferred sites near the magnetic poles, such as Canada and Tasmania, and near sunspot minimum when ground based observations can be taken as low as $2\sim$ MHz, the available resolution is extremely poor (several degrees). Therefore, to study this last unexplored window on the electromagnetic universe, one must go to space.

The WAVES investigation with two swept-frequency radio receivers, RAD1 and RAD2, on the Wind spacecraft (launched in 1994) provides comprehensive coverage of radio and plasma wave phenomena in the frequency range from 20 kHz up to about 14 MHz. STEREO (launched in 2006) and Solar Orbiter (to be launched around 2013) will provide similar radio spectral data.

4.10 Auringonpurkausten luokittelu

Radiopurkauksia voidaan luokitella eri tyypeihin (I-V) dynaamisen spektrin perusteella. Matalataajuinen säteily (<1 GHz) on yleensä plasmasäteilyä ja korkeataajuinen radiosäteily (>1 GHz) kontinuumisäteilyä, joka syntyy jarrutussäteilyn tai gyrosynkrotron-säteilyn kautta (10...100 harmonista taajuutta).



Spectral type --

- I = storm bursts
- II = slow drift bursts
- III = fast drift bursts
- IV = prolonged continuum
- V = brief continuum (normally following Type III burst)

CONTINUUM = continuum in close association with Type III burst storms, often with reverse drift bursts and often, but not always, associated with noise storms on metric wavelengths (used by SMGR);

DCIM = decimetric burst defined by very fast drift spike or group of spikes with very high degree of polarization extending usually less than one octave in or close to decimeter range;

UNCLF = unclassified activity.

Kuva 4.30: Radiopurkausten luokittelu dynaamisen spektrin perusteella tyyppeihin 1-V.

Webbiosoitteita:

<http://solar.nro.nao.ac.jp> (Nobeyaman radioheliografi)

<http://www.obs-nancay.fr/> (Nancay)

<http://ovsa.ovro.caltech.edu/> (OVSA, Owens Valley)

<http://www.sao.ru/hq/sun/> (RATAN 600)

<http://kurp-www.hut.fi/sun/> (Metsähovi)

<http://sunbase.nict.go.jp/solar/denpa/> (Hiraiso)

<http://helios.izmiran.rssi.ru/lars/LARS.html> (IZMIRAN)

<http://sunkl.asu.cas.cz/radio/> (Ondrejov)

<http://www.aip.de/groups/osra/> (Tremdorf)

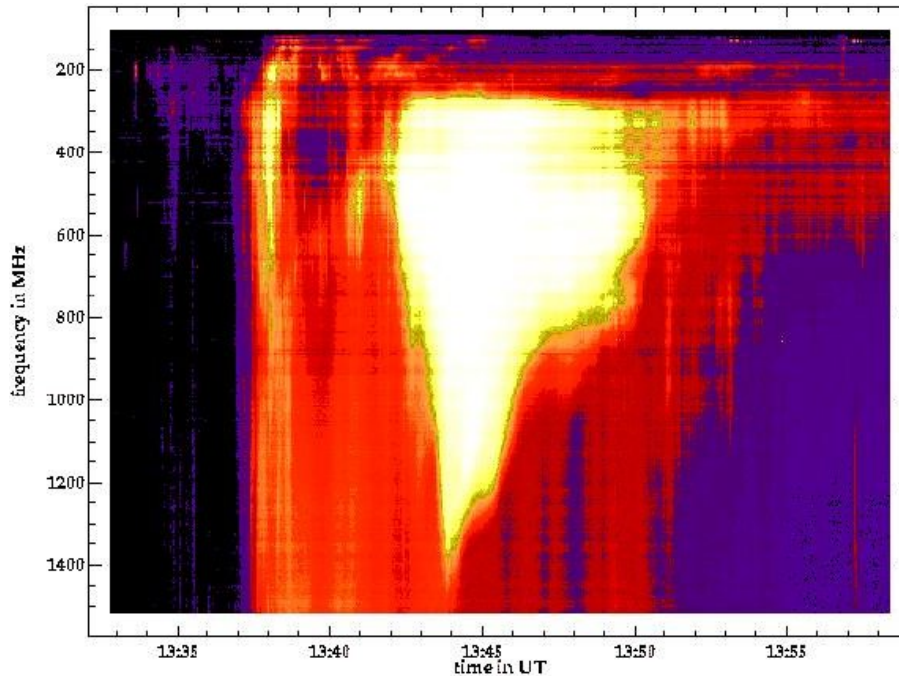
<http://www.ips.oz.au/culgoora/spectro/index.html> (Culgoora)

<http://www.nrao.edu/astrores/gbsrbs/> (Green Bank Solar Radio Burst Spectrometer)

<http://www.astro.phys.ethz.ch/rag/> (ETHZ Phoenix)

<http://lep694.gsfc.nasa.gov/waves/waves.html> (Wind WAVES)

<http://www.lesia.obspm.fr/cesra/> (CESRA-Community of European Solar Radio Astronomers)



Kuva 4.31: Tyyppi IV radiopurkaus on yleensä pitkäkestoinen ja hitaasti taajuusalueella siirtyvä. Kun tyyppi II ja tyyppi III radiopurkaukset ovat selkeästi plasmasaiteilyä (ks. kuvat osiossa 3.9 Plasma emission), voi tyyppi IV:n synnyttäjänä olla myös sykrotron-säteilymekanismi. Säteilymekanismit voidaan erottaa toisistaan spektristä, jos havaintoja on kyllin monella taajuudella.

4.11 Polarisaatio: Stokesin parametrit

Stokesin parametrit (I,Q,U,V) ovat arvoja, jotka kuvaavat sähkömagneettisen säteilyn polarisaatioastetta. Auringon radiosäteilystä voidaan erottaa vain ympyräpolarisaatio, sillä lineaaripolarisaatio häviää sähkömagneettisen aallon kulkiessa koronan läpi (ns. Faraday-kiertymän johdosta).

Vasenkäteisesti ympyräpolarisoituneelle aallolle ('L')

$$I=S, Q=0, U=0, V=S$$

Oikeakäteisesti ympyräpolarisoituneelle aallolle ('R')

$$I=S, Q=0, U=0, V=-S$$

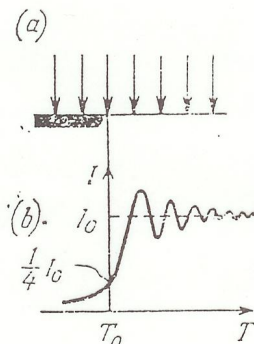
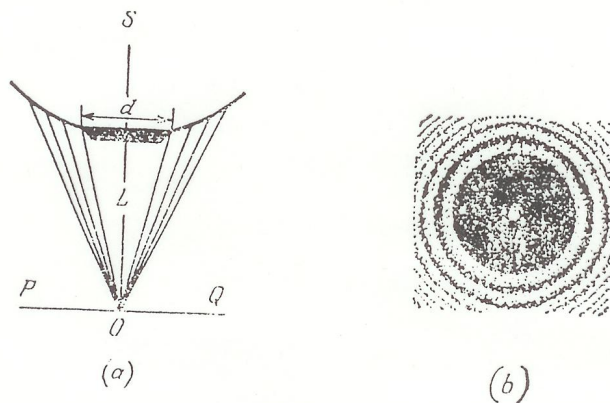
Vuontiheyttä S kuvataan usein myös symboleilla $I=R+L$ ja ympyräpolarisaatioastetta arvolla $R-L$. Insinööri ja fyysikko määrittelevät lisäksi polarisaation suunnan toisinpäin (tämä on insinööri-versio).

4.12 Auringonpimennysten käyttö radiotaajuuksilla

Seuraavaksi esitellään, miten radiohavainnoilla saavutetaan suuri (yksidimensioinen) erottelukyky auringonpimennysmittausten avulla. Tekniikka perustuu valon (ja radioaallon) taipumiseen eli ns. Fresnelin diffraktioon. Parhaiten tämä toimii matalilla taajuuksilla ja voimakkailla kohteilla. Tutkittavina ovat olleet aktiivisten alueiden komponentit ja Auringon reunan rakenne. (Huom. Fresnel kirjoitetaan joskus myös muotoon Fresnell. Sivulla 108 on kirjoitusvirhe, p.o. 'jotta ripsut näkyisivät'.)

2. Fresnellin diffraktio

Fresnellin diffraktio syntyy, kun tunnetulla etäisyydellä oleva pyöreä tai suorareunainen este peittää pistemäisen valonlähteen, kuvat 1 ja 2. Valo taipuu esteen vaikutuksesta ja havaittajan etäisyydelle syntyvät ns. Fresnellin viivat, valoisa ja pimeä vuorotellen. Valon intensiteetti on sekä pyöreän esteen keskellä pisteessä O että suorareunaisen esteen reunaa kohtisuoraan olevassa pisteessä To molemmissa $1/4$ esteettömästi etenevän valon intensiteetistä.



3. Havainnot

3.1 Kuun reuna diffraktoivana esteenä

Mitatun tehon muutokset riippuvat kohteen koon suhteesta Fresnellin 1. kertaluvun viivan kokoon kuun etäisyydellä. Jos kohde on suurempi kuin Fresnellin viiva, voidaan diffraktioefekti jättää huomiotta ja todellinen kirkkauslämpötila saadaan differentioimalla pimmennyskäyrä. Jos kohde kuitenkin sisältää pienempiä rakenteita, kaarisekuntien luokkaa, pitää diffraktio kuun reunalla ottaa huomioon laskuissa. Kuun reuna voidaan kuitenkin olettaa suoraksi esteeksi, koska sen muodon vaihtelut ovat hyvin pieniä suhteessa Fresnellin viivan kokoon.

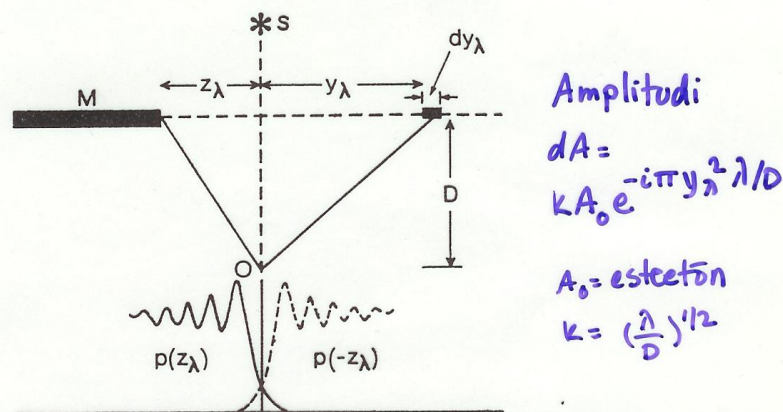


FIG. 1. Schematic representation of the generation of the occultation curve $p(z_\lambda)$, as the screen M at a distance D from the observer uncovers a source S . The occultation curve is the mirror image about the axis OS of the diffraction curve $p(-z_\lambda)$.

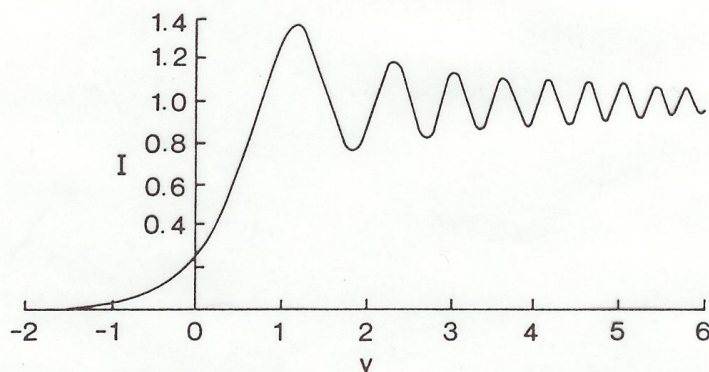
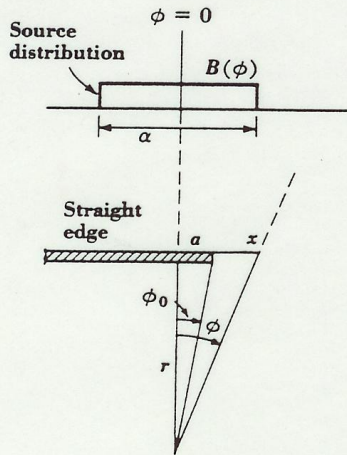


FIG. 2. The shape of the occultation curve of a point source. The horizontal scale is in units of v , the corresponding angular scale being given by $\theta = v(\lambda/2D)^{1/2}$, where λ is the wavelength and D the Moon's distance. For $\lambda = 1$ m, one unit of v corresponds to about 8 arc sec. $I = 1$ corresponds to the flux density of the unobstructed curve, while at the edge of the geometrical shadow $I = 0.25$.

Hazard, 1976

3.2 Pimennyskäyrät



Kohteen nopeus diffraktioluvun yli (kohtisvoraan kuvn reunaa vastaan)

Aika $t / 1''$

$$t = \frac{1}{\frac{d\theta}{dt} \cos\theta}$$

$\frac{d\theta}{dt}$ = kuvn etenemisnopeus
arc sec/s $\approx 0.3/s$

θ = kuvn etenemissuunnan ja kohteen välinen kulma

Fig. 6-35. Occultation of source of width α .

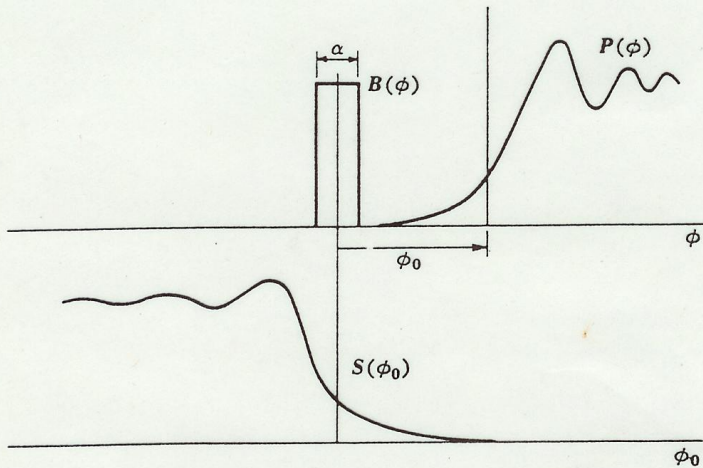


Fig. 6-36. The occultation curve is the convolution of the source distribution and the occultation pattern for a point source.

$$S(\phi_0) = \int_{-\alpha/2}^{+\alpha/2} B(\phi) \tilde{P}(\phi_0 - \phi) d\phi$$

Kraus, 1986

- Pimennyksen avulla saatu kulmaerotuskyky on verrannollinen diffraktiokuvion 1. Fresnellin viivan leveyteen:

$$\theta_o = \left(\frac{\lambda}{2D}\right)^{1/2} = 2 \cdot 10^5 \left(\frac{\lambda}{2D}\right)^{1/2} \text{arcsec},$$

jossa λ on aallonpituus ja D maan ja kuun välinen etäisyys. Esim. 22 GHz:llä resoluutio on 0.84, 37 GHz:llä 0.66 ja 90 GHz:llä 0.4 kaarisekuntia.

- Kulmaerottelukyvyn saamiseksi (eli jotta ripset näkyisivät) on mittausten aikaresoluutio oltava luokkaa

$$t_o = \theta_o / \frac{d\theta}{dt},$$

jossa $\frac{d\theta}{dt}$ on kuun liike auringon suhteen. Esim. 22 GHz tapauksessa $t_o = (0.84 \text{ arc sec}) / (0.3 \text{ arc sec/s}) \approx 3 \text{ s}$.

Käytännössä mittausta tulkitaan pyyhkäisyksi kohteen yli, jolloin pistelähteen säteily $p(\theta)$ saadaan Fresnellin diffraktiokäyrästä:

$$p(\theta) = 1/2 \left(\left(1/2 + C\left(\frac{\theta}{\theta_o}\right)\right)^2 + \left(1/2 + S\left(\frac{\theta}{\theta_o}\right)\right)^2 \right)$$

jossa $C(x)$ ja $S(x)$ ovat Fresnellin integraalit ja θ on muuttuva kulma kuun etenemissuunnan ja kohteen välillä, sekä θ_o edellä laskettu kulmaerotuskyky.

- Havaittu teho $f(\theta)$ voidaan laskea pistelähteen diffraktiokuvion $p(\theta)$ ja kohteen kirkkausjakauman $t(\theta)$ konvoluutiona

$$f(\theta) = t(\theta) * p(\theta).$$

2-dim. *

Kaavaa täytyy kuitenkin muokata matemaattisesti ennen kuin se on käyttökelpoinen ja eräs suosittu menetelmä on käyttää apuna konvoluutiota Gaussin keilanleveyden $g(\theta)$ kanssa. Eli kaava saadaan muotoon

$$f(\theta) * p''(\theta) * g(\theta) = t(\theta) * g(\theta)$$

jossa siis pimennyskäyrän konvoluutio palautusfunktion kanssa antaa pyyhkäisyn kirkkausjakauman nähtynä valitulla Gaussin keilanleveydellä.

Kohteen lämpötila voidaan arvioida kaavasta

$$T_B \approx T_A \left(\frac{\theta_A}{\theta}\right)^2,$$

jossa T_B = kohteen kirkkauslämpötila, T_A = antennilämpötila, θ_A = puolentehon keilanleveys ja θ = kohteen arvioitu kulmaläpimitä.

* 1-dim. pistelähde: Fourier-muunnos \rightarrow Heavisiden asteliefunktio

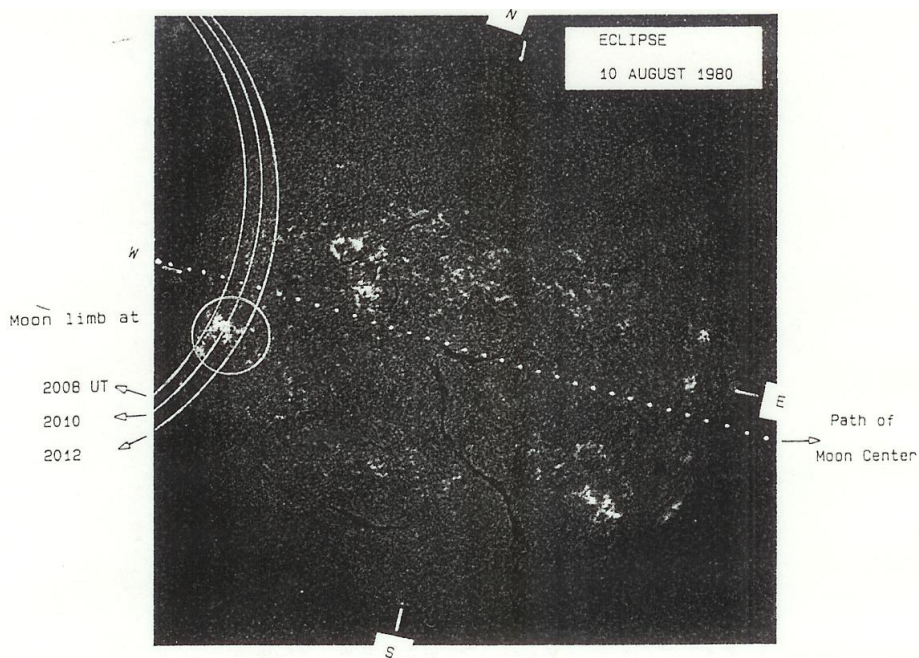


Fig. 1. Hz picture from Sacramento Peak Observatory for the day of the solar eclipse of 10 August, 1980, taken around 17:20 UT. On it are marked the area covered by the beam of the Itapetinga radio telescope at 22 GHz, which tracked the active region McMath 17027, S05W 48, and the Moon's limb positions at given times. Note that in this figure east is located at the right side.

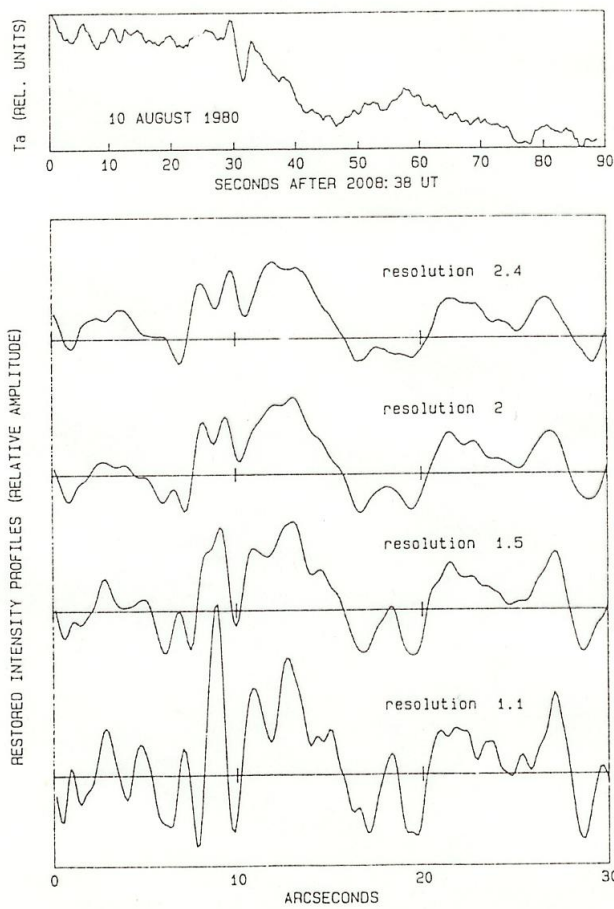
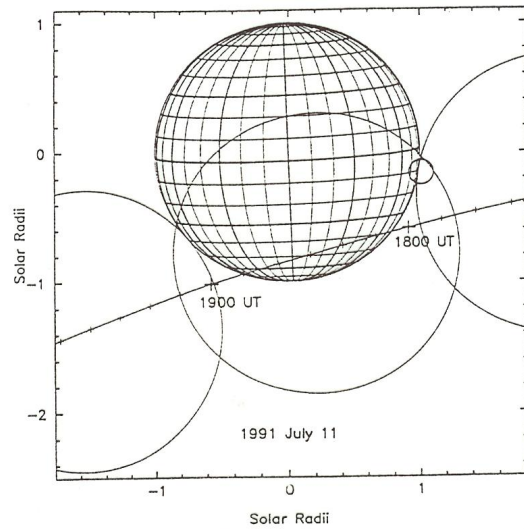


Fig. 2. *Top*: observed occultation curve for the 10 August, 1980 solar eclipse at 22 GHz. Fresnel diffraction effect at 20:09:08 UT. *Bottom*: restored intensity profiles at different angular resolutions. The amplitude scale is the same for all resolutions and it was defined using the normalized function $g(\varphi)$.

Correia, 1992

4.2 Auringon reunan rakenne

Belkora et al. (1992) tutkivat auringon reunan rakennetta 99 GHz taajuudella ja $89''$ keilanleveydellä Owens Valleyn interferometrillä (3 x 10 m antennit).



Koon läike $0.4''/s$
 integraaioaika 3.21 s
 resoluutio $1.4''$

FIG. 1.—Path of the Moon with respect to the Sun during the eclipse (north is at the top of the figure and west to the right). The relative size of the main beam is shown by a circle. The interferometer tracked a point $10''$ above the photospheric limb.

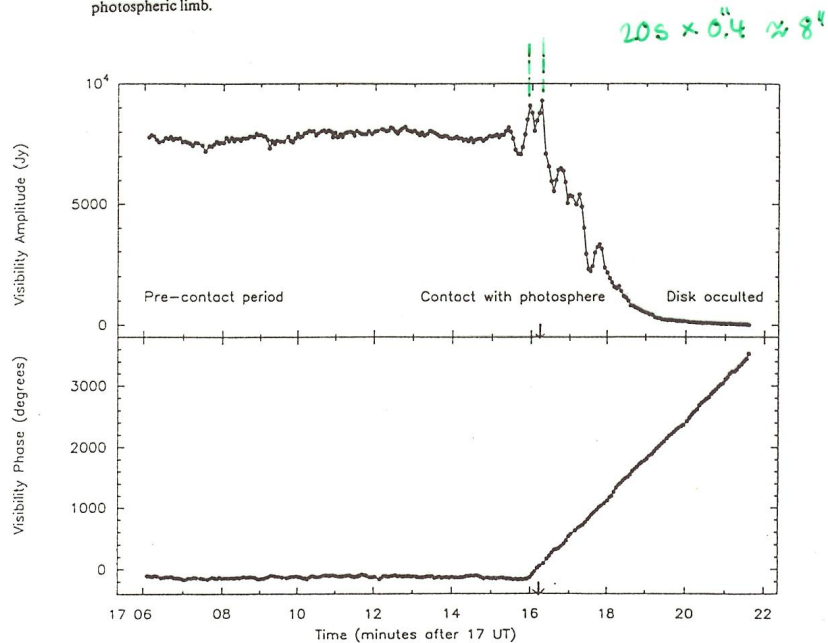


FIG. 2.—Amplitude (top panel) and phase (bottom panel) of the visibility around the time of first contact, for a baseline with fringes parallel to the limbs. The behavior of each is explained in the text. The arrows point to the time at which the photosphere was occulted.

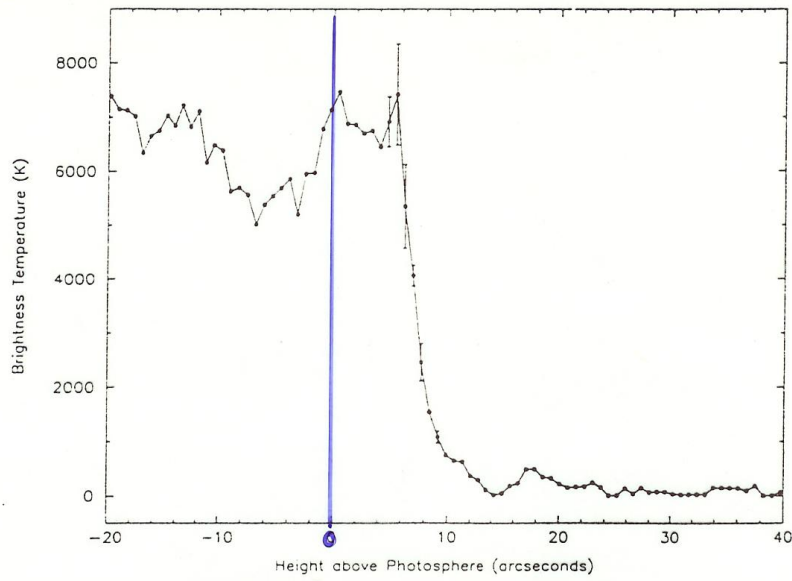


FIG. 5.—The limb profile, derived using the ephemeris phases. The attenuation due to the primary beam has been removed.

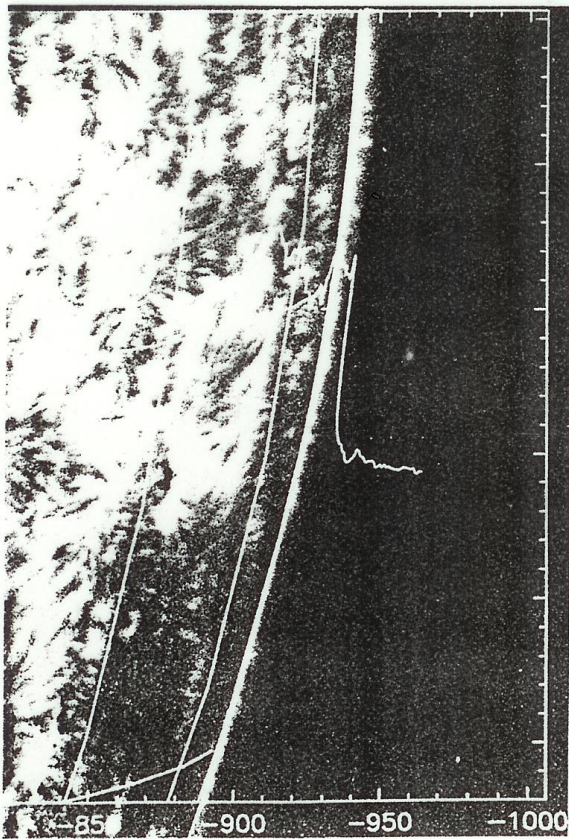


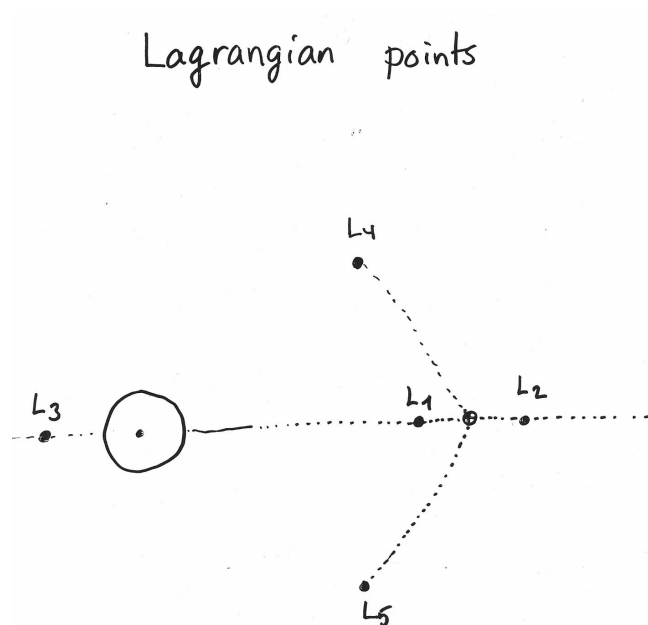
FIG. 6.—Off-band H α photograph of the region near the limb, taken at BBSO on the day of the eclipse, overlaid with solar latitude and longitude lines at 10° intervals and with a plot of the 3 mm limb profile. The vertical scale of the radio profile is arbitrary. The plus sign shows the center of the beam. The spicules can be seen as a fuzzy edge above the optical limb, nearly at the same height as the sharp cutoff in the radio profile. The contrast of the H α spicules was photographically enhanced for clarity.

Belkora, ... 1992

Luku 5

Röntgen- ja EUV-havainnot

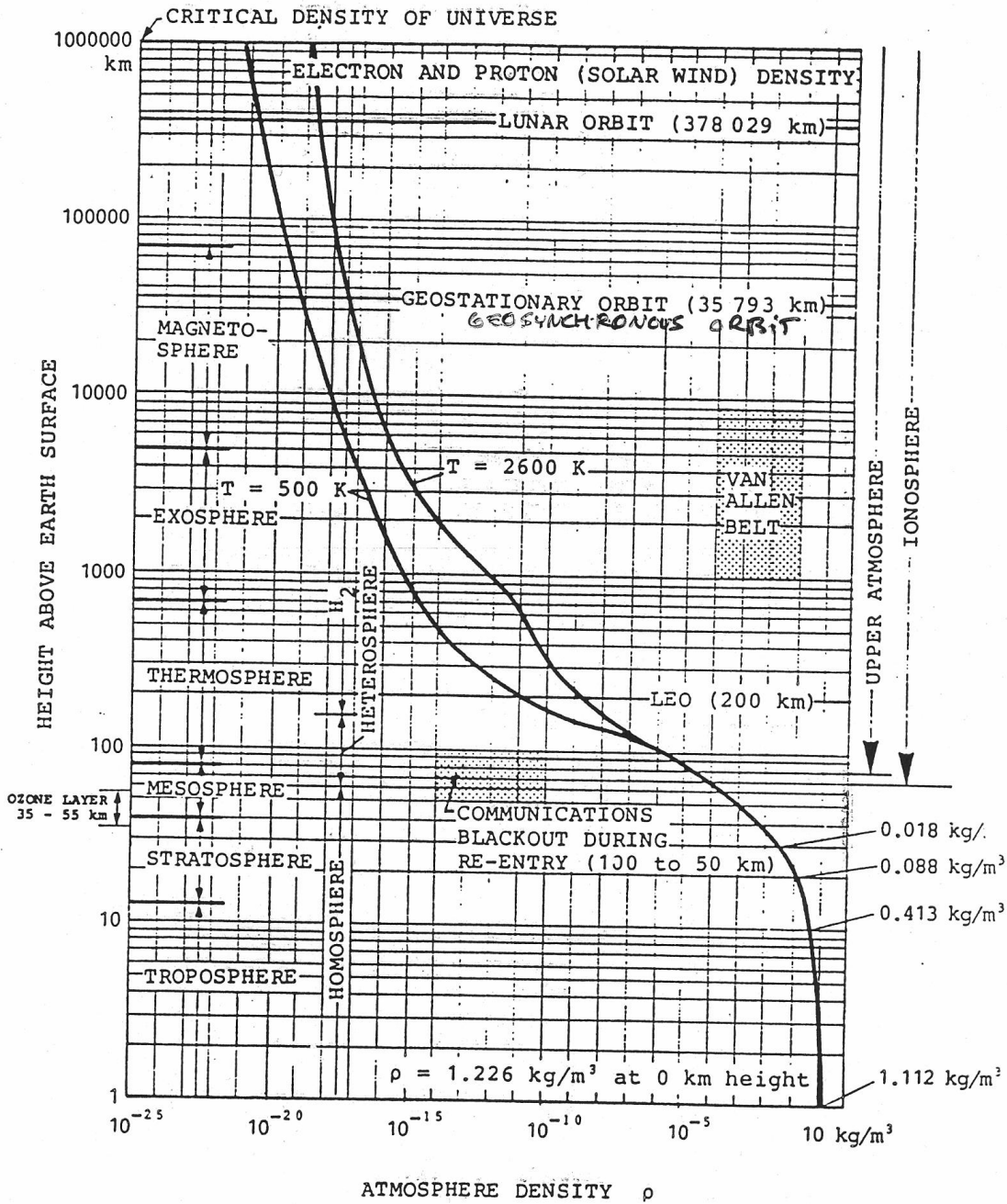
5.1 Satelliittihavainnoista



Aurinko-maa 149 milj. km
maa - L1 ~1 milj. km

L1 on tällä hetkellä lähin
aurinkohavaintopaikka;
'solar probe' on tosin suunnitteilla

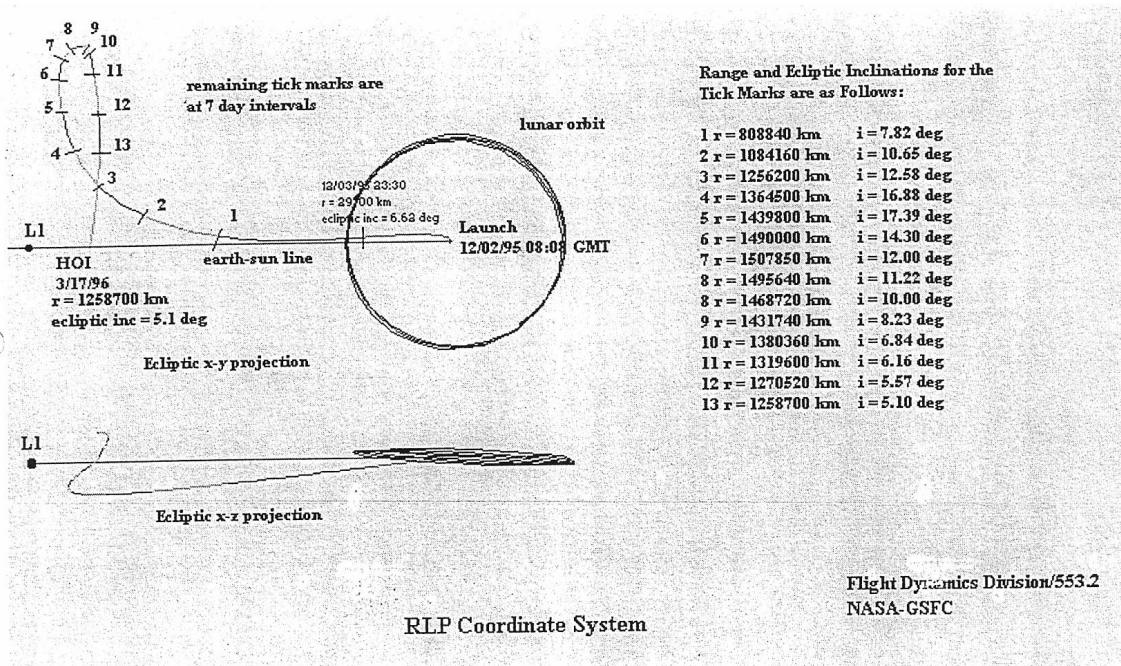
Kuva 5.1: Kahden kappaleen (Aurinko, Maa) systeemissä vakaat pisteet, jossa gravitaatio ei muuta pienen kappaleen (satelliitin) rataa. Aurinkosatelliiteille ihanteellinen paikka on L1, jossa Aurinkoa voi tarkkailla jatkuvasti ja telemetria Maahan toimii myös tauotta. (Matalilla maata kiertävillä radoilla tarvitaan lukuisia maa-asemia eri puolilla maapalloa jos halutaan siirtää suuria datamääriä tai ei haluta pitkiä taukoja telemetriassa.)



ATMOSPHERIC DENSITY WITHIN EARTH'S INFLUENCE SPHERE

FIGURE 4

Kuva 5.2: NOAA:n GOES-satelliitit ovat geosynkronisella radalla (n. 36 000 km korkeudella). Japanilainen Yohkoh-satelliitti joutui matalalla radallaan (570-730 km) säännöllisin väliajoin niin lähelle hiukkasvyöhykettä, että herkimmät laitteet piti sulkea läpikulun ajaksi (ns. SAA-vyöhyke, 'South Atlantic Anomaly' on alue, jossa van Allenin säteilyvyöhyke on pienimmillään vain 200 km Maan pinnalta).



Kuva 5.3: SOHO-satelliitin asettaminen L1-pistettä kiertävälle radalle.

5.2 Havaintovälineet röntgen- ja EUV-alueella

Ilmaisimet (kaasutäytteiset tai 'kiinteät' eli puolijohdedetektorit)

Kollimaattorit

'Hipaisuheijastimet' (grazing incidence)

Spektrometrit

- Geiger counters (1962-, saturates easily)
- Proportional counters
- Scintillation detectors
- Gas scintillation proportional counters
- Solid state detectors
- Microchannel plates
- Collimators
- Grazing incidence telescopes
- Glancing incidence telescopes
- Grating spectrometers
- Bragg crystal spectrometers

Esimerkiksi GOES-satelliittien röntgendetektorit on toteutettu ionisaatiokammiotekniikalla.

The Yohkoh Satellite (1991–2001)

The satellite was launched into space from the Kagoshima Space Center (KSC) in Southern Japan. This satellite, known as Yohkoh ("Sunbeam"), is a project of the Japanese Institute of Space and Astronautical Science (ISAS). The scientific objective has been to observe the energetic phenomena taking place on the Sun, specifically solar flares in x-ray and gamma-ray emissions.

There are four instruments on the satellite that detect energetic emissions from the Sun:
the Bragg Crystal Spectrometer (BCS)
the Wide Band Spectrometer (WBS)
the Soft X-Ray Telescope (SXT)
the Hard X-Ray Telescope (HXT).

The BCS consists of four bent crystal spectrometers. Each is designed to observe a limited range of soft x-ray wavelengths containing spectral lines that are particularly sensitive to the hot plasma produced during a flare. The observations of these spectral lines provide information about the temperature and density of the hot plasma, and about motions of the plasma along the line of sight. Images are not obtained, but this is offset by enhanced sensitivity to the line emission, high spectral resolution, and time resolution on the order of one second.

The WBS consists of three detectors: a soft x-ray, a hard x-ray, and a gamma-ray spectrometer. (SXS: Gas Proportional Counter 3-30 keV; HXS: NaI scintillation counter 20-657; GRS: BGO scintillation counter 0.3-100 MeV; RBM-SC: RBM NaI Scintillation Detector 5-300 keV ja RBM-SD: RBM Si Detector >20 keV) They were designed to provide spectra across the full range of wavelengths from soft x-rays to gamma rays with a time resolution on the order of one second or better. Like the BCS, images are not obtained.

The SXT images (glancing incidence mirror/CCD sensor) x-rays in the 0.25 - 4.0 keV range. It uses thin metallic filters to acquire images in restricted portions of this energy range. SXT can resolve features down to 2.5 arc seconds in size. Information about the temperature and density of the plasma emitting the observed x-rays is obtained by comparing images acquired with the different filters. Flare images can be obtained every 2 seconds. Smaller images with a single filter can be obtained as frequently as once every 0.5 seconds.

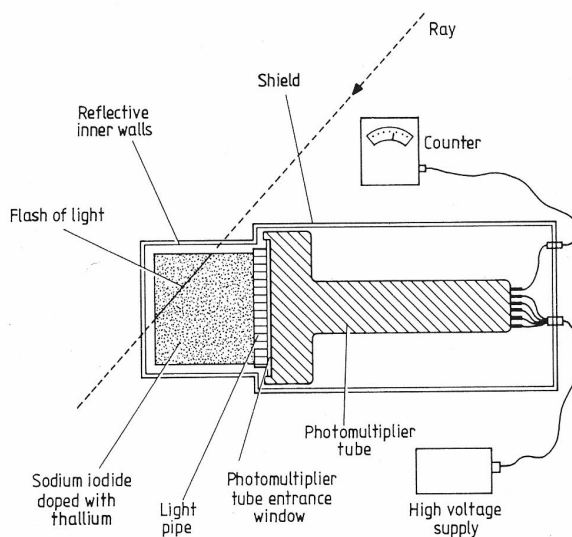


Figure 1.3.2 Schematic experimental arrangement of a scintillation counter.

*Cut-away view of a
honeycomb collimator*

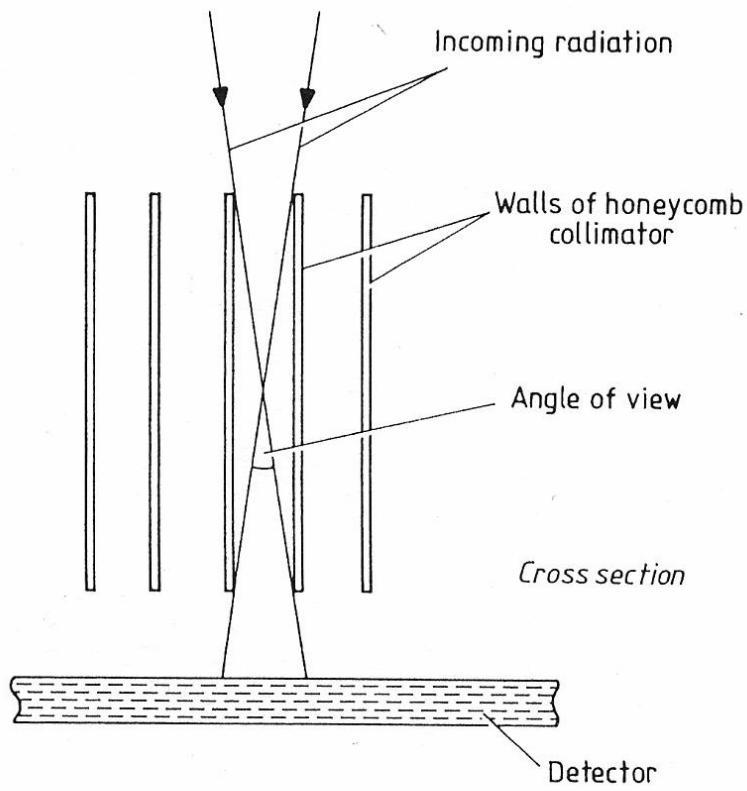
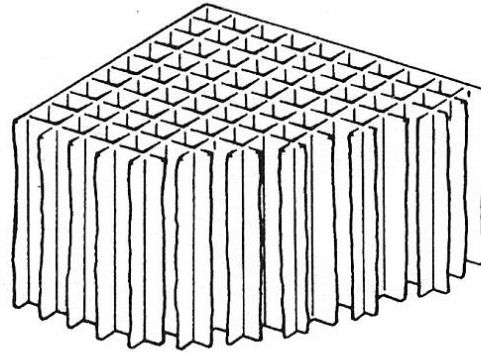


Figure 1.3.5 Honeycomb collimator.

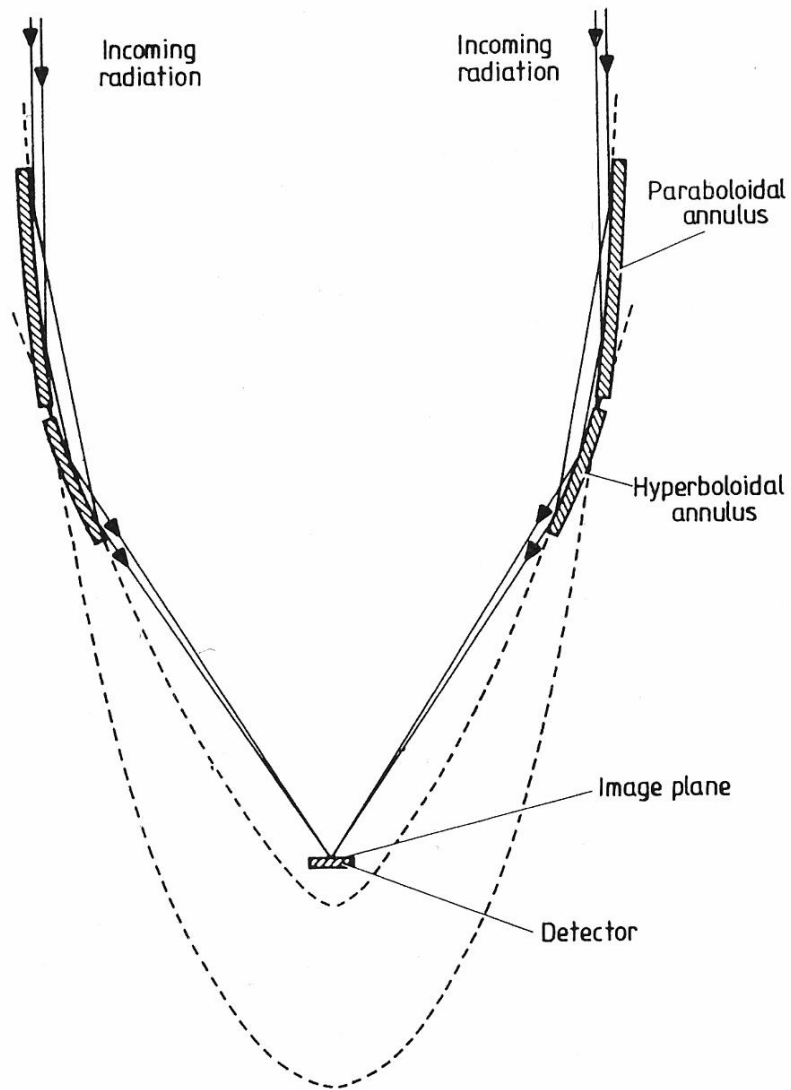


Figure 1.3.8 Cross section through a grazing incidence x-ray telescope.

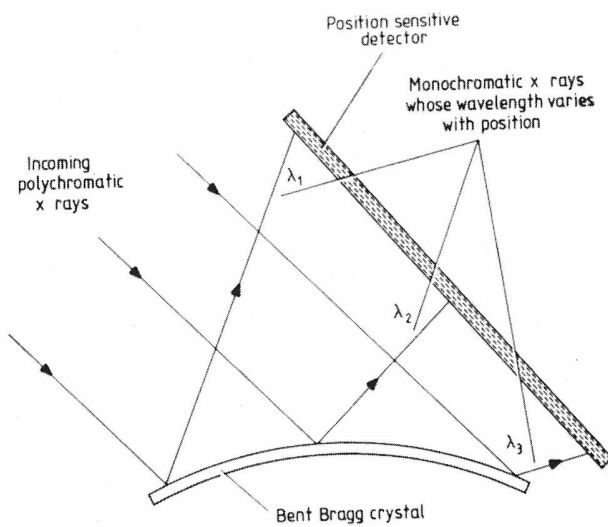
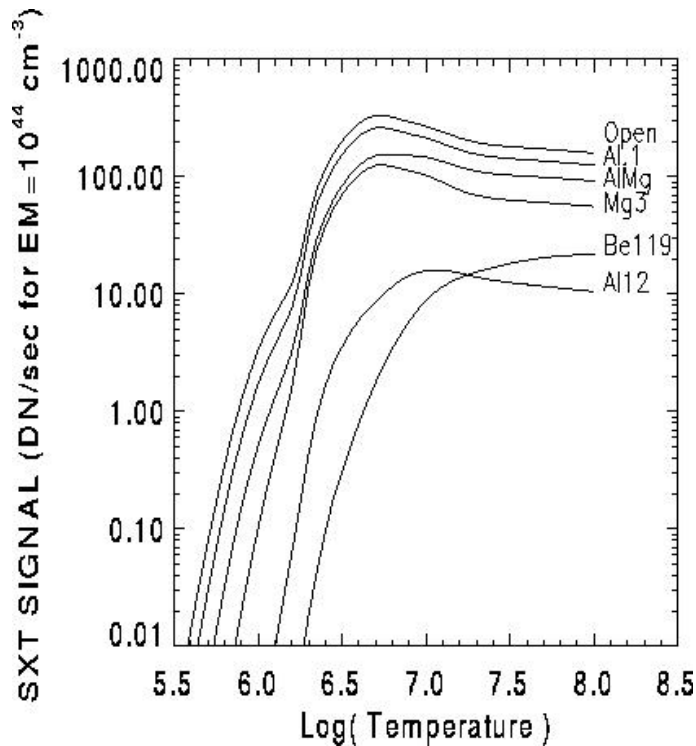


Figure 1.3.15 Bent Bragg crystal x-ray spectrometer.



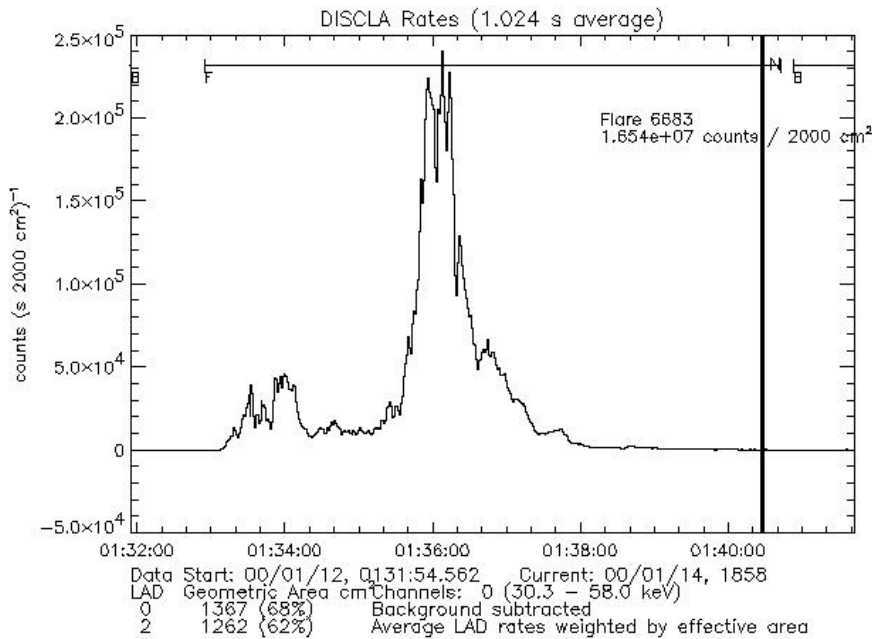
Kuva 5.4: Yohkoh SXT röntgendetektorin havaitsemien röntgenkaistojen (eli valittujen spektriviivojen) lämpötilariippuvuus. Kuvassa olevat kaistojen nimet tulevat filtereissä käytetyistä materiaaleista. AlMg filteri tunnetaan myös nimellä 'sandwich'.

The HXT (Fourier Synthesis Telescope) observes hard x-rays in four energy bands through sixty-four pairs of grids. These grid pairs provide information about 32 spatial scales of the x-ray emission. This information is combined on the ground to construct an image of the source in each of the four energy bands. Structures with angular sizes down to about 5 arc seconds can be resolved. These images can be obtained as frequently as once every 0.5 seconds.

The Yohkoh Spacecraft is in a slightly elliptical low-earth orbit, with an altitude ranging from approximately 570 km to 730 km. The orbital period is 90 minutes. Sixty-five to seventy-five minutes of this time is spent in sunlight. During five to six of its orbits per day, Yohkoh passes through the radiation belts of the South Atlantic Anomaly where the instruments using high voltages must be turned off (the BCS, HXT, and most WBS channels). Otherwise the radiation could destroy the instruments or the satellite.

Observations from the instruments are stored in the Spacecraft Bubble Data Recorder (BDR). The capacity of the BDR is 10 Mbytes. In order to optimize the recorder, it can operate at several bit-rates; high, medium, and low. Switching between the bit-rates is controlled two different ways, by the on-board deferred commands and automatically. This switching is necessary since the high-bit rate only holds 42 minutes worth of data. Some overwriting of the data is permitted.

The satellite can operate in a large number of spacecraft modes and several different subsystem modes. The two modes of principal interest are the Quiet Mode and Flare Mode. Switching between these two particular modes is controlled by a flare flag generated by the WBS instruments. Allocation of which instruments can collect what data and how much of it depends on which mode Yohkoh is operating in. Generally, more HXT data is taken during the Flare Mode as opposed to the Quiet Mode.



Kuva 5.5: CGRO:n BATSE-detektorilla havaittu auringonpurkaus.

During each orbit, about five or six times a day, Yohkoh passes over the Kagoshima Space Center. Commanding of the satellite can be performed at this time. (The rest of the time the satellite is controlled by on-board deferred command storage.) In addition, Kennedy Space Center also receives the current data from the Data Recorder. At other locations in the orbit, the data gets sent to ground stations in the NASA Deep Space Network.

The CGRO Mission (1991 - 2000)

The Compton Gamma Ray Observatory was launched on April 5, 1991 aboard the space shuttle Atlantis. Compton was safely deorbited and re-entered the Earth's atmosphere on June 4, 2000. Compton had four instruments that covered an unprecedented six decades of the electromagnetic spectrum, from 30 keV to 30 GeV. In order of increasing spectral energy coverage, these instruments were the Burst And Transient Source Experiment (BATSE), the Oriented Scintillation Spectrometer Experiment (OSSE), the Imaging Compton Telescope (COMPTEL), and the Energetic Gamma Ray Experiment Telescope (EGRET). For each of the instruments, an improvement in sensitivity of better than a factor of ten was realized over previous missions.

Although BATSE is optimized for the detection of gamma-ray bursts, it is also the most sensitive instrument regularly available for the detection of hard X-ray solar flares. As such, it is of great value in providing high time resolution spectral observations over a broad energy range for up to 50% of all flares. Since the launch of the Compton GRO, we have maintained an interactive computer facility with the primary objective of making this unique solar flare data base readily accessible for scientific analysis by the international solar physics community. Our facility contains a continuously updated archive of all BATSE solar flare data since launch together with an extensive package of user-friendly, well-documented programs for data analysis. Internet access is available to the flare catalog and to the list of BATSE solar viewing time intervals. Plots of quick-look orbital data and flare time profiles can be obtained, and ASCII or binary data files can be downloaded for further analysis. OSSE, EGRET, and COMPTEL are also able to observe gamma-ray emission from solar flares.

GRANAT

is the Russian x-ray satellite launched to the high apogee orbit (200 000 km) and operated for almost 10 years (1989–1999). It carried 4 major instruments: French SIGMA coded-mask hard x-ray telescope (30-1000 keV), Soviet ART-P coded-mask telescope (20-60 keV), Danish all-sky monitor WATCH (6-150 keV), and a gamma-burst detector PHEBUS.

The Danish Wide Angle Telescope for Cosmic Hard X-rays (WATCH) experiment is composed of four units. One of these units has the Sun in its field-of-view and observes in the deka-keV range with approximately 6.5 s time resolution. WATCH is based on the rotation-modulation-collimator (RMC) principle. It contains two independent detectors, one based on a NaI- the other on a CsI-scintillator. The direction of the incoming X-rays can thus be derived from the modulation of the detected signal as a function of the rotation phase of the collimator grids. The modulation patterns are used in determining the positions and strengths of the X-ray sources in the field-of-view. For more details on the WATCH experiment see Lund (1985), and for the solar observations see Crosby (1996) and Crosby et al. (1997).

The WATCH solar burst catalogue consists of 1551 flares and was created by systematically going through the approximately 2.5 years of count rate time profile observations. WATCH observations are grouped in dumps associated to telemetry periods. See further details in Crosby et al., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 130, 233-234 (1998).

RHESSI

tunnettiin työnimellä HESSI ennen laukaisua ja se kuuluu NASA:n Small Explorer (SMEX) tutkimussatelliittien sarjaan. Se laukaistiin 5. helmikuuta 2002, tarkoituksena havaita Auringosta röntgen- ja gamma-alueen purkauksia. Laukaisu viivästyi aurinkomaksimista, mutta toiveena on, että se jatkaa pitkäikäisten satelliittien sarjaa ja kestää seuraavaan maksimiin asti (noin 2010 tienoilla).

RHESSI Spectroscopy

Detectors: Nine segmented, hyperpure germanium crystals

Cooled to ~ 75 K (-198 degrees Celsius)

Energy Range: ~ 3 keV – ~ 17 MeV

Spectral Resolution: 1 keV (FWHM) in the front segment up to ~100 keV

3 keV in the rear segment up to ~1 MeV increasing to ~5 keV at 20 MeV

RHESSI Imaging

Technique: Fourier-transform imaging

9 rotating modulation collimators (grid pairs)

Field of View: Full Sun (~1 degree)

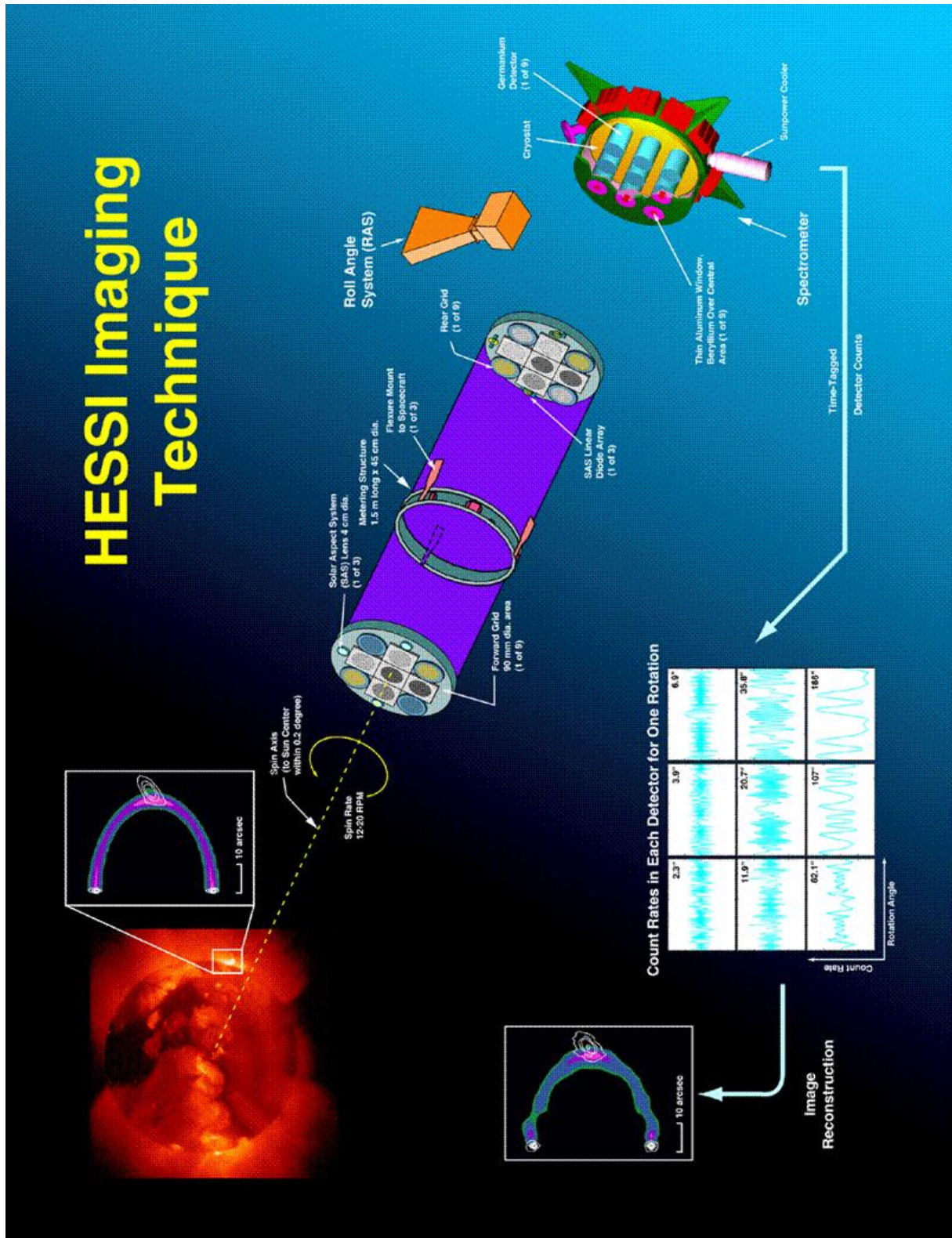
Angular Resolution: 2 arcseconds to 100 keV; 7 arcseconds to 400 keV; 36 arcseconds above 1 MeV

Source sizes that can be imaged: ~arcseconds to ~180 arcseconds

RHESSI Temporal Resolution: tens of milliseconds for a basic image; 2 seconds (half a rotation of the spacecraft) for a detailed image

RHESSI Aspect System: Solar Aspect System (SAS) determines the direction to Sun-center to better than 1.5 arcseconds. Roll Angle System (RAS) determines the roll angle to better than 3 arcminutes.

HESSI Imaging Technique



Kuva 5.6: RHESSI röntgensatelliitin toimintaperiaate: pyörivä teleskooppi ja 9 erilaista hilaa. Kuvanmuodostus muistuttaa hieman radiointerferometrian menetelmiä.

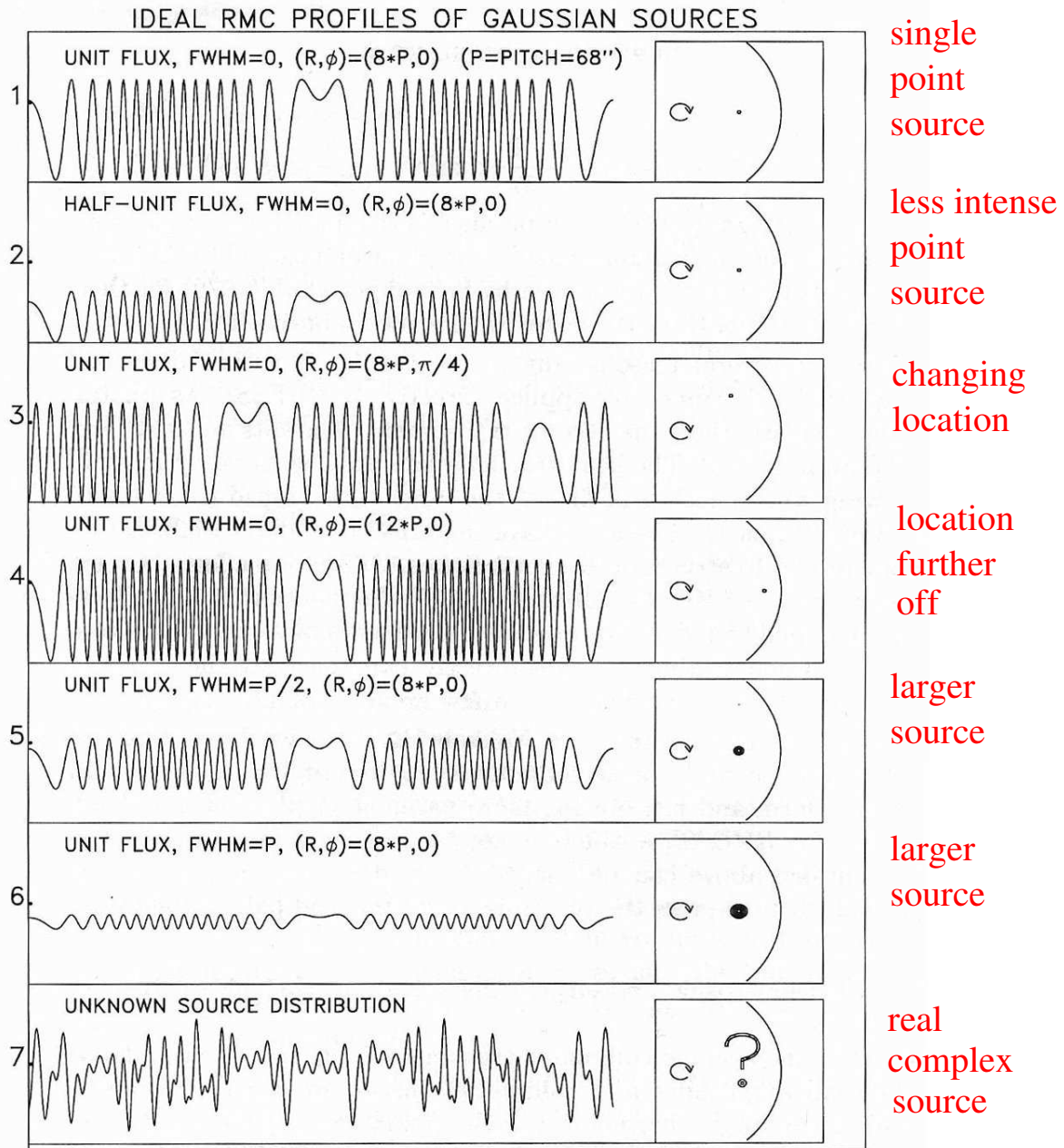
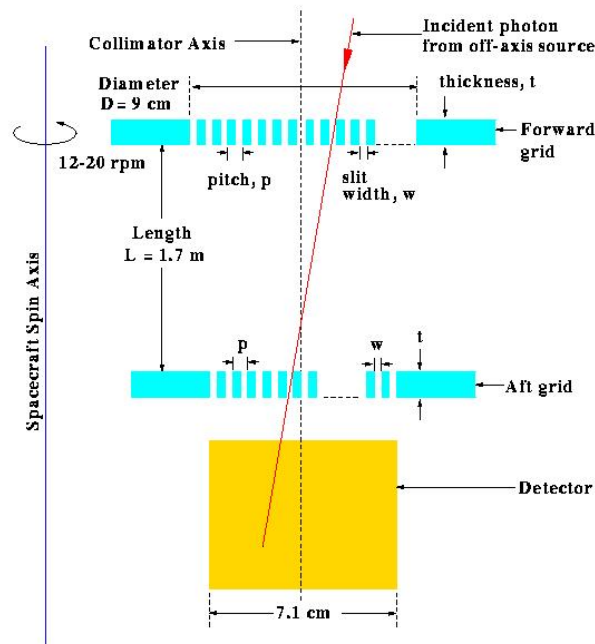
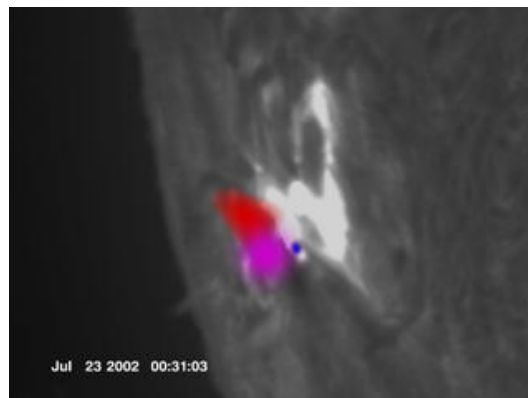


Figure 3. Modulation profiles plotted for one complete rotation for various configurations of an off-axis source, assuming ideal grids of pitch p with equal slits and slats mounted on a collimator that is rotating uniformly about a fixed axis. As discussed in the text, successive panels show the effect on the modulation profile of changing the source characteristics. R and ϕ are the radial offset and the azimuth of the source position relative to the axis of rotation.

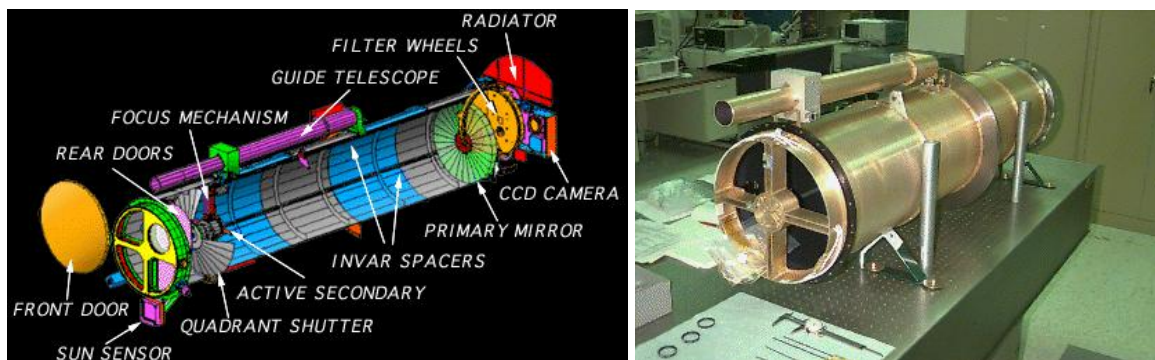
Kuva 5.7: RHESSI-teleskoopin pyörimisliikkeen ja kollimaattoreina toimivien hilojen avulla muodostuu modulaatioprofiili, joka riippuu kohteen intensiteetistä, paikasta ja koosta. Kuvien teko muistuttaa radiointerferometriassa käytettyjä tekniikoita (ensin saadaan 'dirty map', josta sitten poistetaan 'haamut' CLEAN-, MEM- tai PIXON-menetelmien avulla).



Kuva 5.8: Teleskoopin pyörimisnopeus on 15 kierrosta minuutissa. Erilaiset hilat vastaavat paikka- ja energiarésoluutiosta.



Kuva 5.9: RHESSI Observes 2.2 MeV Line Emission from a Solar Flare. The solar flare on July 23, 2002 exhibits many exceptional high-energy phenomena including the 2.223 MeV neutron capture line and the 511 keV electron-positron (antimatter) annihilation line. In the animation, the RHESSI low-energy channels (12–25 keV) are represented in red and appears predominantly in coronal loops. The high-energy flux appears as blue at the footpoints of the coronal loops. Violet is used to indicate the location and relative intensity of the 2.2 MeV emission. See movie at <http://cse.ssl.berkeley.edu/> (RHESSI Image & Movie Gallery)



Kuva 5.10: TRACE aurinkoteleskoopin rakenne

SOHO EIT

The SOHO EIT is able to image the solar transition region and inner corona in four, selected bandpasses in the extreme ultraviolet (EUV):

Fe IX/X, 171 Å (1.3 MK)

Fe XII, 195 Å (1.6 MK)

Fe XV, 284 Å (2 MK)

He II, 304 Å (80 000 K)

Using either full-disk or subfield images, the EIT can image active regions, filaments and prominences, coronal holes, coronal "bright points," polar plumes, and a variety of other solar features. The instrument was designed to be used in conjunction with other SOHO instruments, particularly the LASCO visible-light coronagraphs and the SUMER and CDS imaging spectrographs, as well as with ground-based instruments. EIT image cadence is 8...12 minutes.

TRACE

The Transition Region and Coronal Explorer is a NASA Small Explorer (SMEX) mission to image the solar corona and transition region at high angular and temporal resolution. The TRACE project maintains an Open Data Policy: all data are available from our data archives to the science community as soon as the spacecraft data have been processed.

The 30 cm aperture TRACE telescope uses four normal-incidence coatings for the EUV and UV on quadrants of the primary and secondary mirrors. The segmented coatings on solid mirrors form identically sized and perfectly coaligned images. Pointing is internally stabilized to 0.1 arc second against spacecraft jitter. A 1024 x 1024 CCD detector collects images over an 8.5 x 8.5 arc minute field-of-view (FOV). A powerful data handling computer enables very flexible use of the CCD array including adaptive target selection, data compression, and fast operation for a limited FOV.

Webbisivuja:

<http://www.lmsal.com/SXT/homepage.html> (Yohkoh)

<http://web.ngdc.noaa.gov/stp/GOES/goes.html> (GOES)

http://umbra.nascom.nasa.gov/batse/batse_years.html (BATSE)

<http://hessi.ssl.berkeley.edu/> (RHESSI)

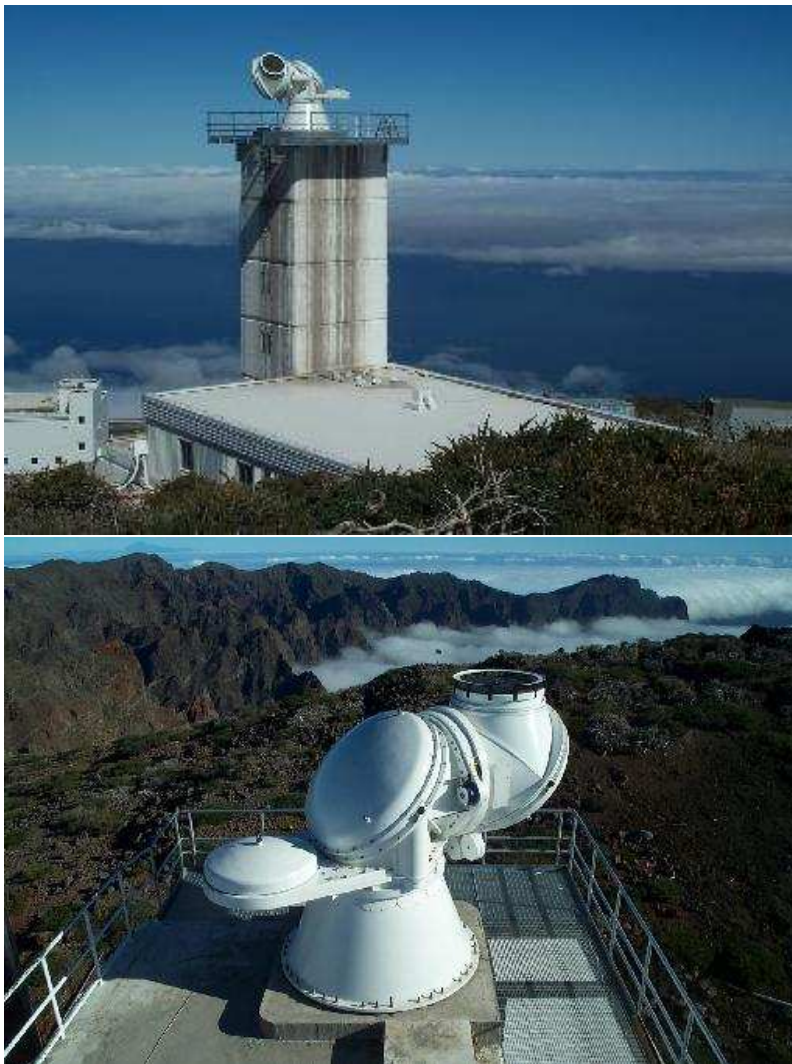
<http://sohowww.nascom.nasa.gov:80/> (SOHO)

<http://vestige.lmsal.com/TRACE/> (TRACE)

Luku 6

UV-alueen instrumentit ja teleskoopit

Parhaimman erotuskyvyn UV-alueella antaa tätä nykyä ruotsalaisten aurinkoteleskooppi La Palmalla Kanarialla. Kuvanmuodostuksessa käytetään adaptiivista optiikkaa, jonka avulla kumotaan suurin osa ilmakehän aiheuttamista häiriöistä (seeing). Kaukoputken lähes metrinen linssi hiottiin Tuorlassa (Opteon Oy).

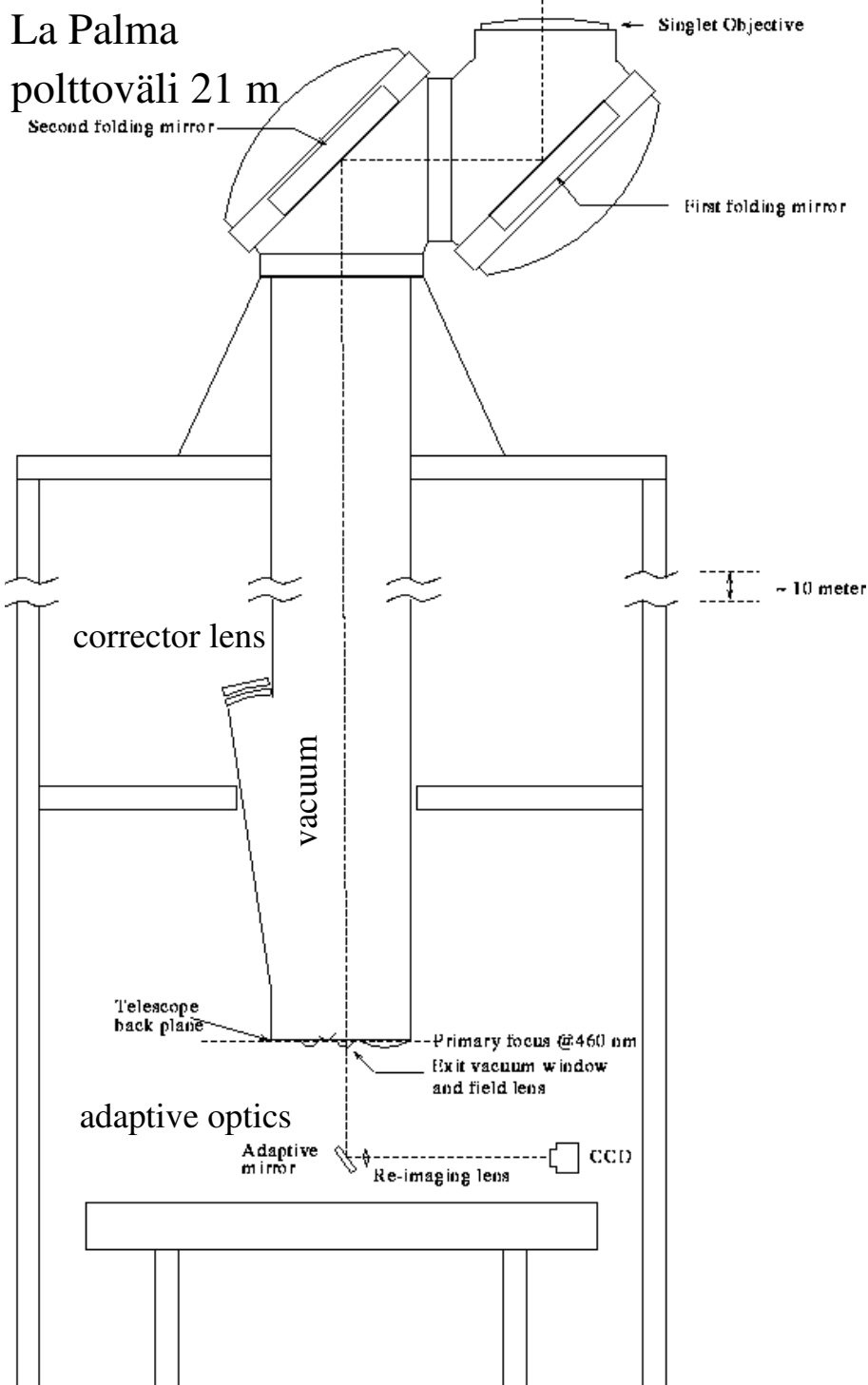


Kuva 6.1: New Swedish Solar Telescope, La Palma. Mirror 97 cm, uses adaptive optics

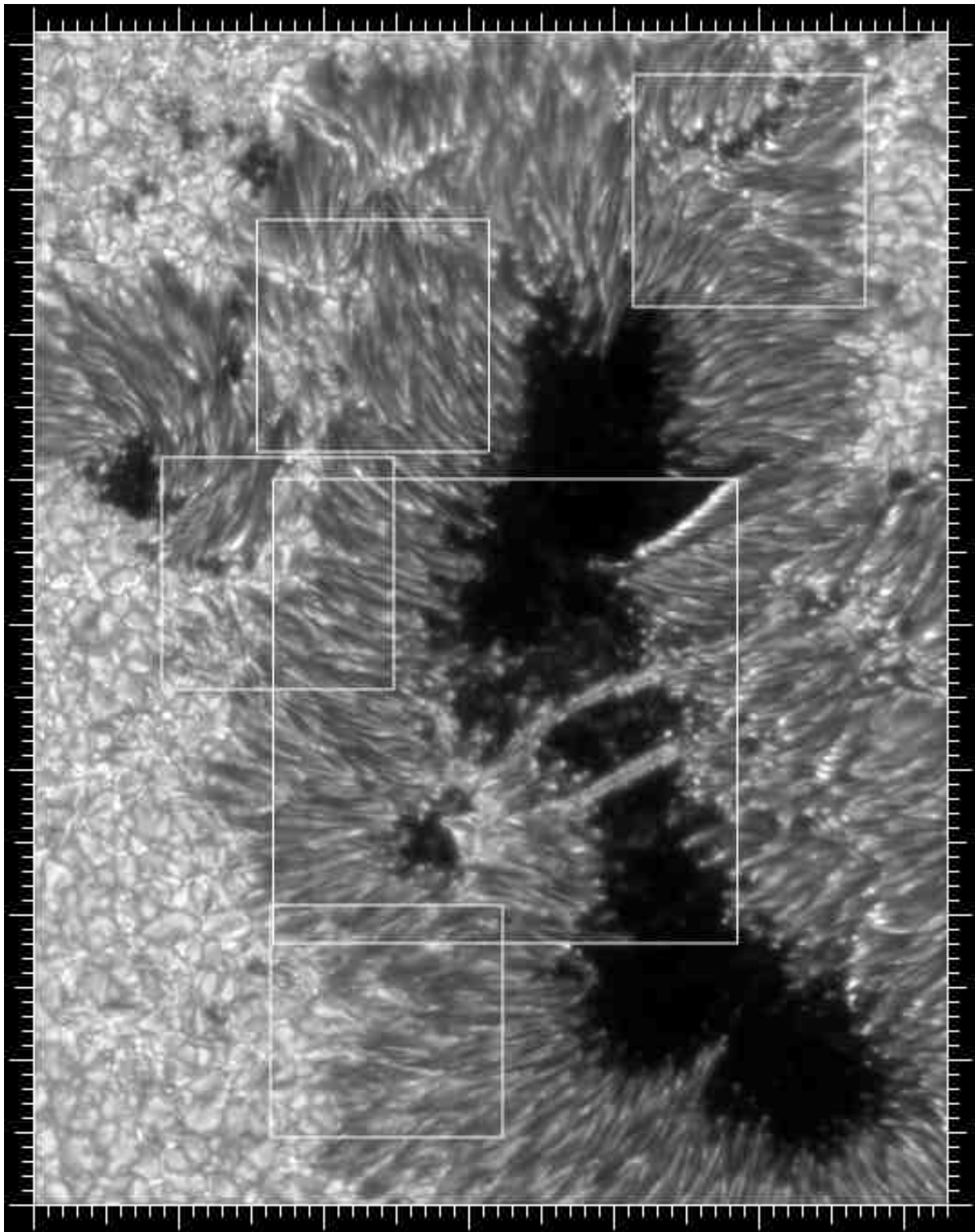
New Swedish Solar Telescope (NSST)

La Palma

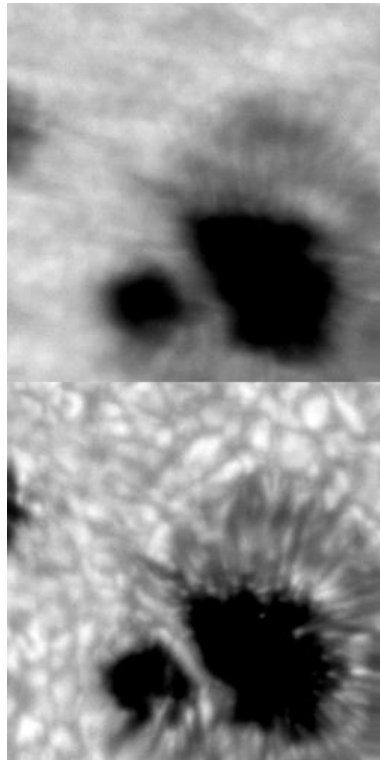
polttoväli 21 m



Kuva 6.2: NSST kaukoputken rakenne.



Kuva 6.3: Auringonpilkku kuvattuna NSST:llä (ks. elokuvia webbisivuilla ja teleskoopin kotisivuilla <http://www.astro.su.se/groups/solar/>, mm. pari artikkelia Nature-lehdessä)



Kuva 6.4: Adaptiivisen optiikan käyttö auringonpilkkujen kuvauksessa (NSST)

Global High-resolution H-alpha network

The global high-resolution H-alpha (656.3 nm) network utilizes facilities at the Big Bear Solar Observatory (BBSO) in California, the Kanzelhöhe Solar Observatory (KSO) in Austria, the Catania Astrophysical Observatory (CAO) in Italy, Meudon Observatory in France, the Huairou Solar Observing Station (HSOS) and the Yunnan Astronomical Observatory (YNAO) in China.

All these observatories have over 300 sunny days a year, good seeing conditions, adequate observing staffs and well established H-alpha telescope systems. Each of the three stations has a 1K x 1K or 2K x 2K CCD detectors available to monitor the Sun with a spatial resolution of 1 arcsec per pixel. Observations of 1 minute cadence are obtained at each station with higher cadence which can be triggered by automated filament eruption detection. The largest time difference in the network is about 9.4 hours between BBSO and YNAO. The difference between BBSO and KSO is about 8.7 hours and that between YNAO and KSO about 5.9 hours. In summer each station can observe 12 hours on clear days. Therefore, normally there is no night gap in the summer. In winter, when each station is expected to operate 8 hours, the BBSO/YNAO gap will be about 1.6 hours and the BBSO/KSO gap about 0.7 hours. Based on the weather records of the three stations, we anticipate a duty cycle of 70% in summers and of 60% in winters.

While single station high-resolution H-alpha observations can perform important research, for the following reasons it is necessary to monitor the Sun round-the-clock: o The night gap is a severe problem for single station observations. Many important phenomena (e.g. flares and filament/prominent eruptions) could happen during the night gap. The continuous data set certainly will increase the accuracy of the measurements, like e.g. the solar rotation determined from feature tracking. Round-the-clock observations can follow the evolution of active regions which produce flares. Statistical analysis can enhance our knowledge of flare prediction. Uniformly processed continuous data certainly are desirable by users around the world for correlative studies with both ground-based and space observations.

GLOBAL HIGH-RESOLUTION H α NETWORK



Kuva 6.5: Big Bear - Kanzelhöhe - Catania - Meudon - Yunnan - Huairou High resolution H α network. Verkon teleskooppien määrä on kasvanut koko ajan, perustajajäsenet 1990-luvun lopulla olivat Big Bear, Kanzelhöhe ja Yunnan.

BIG BEAR SOLAR OBSERVATORY (USA)

BBSO's telescopes are specially designed for solar observations. A single fork mount supports the three main telescopes: a 65 cm reflector, a 25 cm refractor, and a 15 cm refractor. The 15 cm Singer telescope monitors the whole Sun in H-alpha.

KANZELHÖHE SOLAR OBSERVATORY (Austria)

At KSO the H-alpha observations are obtained with one of the three refractors of the monitoring instrument.

CATANIA ASTROPHYSICAL OBSERVATORY (Italy)

H-alpha observations are performed with a 15 cm refractor (focal length 230 cm) mounted on an equatorial spar.

OBSERVATOIRE DE PARIS, SECTION DE MEUDON (France)

The Meudon spectroheliograph is dedicated to full disk solar observations. It consists of a coelostat (two flat mirrors of 45 cm); a horizontal refractor (25 cm aperture) and a spectrograph. The full sun is scanned across the slit of the spectrograph during about 1 mn. The profile of the H alpha spectral line are recorded with a spectral resolution of 0.025 nm and the core intensity is used to provide monochromatic images. We also provide a "prominence" image. For that purpose we use a longer exposure time, so that prominences appear more clearly on the solar

limb. In order to avoid overexposure of the solar disk, we put in front of it an artificial moon which consists of a circular neutral density glass (ND 0.8). Other data products: CaII K full disk images.

YUNNAN ASTRONOMICAL OBSERVATORY (China)

The synoptic observations at YNAO are carried out in a solar tower which hosts a twin telescope. Both telescopes have 18 cm aperture and one of them is the full disk H-alpha telescope.

HUAIROU SOLAR OBSERVING STATION (China)

Synoptic observations at HSO include: vector magnetic field and line-of-sight velocity field measurements both in the photosphere and chromosphere; full disk H-alpha observations. The typical cadence for the full disk H-alpha observations is one image every 10 min. However, the cadence can be increased up to one image every 3 seconds.

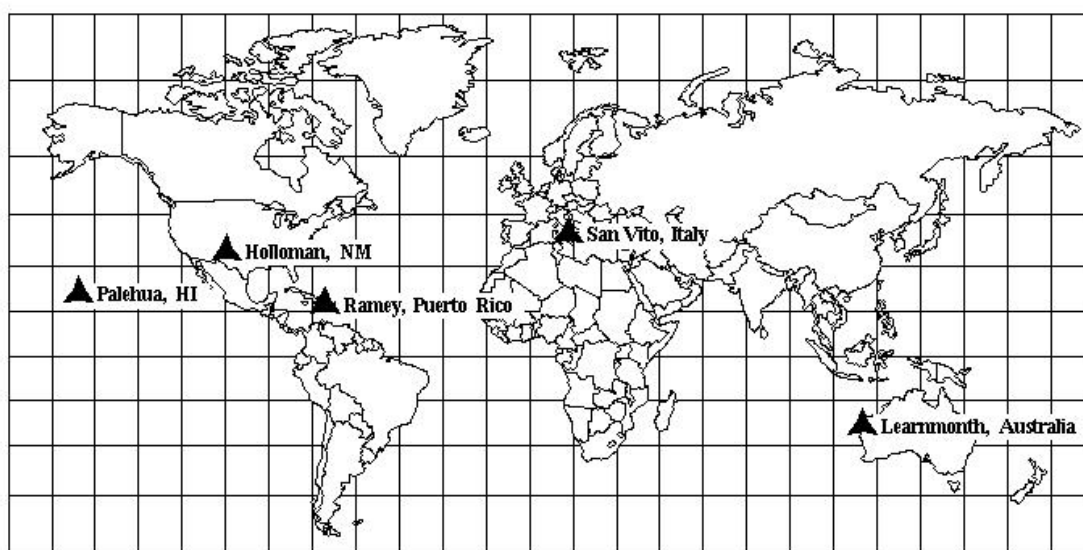
Webbisivuja:

<http://www.astro.su.se/groups/solar/solar.html> (Swedish telescope, La Palma)

<http://www.bbso.njit.edu/Research/Halpha/> (H-alpha Network)

<http://www.sel.noaa.gov/solcoord/soonspotaccess.html> (SOONSPOT)

Solar Observing Optical Network



Kuva 6.6: SOON observatories (U.S. Airforce), refracting telescopes, 25 cm, vacuum optics. The data can be searched with the SOONSPOT web archive.

Luku 7

Data-analyysi, softa, arkistot

Webbisivuja:

http://surfwww.mssl.ucl.ac.uk/sswdoc/ssw_index.html (Solarsoft)

<http://www.lmsal.com/solarsoft/> (Solarsoft 'headquarters')

<http://surfwww.mssl.ucl.ac.uk/surf/guides.html> (Analysis guides)

<http://orpheus.nascom.nasa.gov/zarro/idl/maps.html> ('map objects' by Zarro)

Data-arkistot (haku + download):

http://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/readme.html (LASCO CME catalogue)

http://lasco-www.nrl.navy.mil/cgi-bin/halocme_parse (LASCO halo CME emails)

<http://umbra.nascom.nasa.gov/eit/eit-catalog.html> (EIT catalogue search)

<http://soi.stanford.edu/sssc/progs/mdi/calib.html> (MDI catalogue search)

http://sohowww.estec.esa.nl/data/soho_images_form.html (SOHO images search)

<http://mesola.obspm.fr/> (BASS2000 - French data)

<http://www.lmsal.com/SXT/homepage.html> (DARTS - Japanese data)

<http://www.bbso.njit.edu/arm/latest/> (BBSO ARM)

<http://surfwww.mssl.ucl.ac.uk/surf/> (SURF-database at MSSL, England)

SolarSoft <http://www.lmsal.com/solarsoft/>



S.L.Freeland, freeland@sxt1.lmsal.com, Last Revision: 14-October-1999

Latest version of this document is available [here](#)

Related Documents

- [SolarSoft Concepts - Coordinated analysis concepts and tutorials](#)
- [SolarSoft Installation \(UNIX / PC-FreeBSD, PC-Linux\)](#)
- [SolarSoft Under Windows](#)
- [SolarSoft Upgrades](#)
- [SolarSoft Setup - Running SSW IDL](#)
- [SolarSoft DataBase description](#)

What is SolarSoft?

The SolarSoft system is a set of integrated software libraries, data bases, and system utilities which provide a common programming and data analysis environment for Solar Physics. The SolarSoftWare (SSW) system is built from Yohkoh, SOHO, SDAC and [Astronomy](#) libraries and draws upon contributions from many members of those projects. It is primarily an [IDL](#) based system, although some instrument teams integrate executables written in other languages. The SSW environment provides a consistent look and feel at widely distributed co-investigator institutions to facilitate data exchange and to stimulate coordinated analysis. Commonalities and overlap in solar data and analysis goals are exploited to permit application of fundamental utilities to the data from many different solar instruments. The use of common libraries, utilities, techniques and interfaces minimizes the learning curve for investigators who are analyzing new solar data sets, correlating results from multiple experiments or performing research away from their home institution.

Some of the primary goals of the SSW are...

Provide a large reuse SW library

The software library represents an evolutionary system tracing back to SMM, through Yohkoh and SOHO, TRACE, and eventually will incorporate SXI, HESSI, and other solar observatories. Many common "solar physics" , file i/o, system, IDL structure manipulation, data display, etc. tasks have already been addressed by others (many others in some cases!)

Very small sample of existing SSW capabilities...

- Time series analysis, time conversions, [UTPLOT \(millennium safe\)](#)
- Spectral fitting
- Image and Image cube (movies) display
- IDL data manipulation (structure, string, array, mathematics...)
- File I/O (generic binary, ascii), FITS
- Solar (limb fitting, grid overlay, coordinate transformations...)
- WWW related (html conversion, file conversions, FORM handling [movie making...](#))
- WWW Client->[SolarSoft IDL server](#) interface permits execution of SSW/IDL utilities over the Web
Examples include [SXT dynamic WWW movie maker](#) and [WWW GOES X-Ray light curve display](#)

[WWW index which allows searching for SSW routines by category and/or string pattern](#) is available.

Provide a system which is largely hardware-system and site independent

Installation and setup utilities simplify transportation to systems. Fundamental shared software is written in hardware-independent and site-configuration independent form. The SSW setup utilities support local configuration files to get sites up and running

Promote the use of certain standards which facilitate coordinated data analysis

Through use of suggested standards, many powerful routines are immediately available for the analysis of new data sets. The [SSW suggested Keywords and Tags](#) describes pointing and time standards.

[Application for overlay, alignment, scaling, rotation, etc of any SSW instruments via Dominic Zarro's Mapping software](#)

Promote an evolutionary environment

Feedback and contributions from the many SSW institutes and users are strongly encouraged. Utilities to simplify remote [SSW upgrades](#) and accept user contribution are designed to make the system evolutionary instead of stagnant and divergent.

Provide access to supporting ancillary data bases

Access to supporting data sets from ground-based and satellite-based solar observatories are provided in consistent formats to facilitate coordinated analysis

Provide a file-format independent analysis environment

To accommodate the largest number of solar data sets, file I/O is isolated and analysis applications are designed to operate on objects which are independent of file type.

Provide integrated access to other IDL packages

When IDL libraries are identified which provide a useful extension to SSW capabilities, we will attempt to integrate them into the SSW system. For example, the [Chianti Package, K. Dere et al.](#) is now fully integrated into the SSW distribution and analysis environment for UV/EUV emission line analysis.

A "typical" SSW installation is looks something like...





SOLAR & STELLAR PHYSICS GROUP

mullard space science laboratory



- Homepage
- Public Outreach
- Research
- Teaching
- People
- Seminars/Meetings
- Solar Missions
- Solar UK Research Facility
- Publications
- Cosmic Radiation
- Grid Activities
- PhD page
- Links
- Contact Information
- Group Photos
- MSSL ONLY

Solar UK Research Facility

Welcome to the Solar UK Research Facility.

The SURF archive holds data from:

- Yohkoh
- SOHO-CDS
- TRACE
- ReSIK [Direct FTP]



You can submit your data request here. Just click it!



Composite of Solar Images from the last 24 hours





Nobeyama Radioheliograph

English / [Japanese](#)

- [Introduction](#)
 - [Data Use Policy](#)
 - [Gallery, Major Results](#)
 - [Images & Movies](#)
 - [Today's Sun Image at Japan noon, Latest Image \(Small\), \(Large\)](#)
 - [Highlights of Recent Observations](#)
 - [Correlation Plots \(Light Curves\)](#)
 - [Daily Images & Movies](#)
 - [Event Images & Movies \(strong\), \(weak\), \(GOES M or X\)](#)
 - [Limb Events](#)
 - [10min Images & Movies \(full size\), \(half size\)](#)
 - [Monthly Images](#)
 - [Synoptic Chart](#)
 - [Number of Flares Observed by NoRH](#)
 - [Bibliography](#)
 - [Archive, Softwares, and Manuals](#)
 - [Nobeyama Solar Radio Observatory](#)
 - [Acknowledgement](#)
-

Last updated
E-mail: service@solar.nro.nao.ac.jp

Keyword Standards for Events File Primary Headers

This file will contain examples of keywords found in typical FITS events files. Comments precede some keywords, and others are hotlinked to the appropriate section of OGIP FITS working group documents. Comments are italicized. There are often several examples for some of the keywords to give a feel for possible values as some keywords have been interpreted by developers in different ways.

Please refer to [OGIP 93_003](#) for full information about this type of file.

Events file [definition](#) from OGIP_93_003.

```
SIMPLE = T / file does conform to FITS standard
BITPIX = 32 / number of bits per data pixel
NAXIS = 0 / number of data axes
EXTEND = T / FITS dataset may contain extensions
```

These comments are automatically generated by FITSIO.

```
COMMENT FITS (Flexible Image Transport System) format defined in Astronomy and
COMMENT Astrophysics Supplement Series v44/p363, v44/p371, v73/p359, v73/p365.
COMMENT Contact the NASA Science Office of Standards and Technology for the
COMMENT FITS Definition document #100 and other FITS information.
```

DATE is also generated automatically by FITSIO among others.

```
DATE = ' 5/10/94' /FITS creation date (DD/MM/YY)
```

Content provides quicklook "HDUCLASS-like" information in the primary header.

```
CONTENT = 'BASIC' / file contains time intervals and events
CONTENT = 'EVENT LIST' / this is an event list file
CONTENT = 'RAW' / TARGET EVENTS
REVISION= 1 / revision number of processed data
```

The ORIGIN keyword is the original processing point. Subsequent processing and reduction is then kept in the REVISION and/or HISTORY and/or CREATOR keywords.

```
ORIGIN = 'ESA/SSD' / processing site
ORIGIN = 'HEASARC/GSFC' / origin of FITS file
ORIGIN = 'MPE Garching, FRG' / origin of processed data
ORIGIN = 'USRSDC' / origin of processed data
```

```
OBSERVER= 'ESA/ESTEC' / Principle Investigator
OBSERVER= 'MPE, ROSAT-TEAM' / PI name
OBSERVER= 'NONE' / Principal Investigator
OBSERVER= 'PSPC CAL TEAM' / PI name
```

```
OBS_ID = '41' / Observation ID 00-64
OBS_ID = 'CA999998P-3.N1' / observation ID
OBS_MODE= 'POINTING' / Observation mode
OBS_MODE= 'SCAN' / obs mode: POINTING,SLEW, OR SCAN
OBS_MODE= 'SLEW' / obs mode: POINTING,SLEW, OR SCAN
```

```
OBJECT = '2S2251-178' / Name of observed object
OBJECT = 'ALUMINUM 1.47 keV calibration' /name of object
OBJECT = 'CRAB' / Name of observed object
```

```
TELESCOP= 'ASCA' / Telescope (mission) name
Other telescope values for CGRO, ROSAT, EXOSAT, HEAO 1, XTE
INSTRUME= 'GIS2' / Instrument name
INSTRUME= 'LECS' / instrument name
INSTRUME= 'PSPCB' / instrument name
```

```
EQUINOX = 2000.0 / equinox
RADECSYS= 'FK4' / Stellar reference frame in use
RADECSYS= 'FK5' / World Coordinate System
```

```
RA NOM = 8.429000E+01 / nominal RA (deg)
```


IDL Map Software for Analyzing Solar Images

D. M. Zarro (L-3Com/GSFC)

CONTENTS

[1. INTRODUCTION](#)

[1.1 Creating a Map](#)

[1.2 Plotting a Map](#)

[1.3 Plotting Maps on Different Color Scales](#)

[2. OPERATIONS WITH MAPS](#)

[2.1 Rotating a Map](#)

[2.2 Stretching and Resizing a Map](#)

[2.3 Extracting a Sub-region From a Map](#)

[2.4 Differencing Maps](#)

[3. APPLYING MAPS TO SOLAR IMAGES](#)

[3.1 Creating a *SOHO/EIT* Map](#)

[3.2 Creating a *SOHO/CDS* Map](#)

[3.3 Creating a *Yohkoh/SXT* Map](#)

[3.4 Converting a *TRACE* File to a Map](#)

[3.5 Converting a *FITS* File to a Map](#)

[3.5.1 Converting a *HESSI FITS* File to a Map](#)

[3.6 Correcting for Solar Differential Rotation](#)

[4. OVERLAYING MAPS](#)

1. INTRODUCTION

An IDL map is a structure that contains two-dimensional (2-d) image data with accompanying pixel coordinate and spatial scale information. The latter parameters are defined as *properties* of the map and are unique for each image source. Defined in this manner, an arbitrary image can be manipulated or transformed in a manner that is independent of the image source.

This software note describes how to create and use maps for processing solar images. We will use sample images obtained from instruments onboard *SOHO* and *Yohkoh* missions. Typical processing tasks include: roll-correction, stretching, translation, solar rotation-compensation, and image coalignment. Although we discuss solar examples, the techniques described below are applicable to any two-dimensional dataset. IDL mapping software is incorporated into the [SolarSoft](#) system - a set of integrated software libraries, databases, and system utilities which provide a "common" programming and data analysis environment for Solar Physics.

1.1 Creating a Map

The low-level function for creating a map is [make_map](#). In this example, a 256x256 array is created with [findgen](#) and converted to a map variable:

```
IDL> image=findgen(256,256)
IDL> map=make_map(image)
IDL> help,/st,map

** Structure <4031f908>, 8 tags, length=40056, refs=1:
  DATA          FLOAT      Array[100, 100]
  XC              FLOAT      0.00000
  YC              FLOAT      0.00000
  DX              FLOAT      1.00000
  DY              FLOAT      1.00000
  TIME           STRING      '11-Mar-1998 11:40:44.000'
```

The resulting map is an anonymous structure with the following tag definitions:

- *DATA*: the 2-d data values.

- *XC, YC*: the cartesian coordinates of center of the image. Since coordinate information was not specified, the origin is used as the default value.
- *DX, DY*: the spacing between between pixels in the cartesian X and Y directions, respectively. Since spatial scale was not specified, the spacings default to unity.
- *TIME*: a reference time for the image. It could be the start or mean time of the image. The default time is the current Universal Time (UT) when the map is created.

The above tag definitions are defined also as keywords in `make_map`. For example, a map with a pixel spacing of 2 units in the x-direction and 3 units in the y-direction is created by:

```
IDL> image=findgen(256,256)
IDL> map=make_map(image,dx=2,dy=3)
IDL> help,/st,map
** Structure <403cd0e8>, 9 tags, length=40072, refs=1:
  DATA      FLOAT      Array[100, 100]
  XC         FLOAT      0.00000
  YC         FLOAT      0.00000
  DX         FLOAT      2.00000
  DY         FLOAT      3.00000
  TIME      STRING      '18-Mar-1998 15:23:16.000'
```

Note that the basic map structure definition is kept intentionally simple, with data and coordinate parameters being the main defining properties. The units of the coordinate system are also arbitrary. Additional properties are added two ways:

1. At the definition stage. For example, to include a property *UNITS* that specifies coordinate units:

```
IDL> nmap=make_map(map,units='arcsecs')
IDL> help,nmap,/st
** Structure <403cd0e8>, 9 tags, length=40072, refs=1:
  DATA      FLOAT      Array[100, 100]
  XC         FLOAT      0.00000
  YC         FLOAT      0.00000
  DX         FLOAT      2.00000
  DY         FLOAT      3.00000
  TIME      STRING      '18-Mar-1998 15:23:16.000'
  UNITS      STRING      'arcsecs'
```

2. After the definition stage. Following the same example, but using the function `add_prop`:

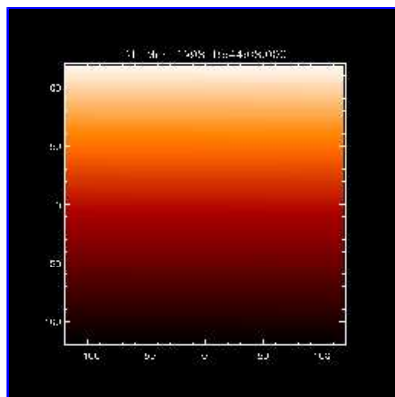
```
IDL> add_prop,map,units='arcsecs'
```

produces the same result. Multiple properties are added as multiple keywords, with the restriction that each property name is unique.

1.2 Plotting a Map

Maps are plotted using the procedure `plot_map`. Thus, using the 2-d image created earlier,

```
IDL> plot_map,map
```



Aktiivinen Aurinko

Auringon aktiivisuus (itse asiassa 'rauhallista Aurinkoa' ei ole olemassakaan) näkyy

- liekkimäisinä spikuloina, soihtumaisina pluumeina, kirkastumina (plaget ja fakulat)
- sammalikkona (moss), ryppyinä (crinkles)
- auringonpilkkuina ja aktiivisina alueina
- pistemäisinä kirkastumina (bright points), radiokirkastumina napa-alueilla
- filamentteina, prominenssipurkauksina
- flare-purkauksina (roihut, soihdut, leimut)
- koronan massapurkauksina (coronal mass ejections, 'CME')
- shokkiaaltoina (blast waves, piston-driven waves; Moreton waves, EIT-waves, SXT-waves)
- radiosäteilynä plasmataajuudella (tyyppi II, III, ja IV)
- tummentumina (EIT & SXT dimmings)
- koronan aukkoina, aurinkotuulena
- koronan kuumentumisena

Ja näihin kaikkiin liittyvät magneettikentän muutokset!

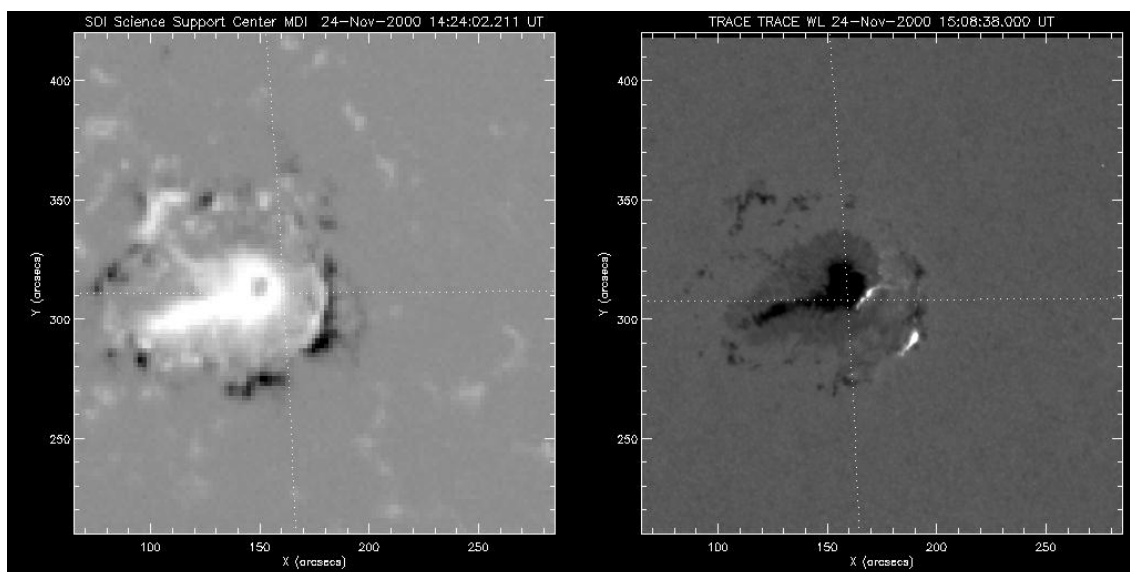
Luku 8

Auringon flare-purkaukset

8.1 Peruskäsitteitä ja purkausmalleja

Auringon flare-purkaus määritellään 'äkilliseksi magneettikenttään sitoutuneen energian vapautumiseksi'. Purkauksiin liittyy hiukkaskiihdytystä ja yleensä myös plasman kuumentumista (törmäysten seurauksena). Luokittelu impulsiivisiin ja hitaisiin flareihin (impulsive - gradual) alkaa jo olla vanhentunut, sillä samoin kuin erottelu suuriin ja pieniin se perustuu havaintoihin tietyillä aallonpituuksilla - jaottelulla ei siis ole erityistä fysikaalista merkitystä. Sen sijaan jako rajattuihin ja purkautuviin (confined - ejective) kertoo plasman liikkeistä.

Aktiivisten alueiden lähetyvillä ja sisällä kulkee neutraaliviivoja (eli raja-alueita, joissa magneettikentän polaarisuus vaihtuu), ja neutraaliviivojen yläpuolella saattaa kellua filamentteja. Jos flare-purkauksen yhteydessä filamenttien magneettinen kiinnitys katkeaa, voi purkaukseen liittyä myös filamenttipurkaus. Flare-filamenttipurkaukseen liittyy myös ns. kromosfäärin kirkkaat nauhat, jotka syntyvät neutraaliviivan molemmille puolille, filamenttia kiinnittävien kenttäviivojen tyviin.



Kuva 8.1: TRACE satelliitilla 24.11.2000 havaittu kaksinauhapurkaus (two ribbon flare) näkyvän valon aallonpituudella (ns. white light flare, kuvassa oikealla) ja saman alueen magneettikentän rakenne (SOHO MDI, kuvassa vasemmalla).

Esimerkki auringonpurkauksesta eri aallonpituuksilla

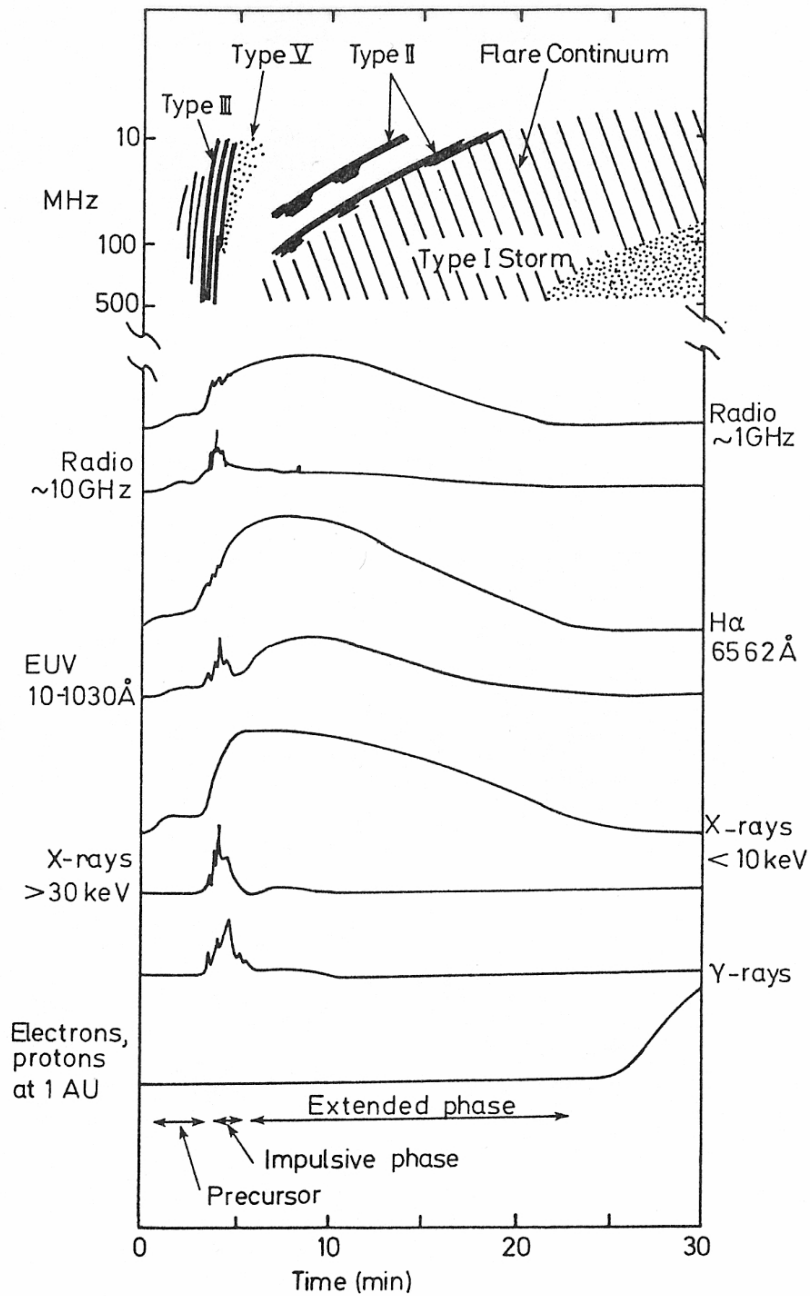
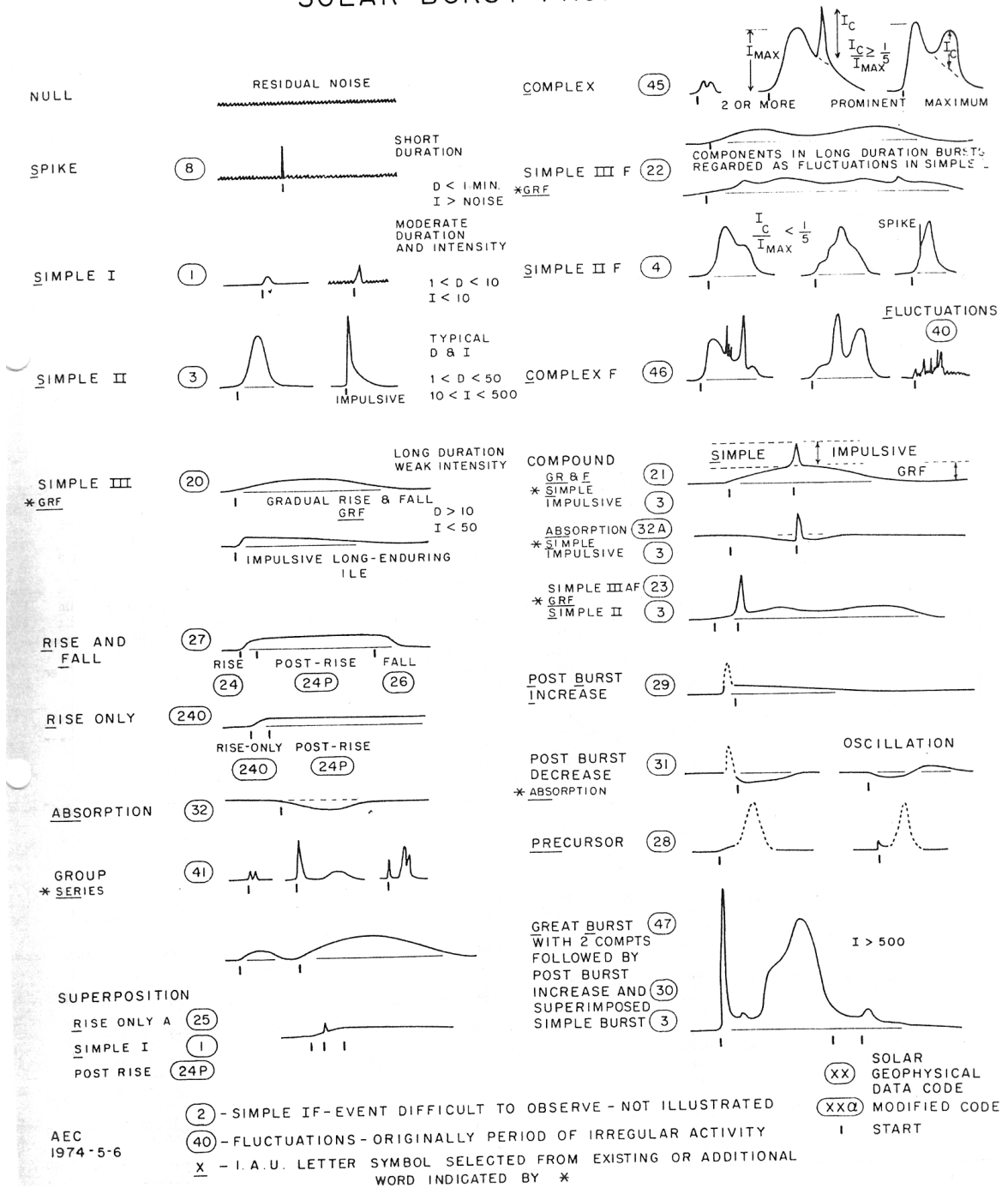


Fig. 4.1 - A schematic representation of the different phases of a typical solar flare as observed in electromagnetic and particle radiation. (Adapted from Kane 1974.)

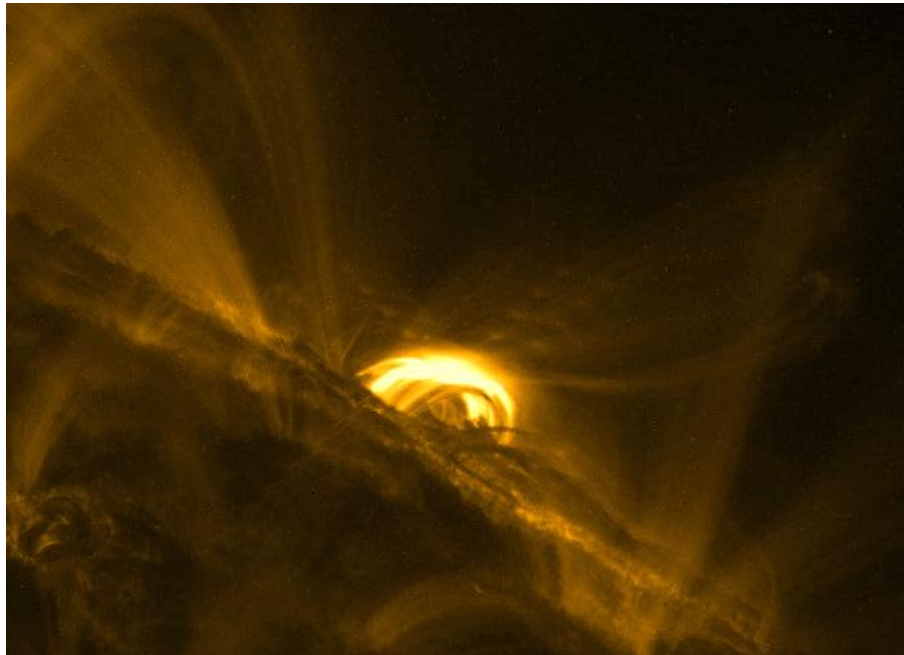
G. A. Dulk et al.: Solar flares

Kuva 8.2: Flare-purkaus havaitaan usein monilla eri aallonpituuksilla.

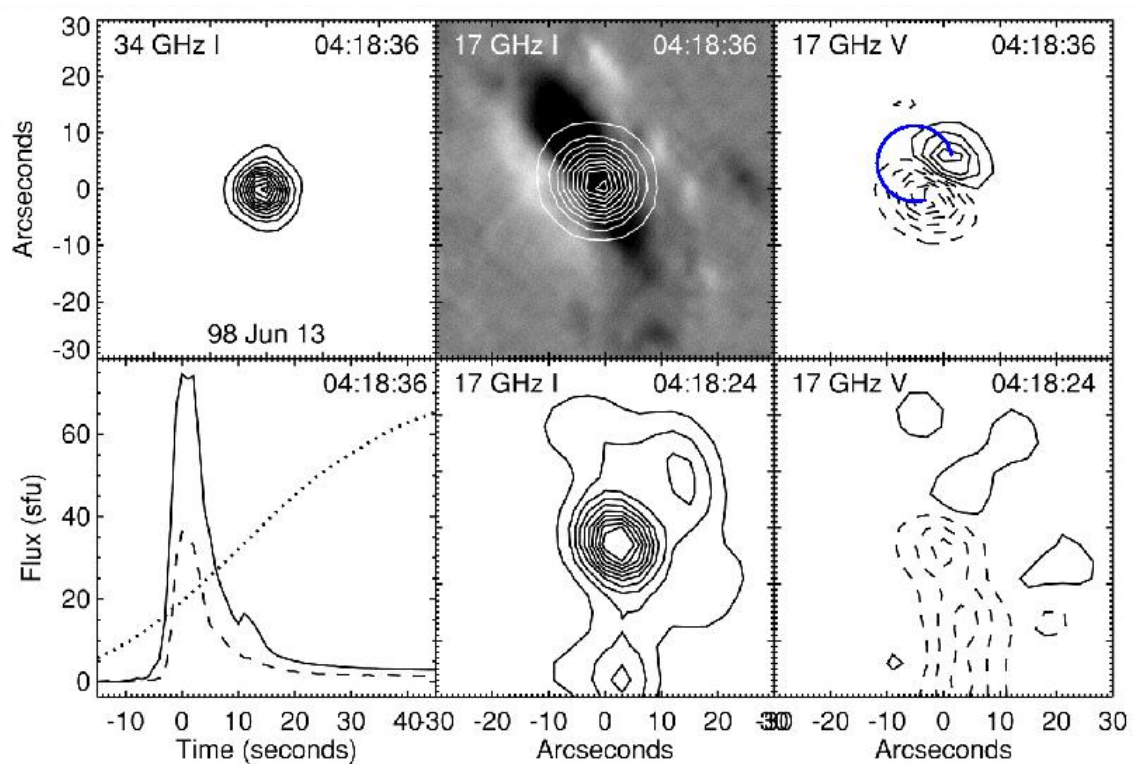
2800-2700 MHz SOLAR BURST PROFILES



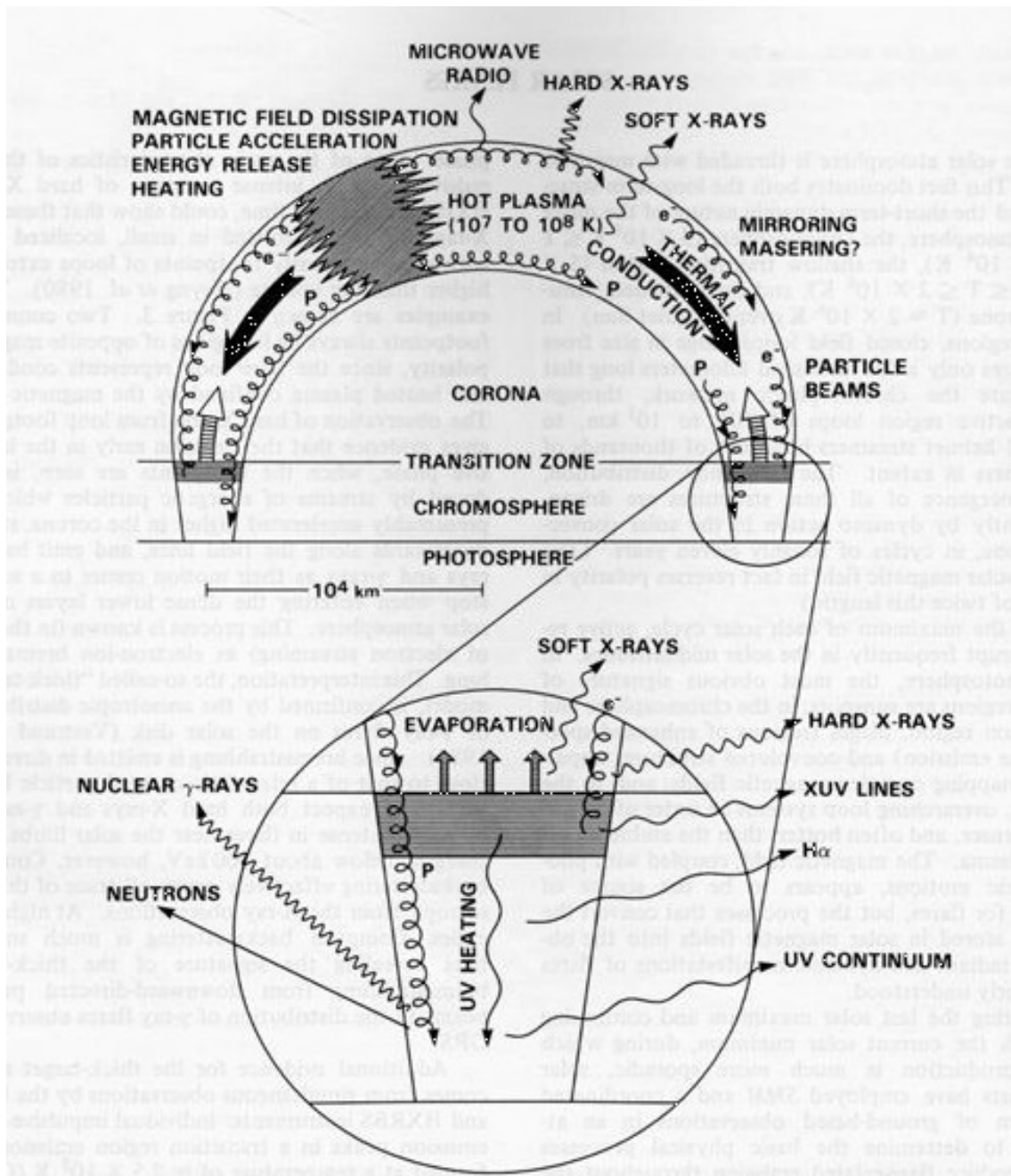
Kuva 8.3: Esimerkki luokittelu-ryityksistä radioalueen purkausprofiilien perusteella.



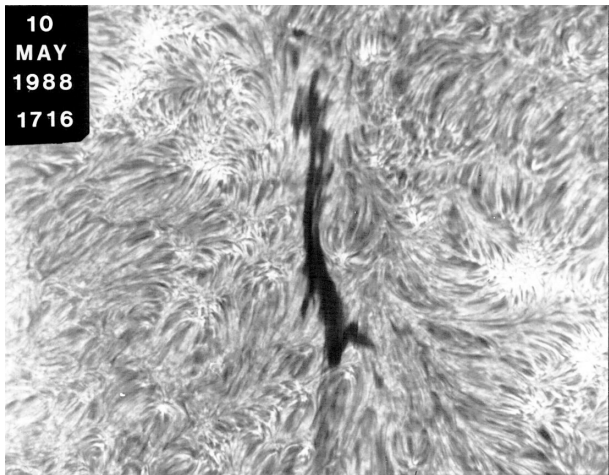
Kuva 8.4: TRACE 171 Å X-luokan flare 22.11.1998



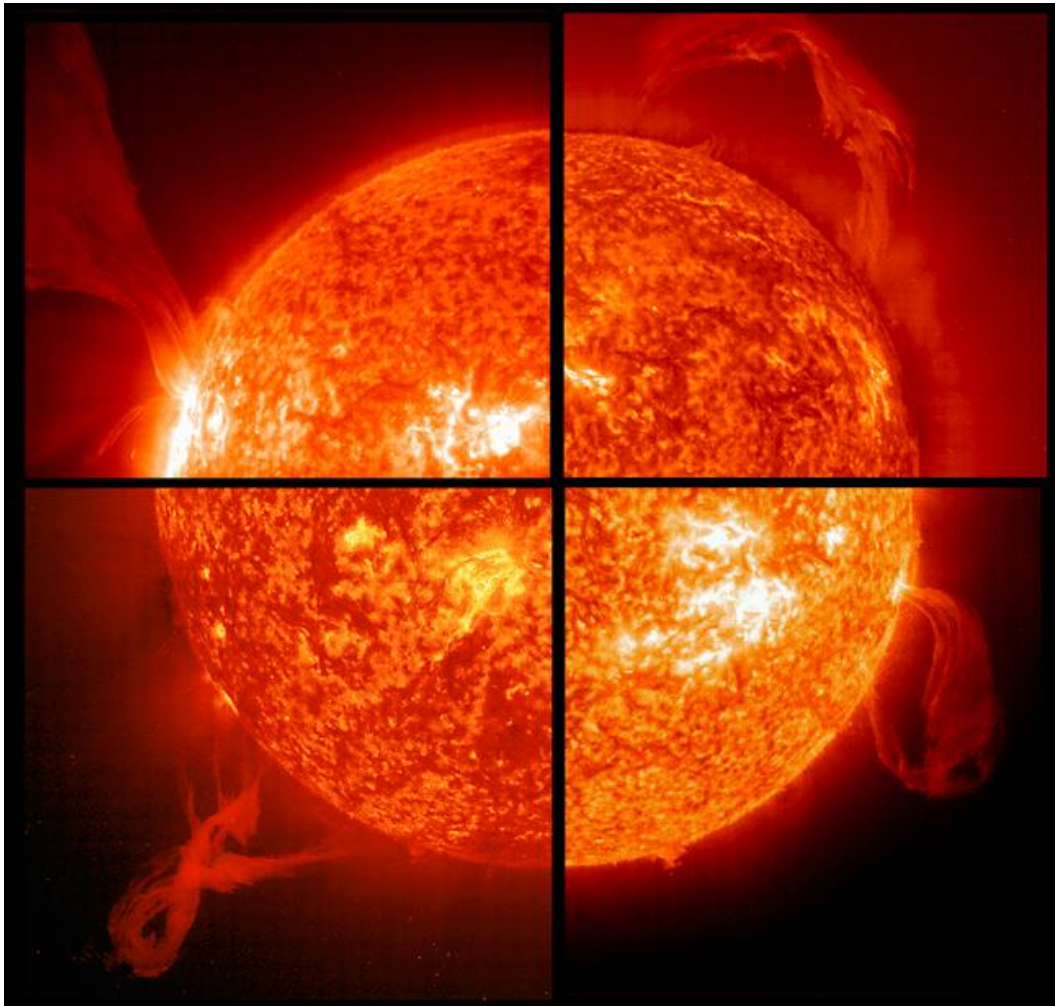
Kuva 8.5: 17 GHz polarisaatiosta (yläoikealla, Stokesin ympyräpolarisaatioparametrit $I=L+R$, $V=L-R$) voidaan päätellä, että gyrosynkrotron-säteily syntyi magneettikentän kaareen loukkuun jääneiden elektronien matkatessa kaaren päästä päähän: kaaren tyvet (footpoints) ovat ympyräpolarisoituneet vastakkaisuuntaisesti (viiva & katkoviiva). Kundu et al., ApJ 547, 2001.



Kuva 8.6: Flare-purkausmalli yhden kaaren rakenteelle (Gurman, 1987). Elektronit ja protonit kiihdyttävät (todennäköisesti jossakin kaaren yläpuolella) ja kulkevat magneettisen kaaren suuntaisesti. Osa hiukkasista syöksyy kaaren tyvissä sisälle kromosfääriin ja hiukkassuihkun energia muuttuu lämmöksi (törmäys & evaporaatio). Osa hiukkasista jää loukkuun kaareen, ja säteilee radiolla (gyrosynkrotron). Flaren loppupuolella koko kaari hehkuu kuumana (radio, pehmeä röntgen).

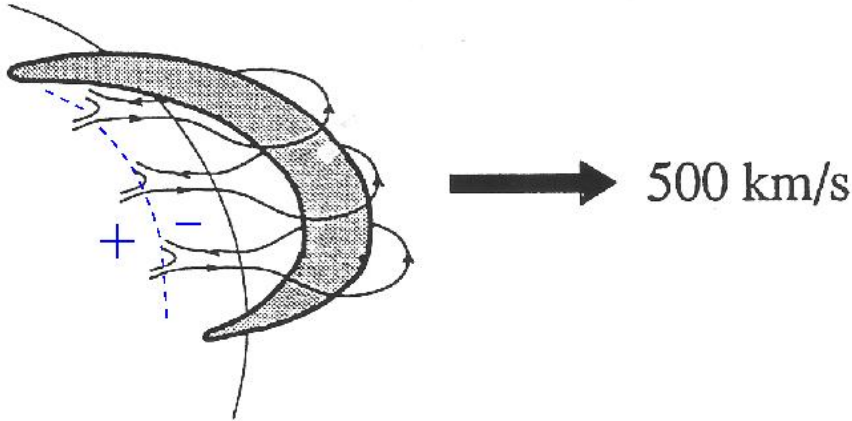


Kuva 8.7: Filamentti vedyn alfa-viivalla otetussa kuvassa. Filamentti on kylmempää ja tiheämpää kuin sitä ympäröivä aine, se absorptoi alapuolelta tulevan auringon säteilyn ja näkyy siksi tummana rakenteena kirkkaan kiekon pinnalla.



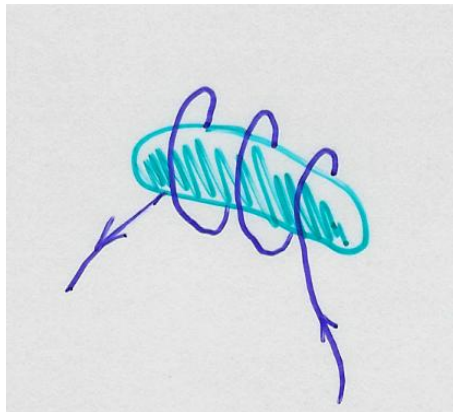
Kuva 8.8: Filamenttirakenteita nähtynä auringon reunalla kylmää taivasta vasten (SOHO/EIT, He II.)

Eruption Energetics

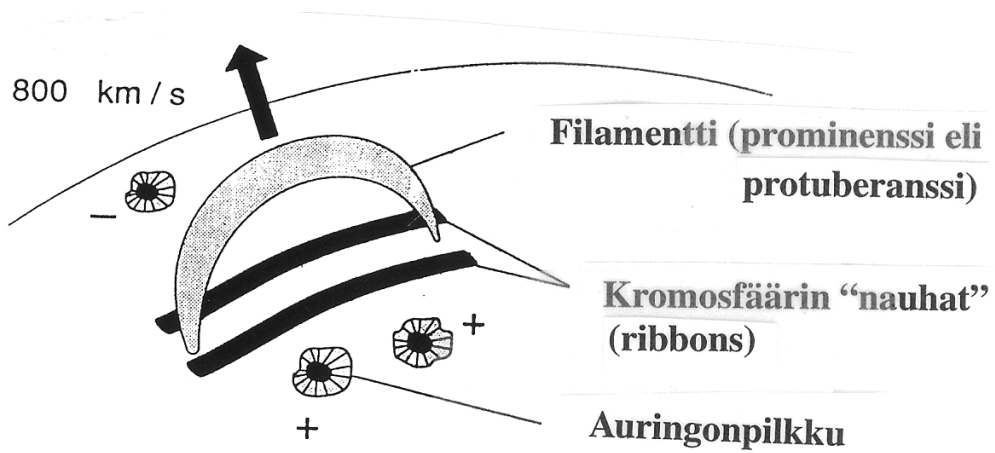


$$\text{Kinetic energy} = 2.5 \times 10^{31} \text{ ergs}$$

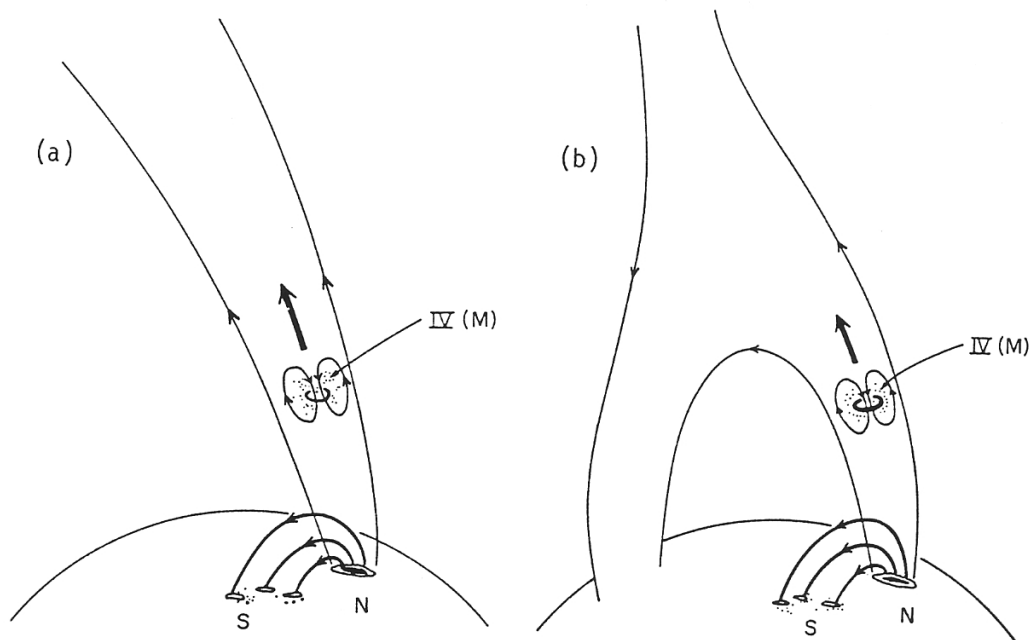
Kuva 8.9: Kaaviokuva filamentista ja sitä kiinni pitävistä magneettikentän kenttäviivoista. Positiivisen ja negatiivisen kentän välillä kulkee ns. neutraaliviiva. Filamentit voivat purkautua kun 'kiinnitys' pettää, tämä voi tapahtua hitaasti muutamien tuntien aikaskaalassa tai nopeasti suuren flare ja/tai massapurkauksen yhteydessä, myös nopeudet vaihtelevat suuresti välillä 10–1 000 km/s. (Forbes: MHD luentomoniste)



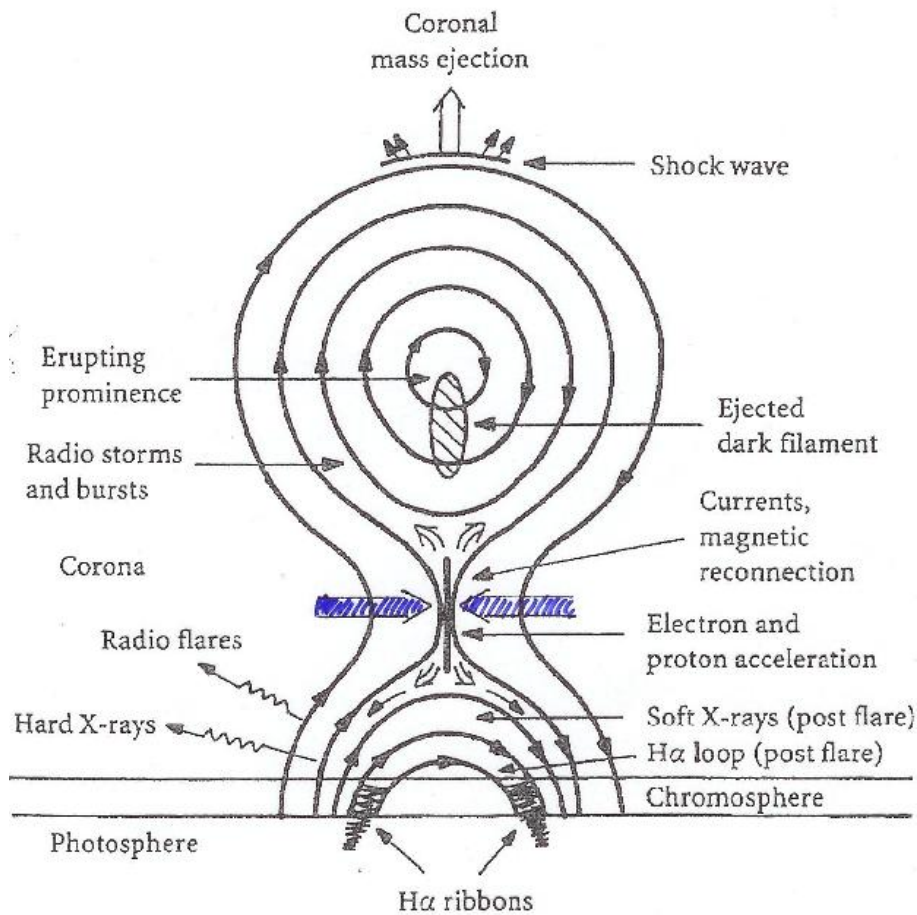
Kuva 8.10: Ns. flux rope model, jota myös käytetään filamenttia kiinnittävän kentän mallinnoksissa. Tässä tapauksessa rekonnektio voi tapahtua filamentin päissä, jos kenttäviivat yhtyvät lähialueen vastakkaisuuntaisiin kenttäviivoihin.



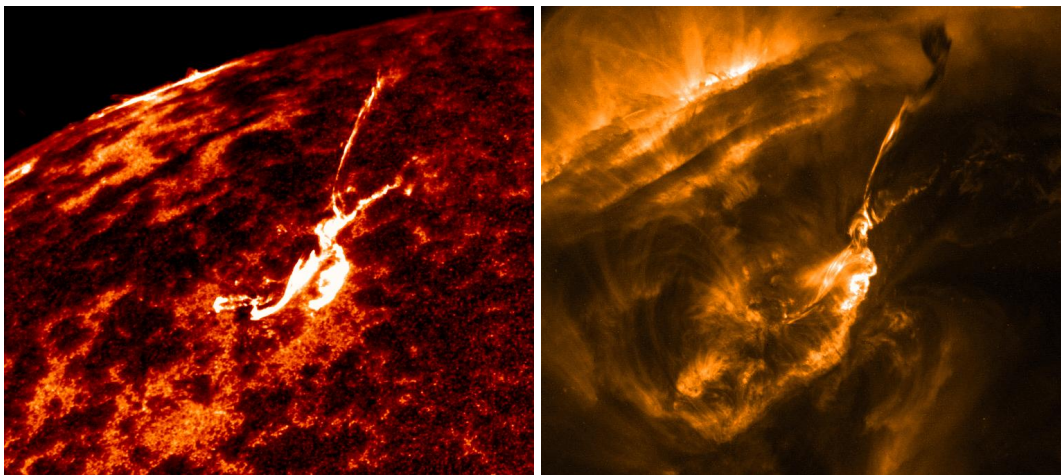
Erilaisia magneettikentän konfiguraatioita



Kuva 8.11: Yläkuva: Kromosfäärin kirkkaat nauhat syntyvät kun kiihdyttyneet elektronit syöksyvät filamenttia kiinnipitäviä magneettikentän kaaria pitkin alas kohti auringon pintaa ja törmäävät kromosfäärin tiheään aineeseen lämmittäen sitä. Alakuva: Kiihdyttyneiden hiukkasten karkaaminen auringon atmosfääristä on mahdollista vain, jos magneettikentän kenttäviivat ovat auki ulos koronaan. Jos kenttäviivat ovat kiinni, kulkevat hiukkaset pitkin kaaria.



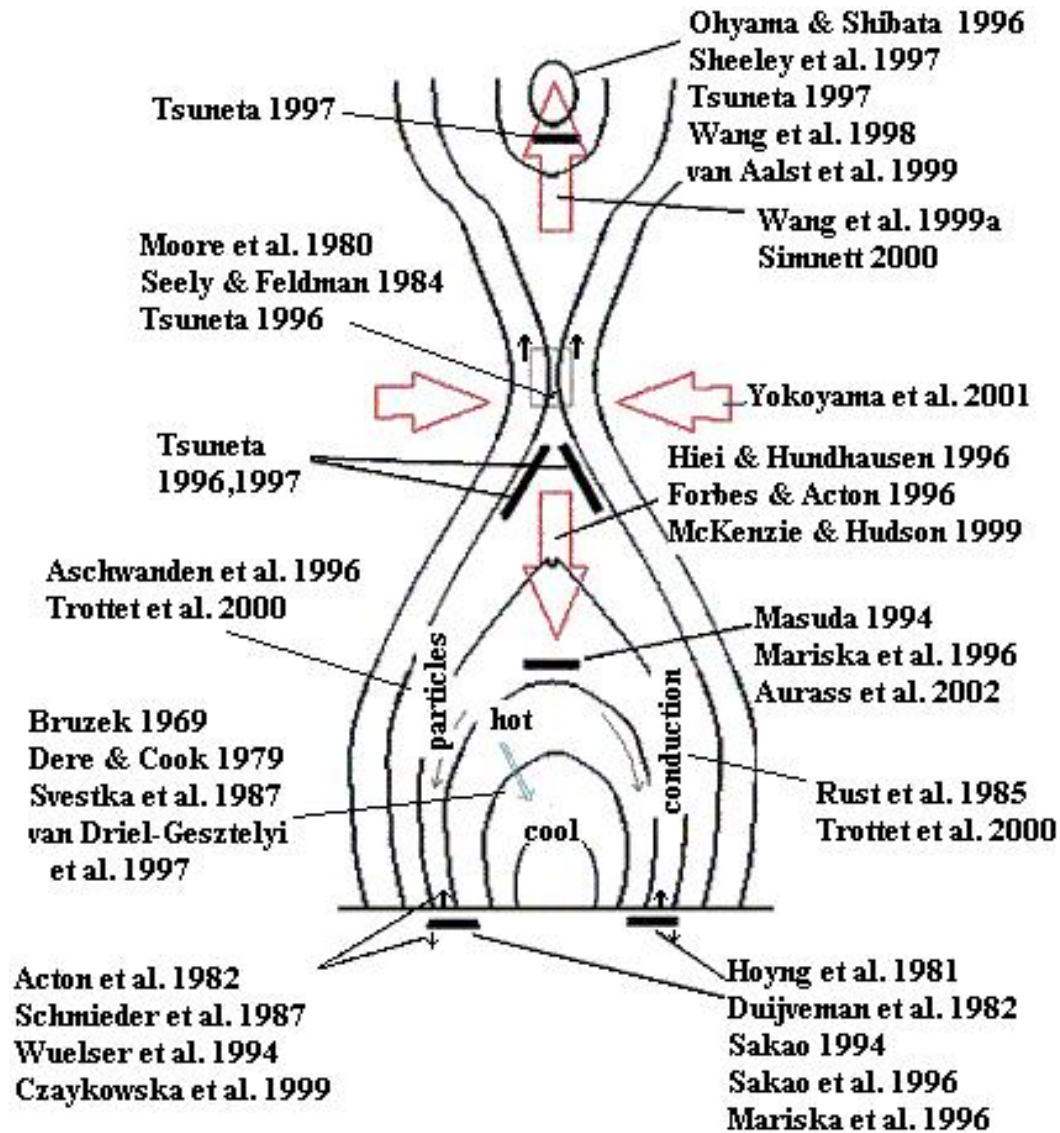
Kuva 8.12: Ja sama konfiguraatio poikkileikkauksena (Kallenrode: Space Physics)



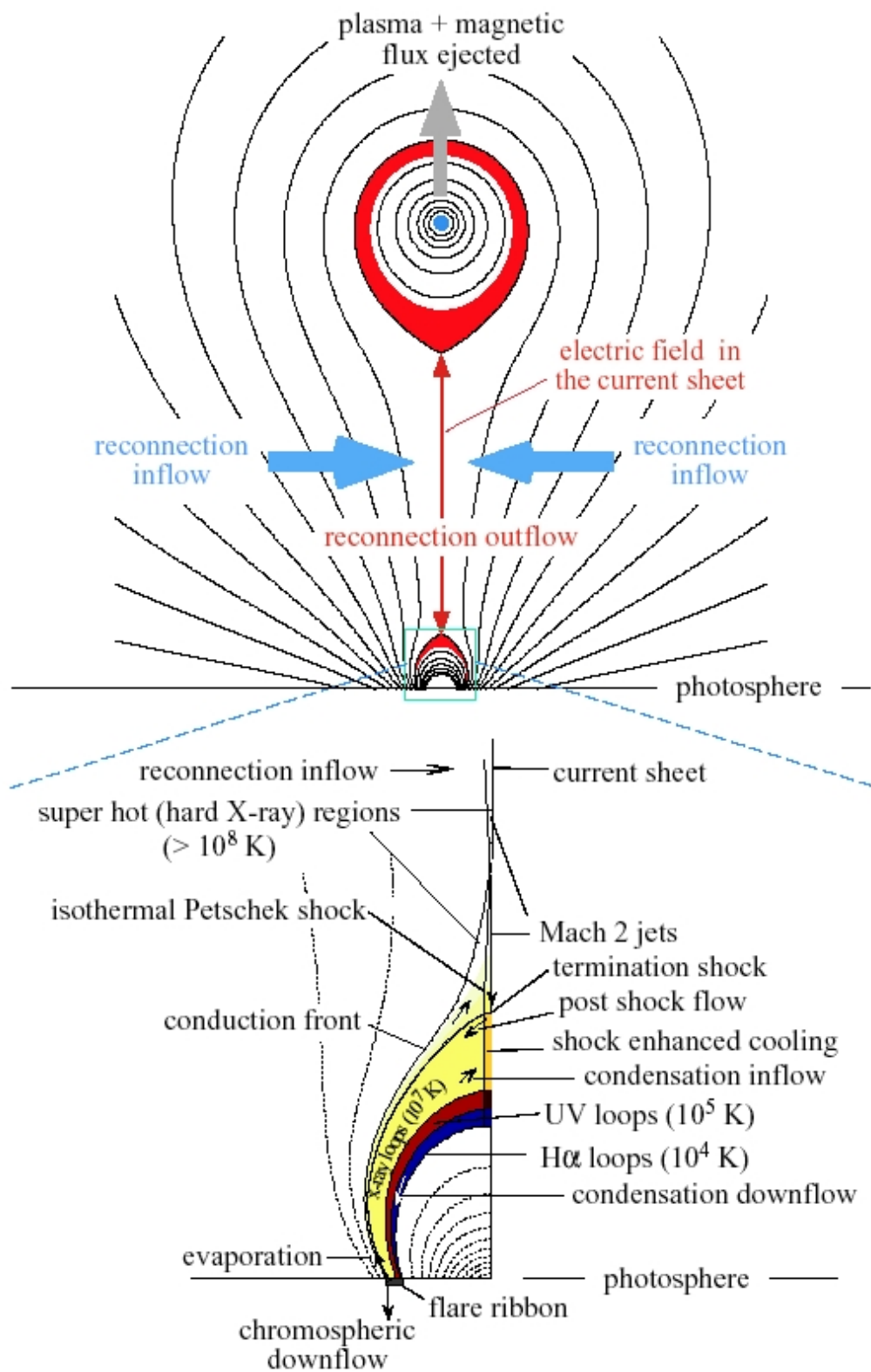
Kuva 8.13: TRACE satelliitin 25.6.2000 havaitsema flare-purkaus, johon liittyi myös filamentin sinkoutuminen ulos auringosta. Vasemmalla tapahtuma kuvattuna 1600 Å aallonpituudella, jossa selvästi näkyy kaksi kirkasta nauhaa kromosfäärissä ja filamentti myös kirkkaanpana. Oikealla sama kuvattuna 195 Å aallonpituudella, jossa näkyy kuumempia rakenteita auringon koronassa, mutta filamentti on tumma johtuen sen matalammasta lämpötilasta.

CSHKP+

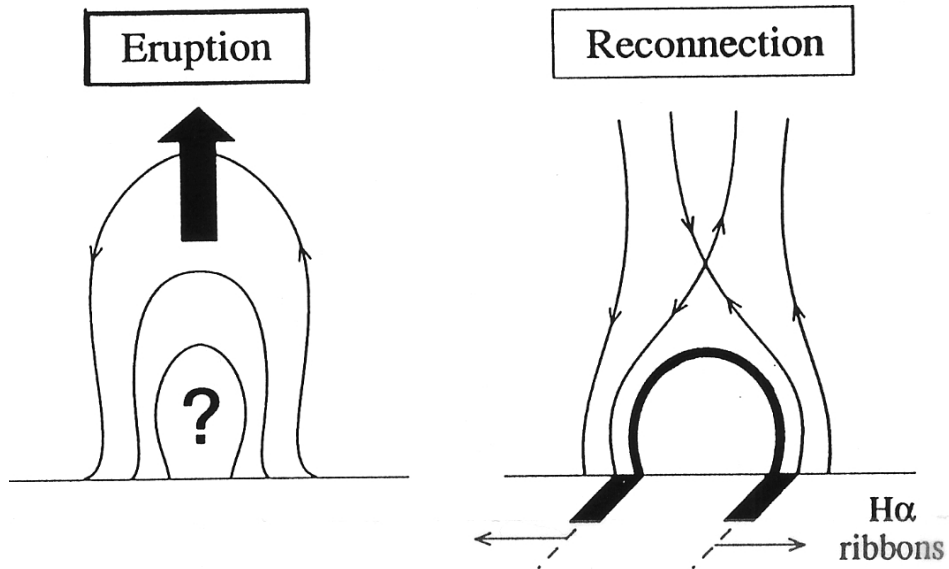
Auringonpurkausmallien evoluutio on edennyt yksinkertaisista solenoidimalleista (Carmichael, 1963) rekonnektiomalleihin (Sturrock 1966, Hirayama 1974), joissa magneettikenttä aukeaa (Kopp & Pneumann 1976) joko ennen rekonnektiota tai sen yhteydessä.



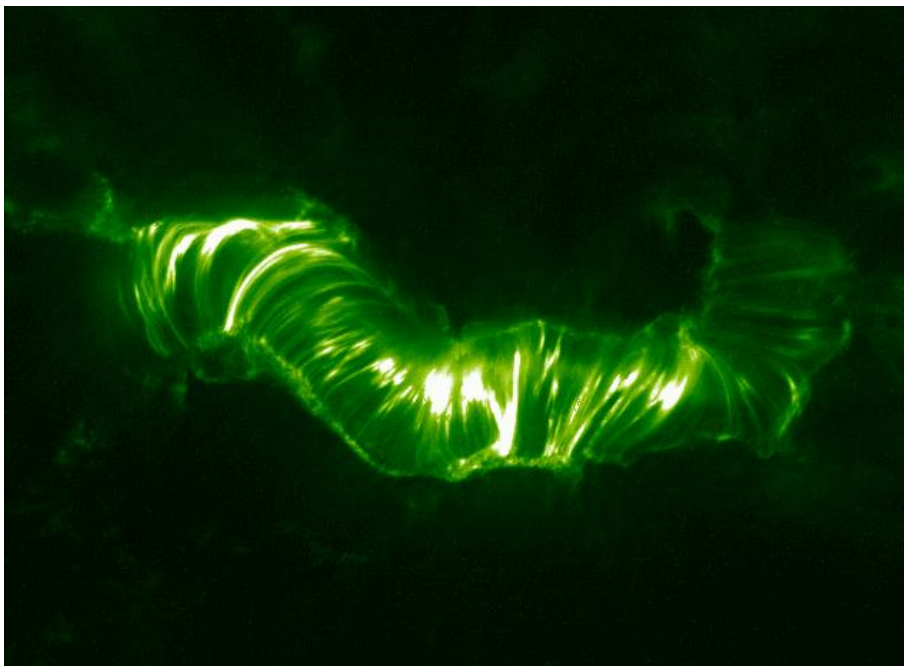
Kuva 8.14: Kokoelma malleja/julkaisuja, jotka ovat käsitelleet eri kohtia auringonpurkausmekanismeissa (McKenzie, 10th Yohkoh Anniversary Meeting)



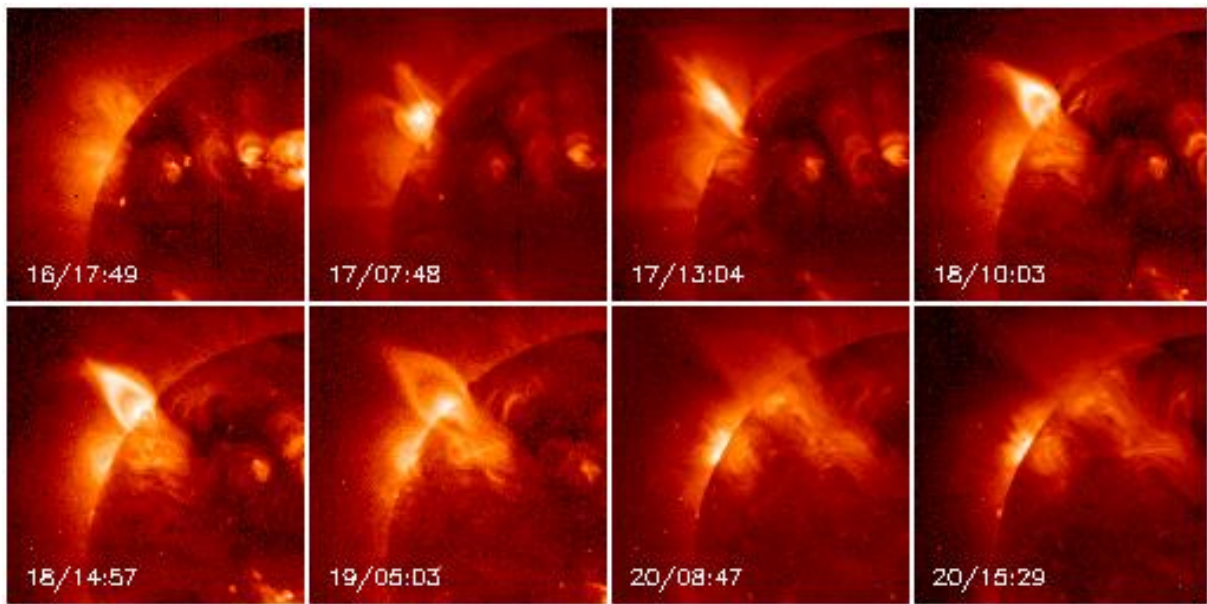
Kuva 8.15: Uudehko synteesimalli (CSHKP+) auringonpurkaukseen liittyvistä prosesseista ja havaittavista muutoksista (Lin & Forbes 2002)



Kuva 8.16: Mutta, vaikka flare-purkauksen mekanismit rekonnektiosta eteenpäin tunnetaan tai voidaan päätellä teoreettisesti, niin varsinainen alullepanija (trigger) on vielä epäselvä.



Kuva 8.17: Purkauksen jälkeiset kaaret (post-flare loops) syntyvät kromosfäärin nauhojen väliin kun kenttä taas sulkeutuu (Kuva TRACE: Bastille Day flare)



Kuva 8.18: Myös pitkäkestoisia soihtumaisia rakenteita on havaittu – voiko rekonnektio olla näin hidas? (Yokoh SXT)

8.2 Luokitteluista

Impulsiiviset vs. hitaasti etenevät

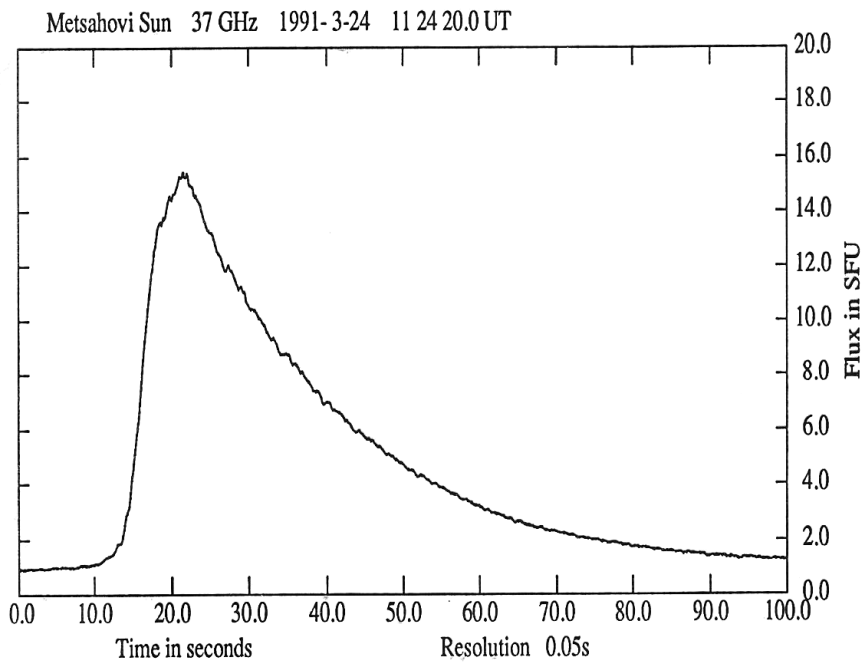
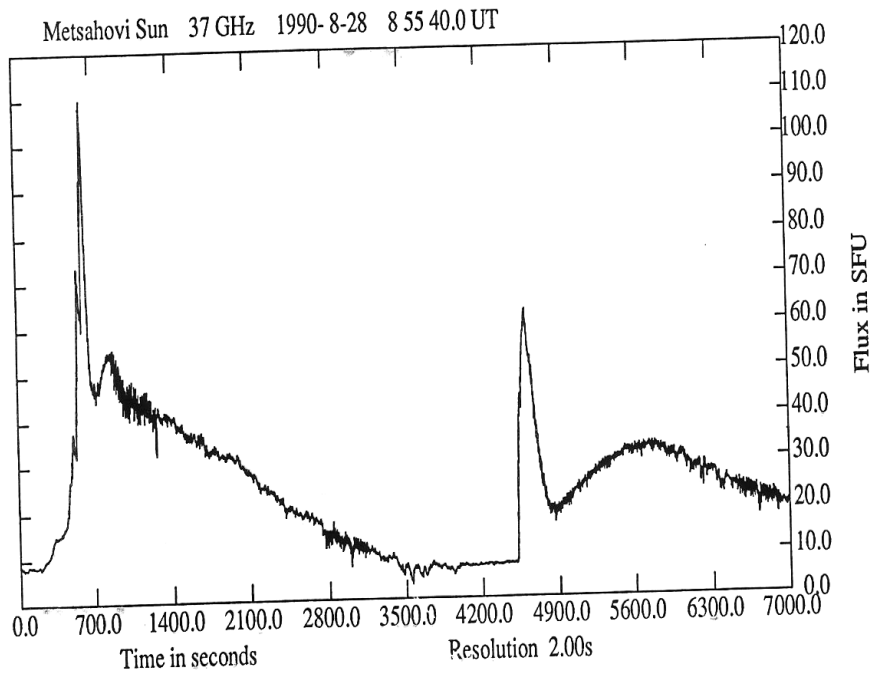
- Impulsiiviset: nopeita ajallisia muutoksia ja ei-termistä kovaa röntgeniä, lopussa termistä säteilyä (thermal 'tail' tai 'post-burst increase')
- Hitaasti etenevät: Lähes kokonaan termistä, magneettiset silmukat täyttyvät kuumalla, pehmeätä röntgeniä säteilevällä plasmalla

Suuret roihut vs. pienet leimut

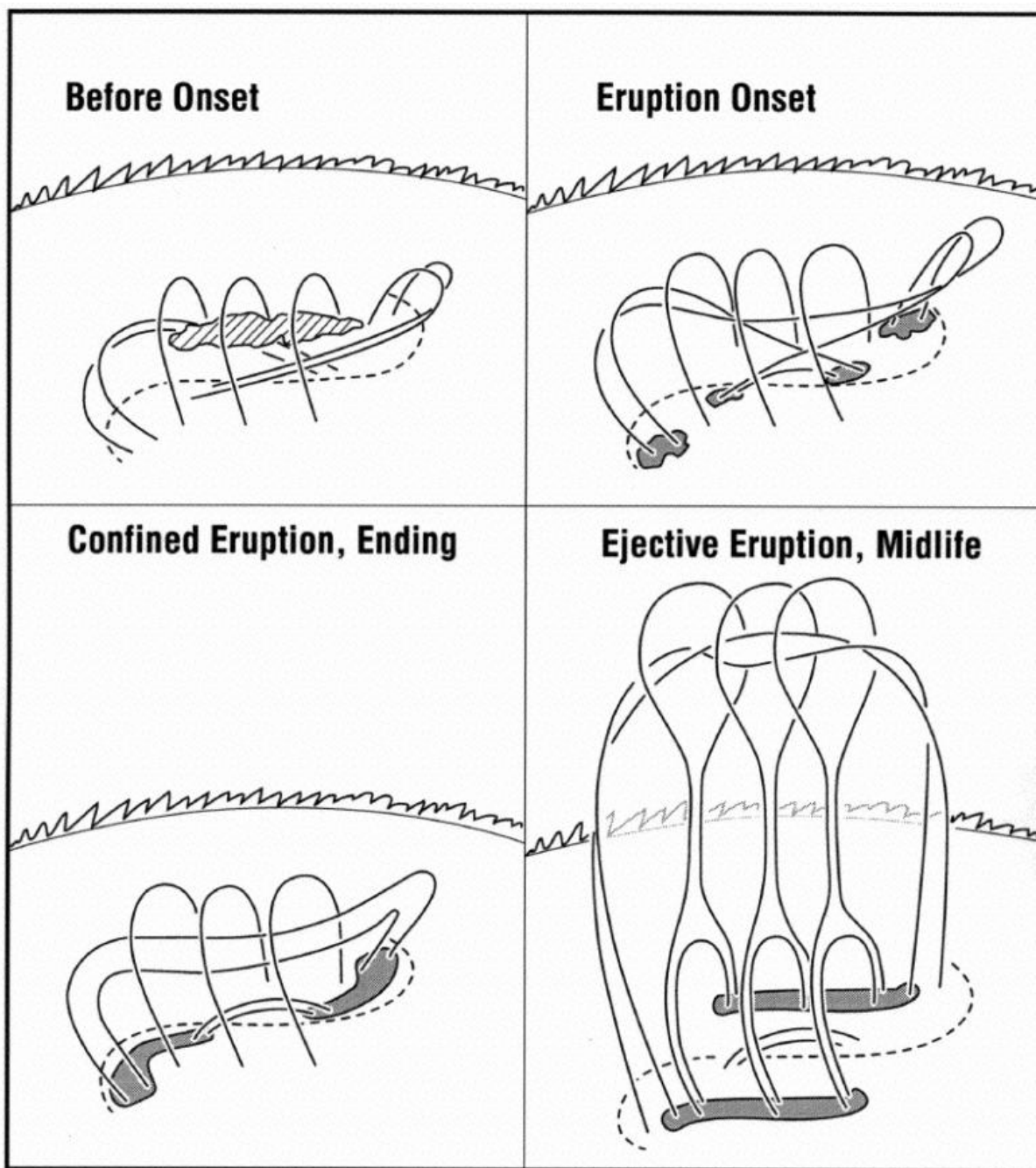
- Suuriin purkauksiin liittyy tyypillisesti flare-purkaus, filamenttipurkaus, kaksi-nauha (two-ribbon) purkaus ja usein myös koronan massapurkaus
- Suurten edellytyksenä on kentän kiertyminen (shear & twist) sekä magneettinen kompleksisuus (δ -konfiguraatio): näkyy esim. filamentin olemassaolona ja S:n muotoisina sigmoidirakenteina
- Pienet syntyvät usein plasmakaarien tyviosien liikkeiden seurauksesta tai erimerkkisten vuoputkien kohdatessa nousevan vuon alueella

Rajatut vs. purkautuvat

- Tällä hetkellä käytetyin jaottelu: riippuu siitä aukeavatko kenttäviivat päästämään plasmoidia/elektronisuihkuja ulos Auringosta
- Diagnosointi esim. radiolla tyyppi III purkausten avulla (kulkevatko suihkut ylös vai alas Auringon atmosfäärissä)



Kuva 8.19: Metsähovin radiotutkimusasemalla mitattuja auringonpurkauksia (taajuus 37 GHz, keilan koko 2.4 kaariminuuttia, eli seurattu yhden aktiivisen alueen käyttäytymistä). Yläkuvassa purkauksia, joilla impulsiivinen alku ja terminen 'häntä', alakuvassa pelkästään impulsiivinen, ei-terminen ns. 'simple' purkaus.



Kuva 8.20: Purkaus voi edetä suljettuna tai ejektiivisenä. Purkauksen aluksi (onset) tapahtuu rekonnektio, jossa kahdesta (kuvassa) ristiinmenevästä kaaresta syntyy yksi iso ja yksi pieni kaari (tyvet vaihtuvat). Kohoavaan rakenteeseen liittyy myös kromosfäärin kirkkaiden nauhojen erkaantuminen toisistaan. Loppuvaiheessa nauhojen väliin syntyy ns. jälkipurkauskaaria (post-flare loops), eli kun yläpuolella oleva rakenne on sinkoutunut pois niin kenttä pyrkii sulkeutumaan uudelleen.

8.3 Aktiivisuutta ennustavia tekijöitä

Mount Wilson Magnetic Classifications

Aktiivisen alueen (ja auringonpilkkuryhmän) magneettista kompleksisuutta kuvataan α - β - γ - δ -luokittelulla:

Alpha: Denotes a unipolar sunspot group.

Beta: A sunspot group having both positive and negative magnetic polarities, with a simple and distinct division between the polarities.

Gamma: A complex active region in which the positive and negative polarities are so irregularly distributed as to prevent classification as a bipolar group.

Delta: A complex magnetic configuration of a solar sunspot group consisting of opposite polarity umbrae within the same penumbra.

Erytisen 'purkausherkkiä' ovat δ -alueet, ja niistä yleensä varoitetaan avaruussäätiedotteissa.

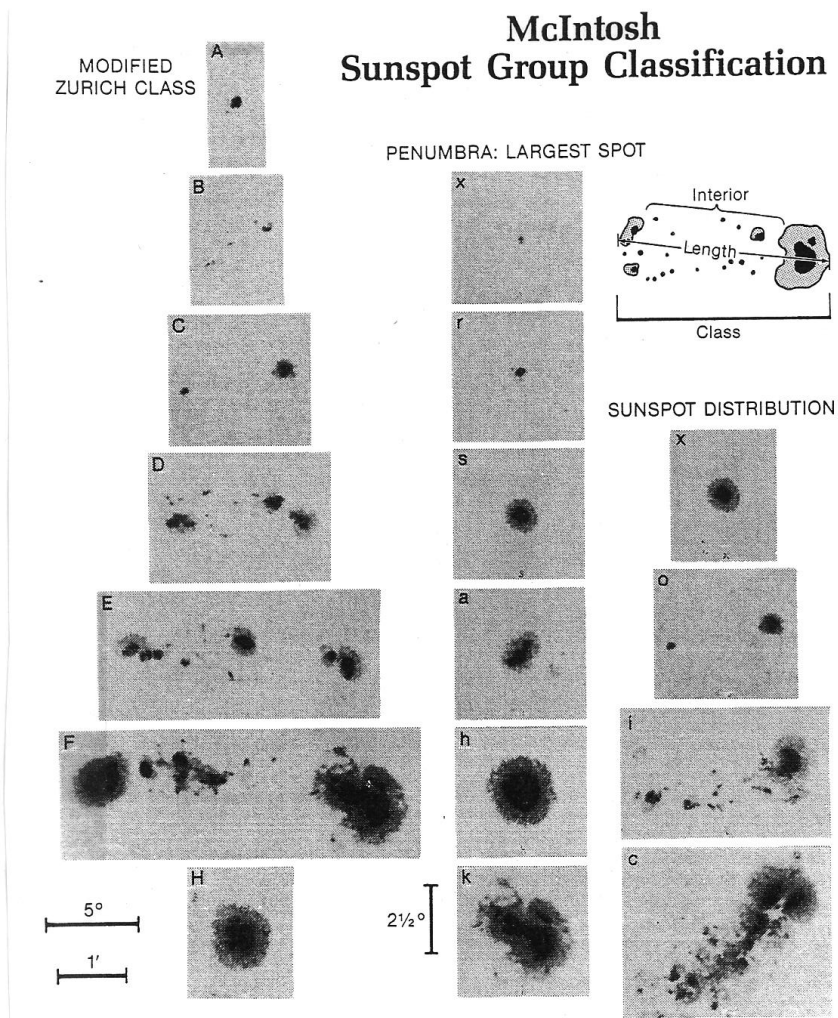
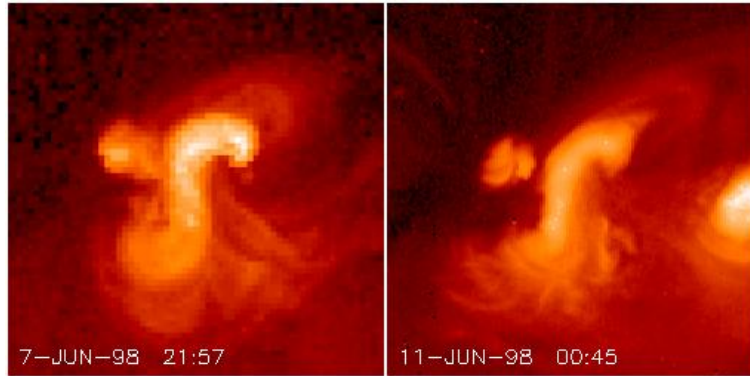


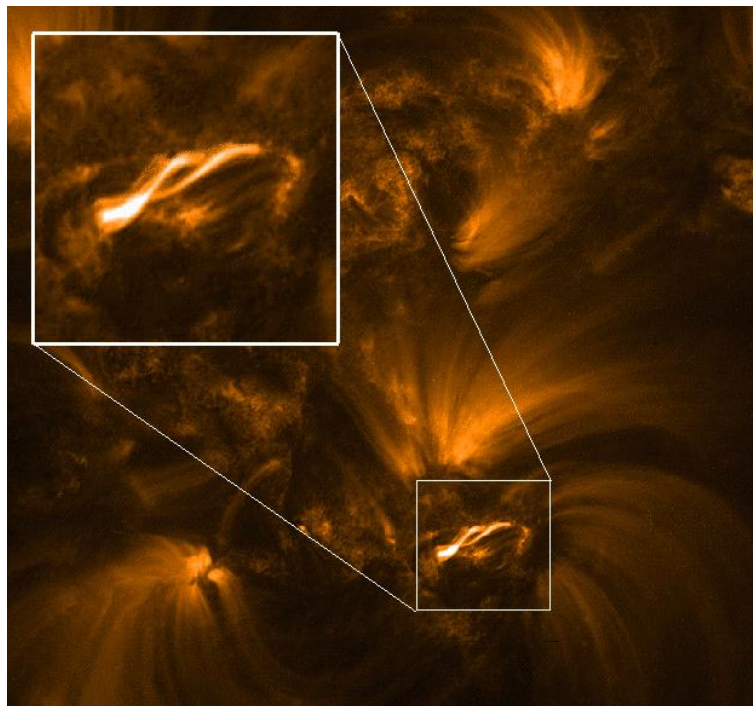
Fig. 6.4 The McIntosh sunspot classification scheme. Three letters describe in turn the class of sunspot group (single, pair or complex group), the penumbra of the largest spot in the group, and the spot distribution. (Courtesy P. S. McIntosh, NOAA (1990))

S-rakenteet

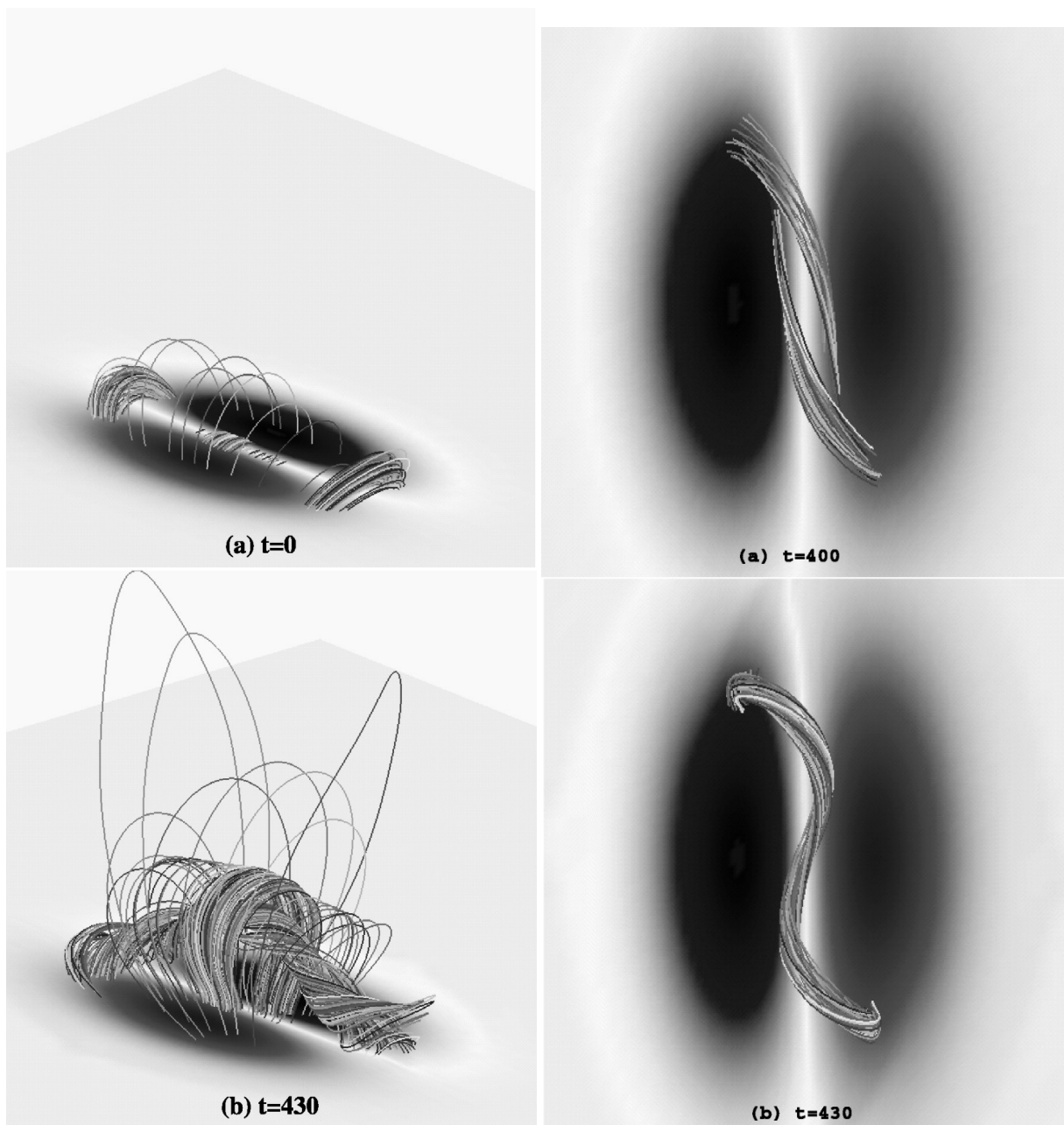
S:n muotoiset (ns. sigmoidi-rakenne) plasmakaaret kertovat sekä magneettikentän kompleksisuudesta että mahdollisista liikkeistä kaarien tyvissä – esimerkiksi konvektiovirtaukset saattavat vääntää plasmakaaria mutkalle. Tietyssä kohti kierteellä oleva kaari muuttuu epästabiiliksi ja purkautuu. Tämä on todettu mm. MHD-simulaatioilla. Kuitenkaan kaikki S:n muotoiset rakenteet Auringon pinnalla eivät purkaudu, eli ennustettavuus on huono, eikä mekanismin toimintaa täysin tunneta.



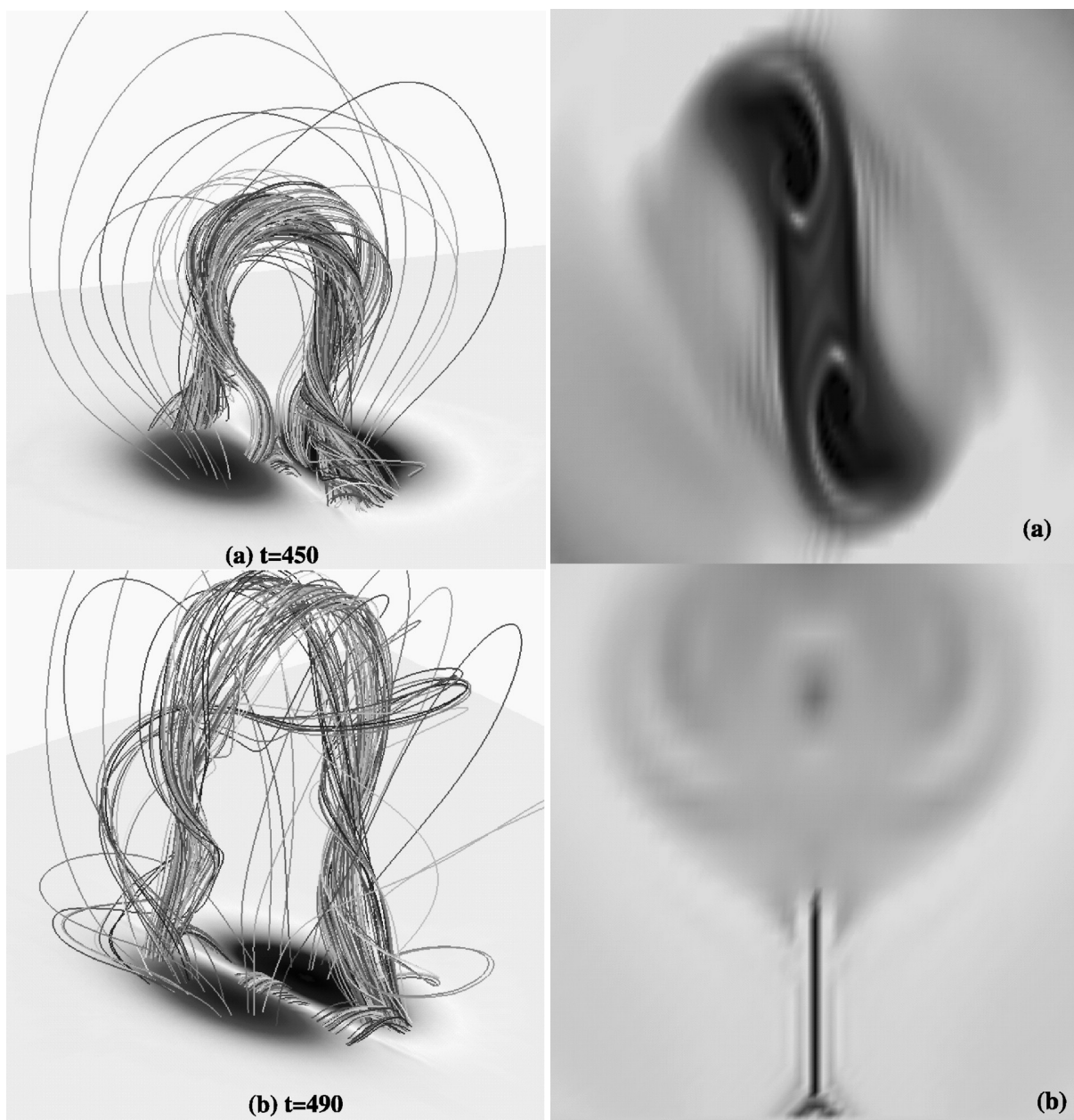
Kuva 8.21: Yohkoh SXT-instrumentilla (pehmeä röntgen) otettu kuva aktiivisen alueen S-muotoisesta kaaresta auringon koronassa ennen ja jälkeen purkauksen. (Elokuvia osoitteessa http://www.lmsal.com/SXT/movies_archive/June_1998.html)



Kuva 8.22: TRACE satelliitin EUV-aallonpituusalueella 4.4.2000 ottama kuva kierteellä olevista kaarista auringon kromosfäärissä (= viileämpiä ja matalammalla kuin röntgenkaaret).



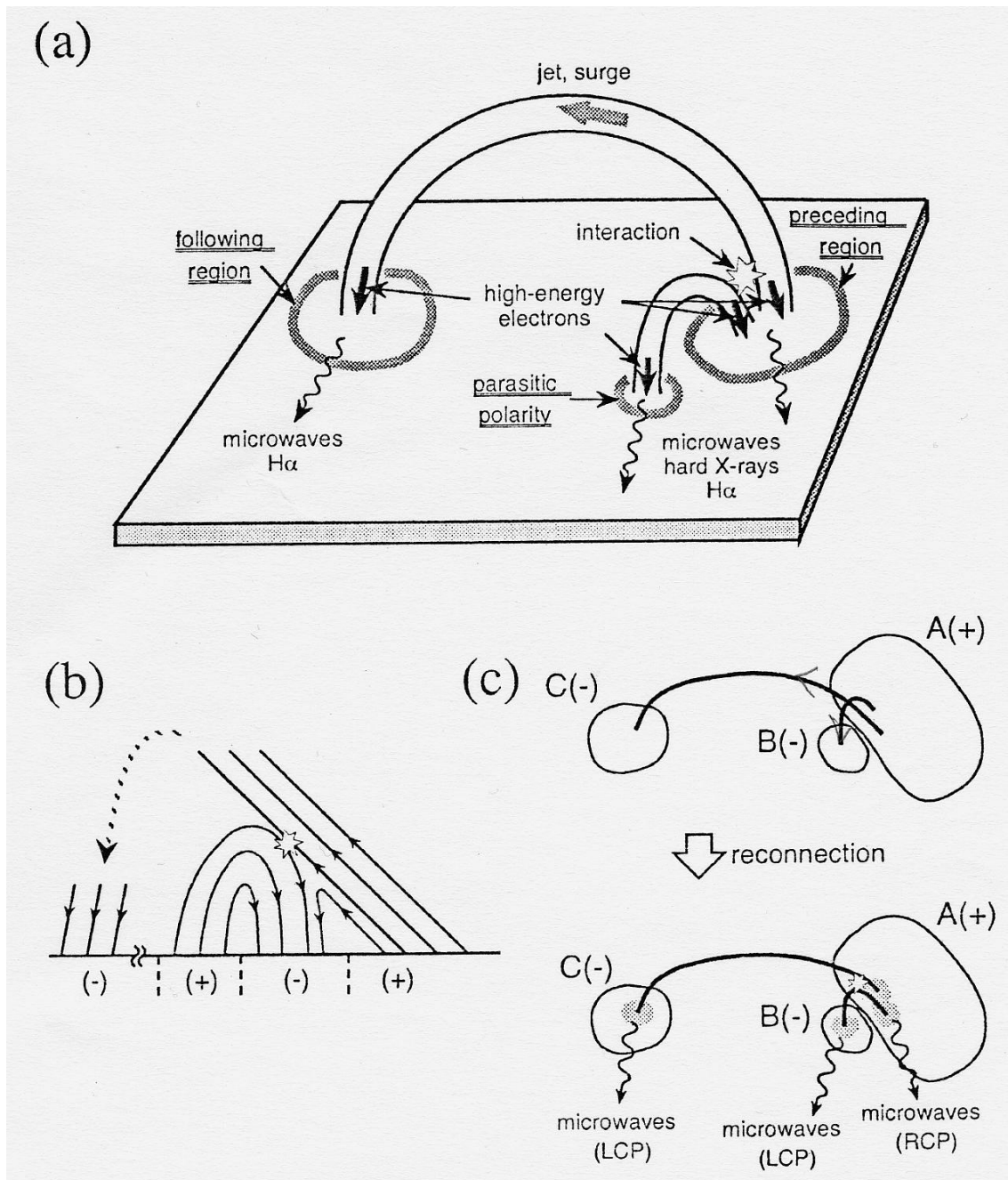
Kuva 8.23: Sigmoidi-alueen kehitystä ja varastoituneen energian purkautumista on tutkittu MHD-simulaatioilla, tässä yksi niistä. Original text: Selected field line of the configuration at two steps of the MHD evolution at $t = 0$ and $t = 430$, when a twisted flux rope has been created. Top view of selected field lines showing the merging of two inverse J-shaped structures visible at $t = 400$ into a single inverse S-shaped structure at $t = 430$.



Kuva 8.24: For $t = 430$ the configuration experiences a major global disruption. The twisted flux rope expands very rapidly; evolution of the configuration at two steps during a relaxation phase at $t = 450$ and $t = 490$ is shown. No neighboring equilibria exist, and the configuration experiences a major disruption. The horizontal cut above the twisted flux tube at $t = 430$, also confirming the inverse S-shaped structure, and the vertical cut in the central plane ($x = 0$) during the reconnection phase at $t = 450$. (Amari et al. *Astrophysical Journal*, 2000)

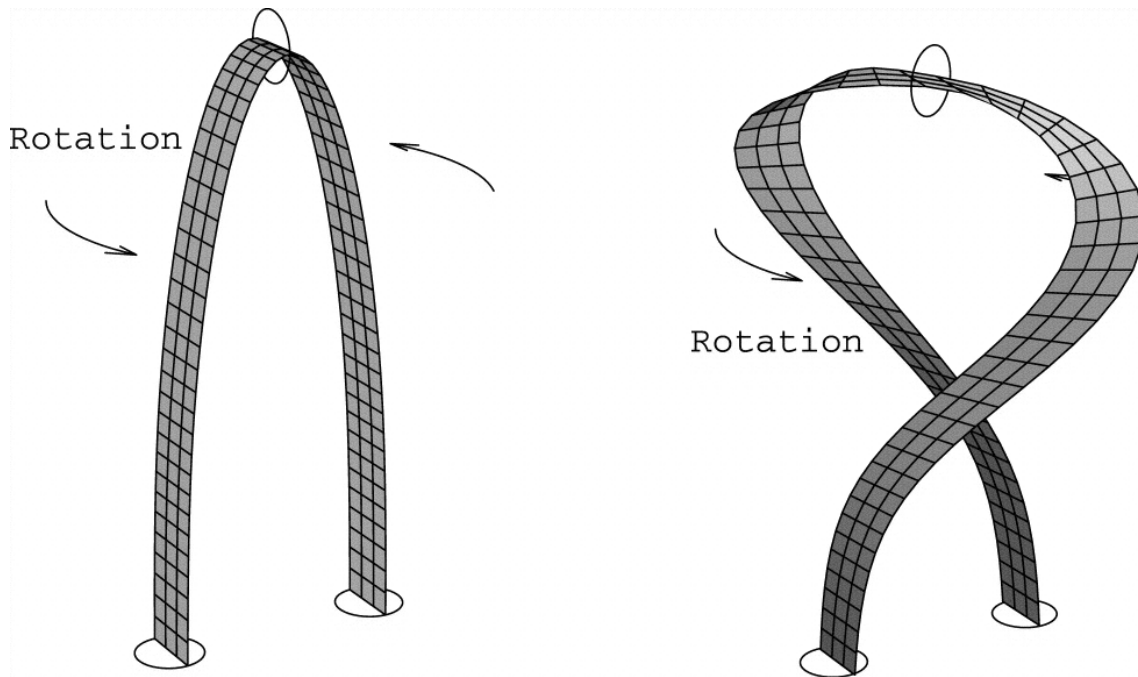
Nouseva vuo

'Helpoin' tapa tuottaa rekonnektio on nouseva magneettivuo: uusi alue konnektoi vanhan kanssa, muodostaa uuden magnettisen kaaren, kaari nousee nousevan vuon voimistaessa kenttää ja lopulta uusi kaari ja vanha kaari konnektoivat (rekonnektio = uusi yhtyminen, jossa kaarien tyvet vaihtavat paikkaa). Rekonnektiossa yhtymisalueelle muodostuu virtalevy (current sheet), ja seurauksena on aina hiukkaskiihdytys.

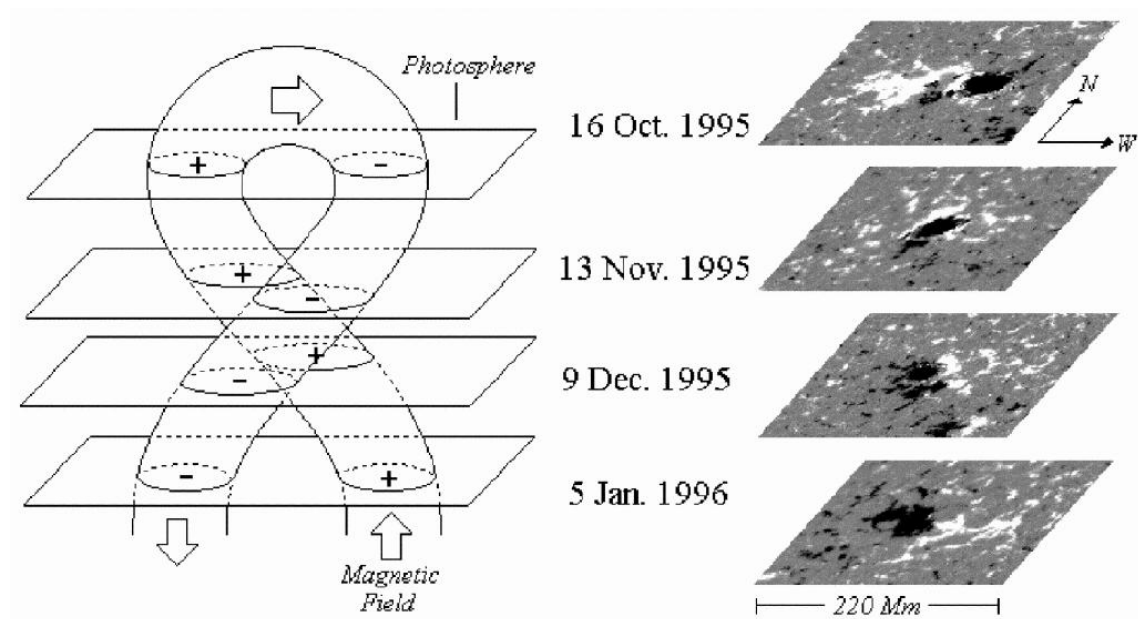


Kuva 8.25: Hanaokan malli nousevan vuon ja uuden kaaren aiheuttamasta rekonnektiosta. Original text: Schematic drawing of a double-loop flare and behaviour of high-energy electrons. The interaction region of the two loops is the origin of high-energy electrons and thermal plasma flows, such as jets and surges (Hanaoka, PASJ 51, 1999)

Sources for reconnection



Kuva 8.26: Twist and writhe of magnetic flux tubes (Lopez Fuentes et al., 2000)



Kuva 8.27: Emergence of twisted flux tubes (Lopez Fuentes et al., 2000). Huomaa bipolaarisen alueen magneettikentän pyöriminen, kun vuo nousee ja kierre 'aukeaa'.

8.4 Rekonnektiomalleja: tether-cutting vs. magnetic break-out

Auringonpurkauksissa magneettikenttään varastoitunut energia pääsee purkautumaan ja hiukkaset kiihdyttyvät suuriin nopeuksiin. Lähes kaikki mallit perustuvat *rekonnektioon* (reconnection), jossa vastakkaissuuntaiset magneettikentät yhtyvät.

Vanhemmissa selitysmalleissa ('tether-cutting') rekonnektio alkaa alhaalta ja etenee ylemmäs avaten kenttäviivoja. Uudemmassa mallissa ('magnetic break-out') avautuminen alkaa ylhäältä ja jatkuu alaspäin. Nykyään on kehitetty myös malleja, joissa molemmat ovat toiminnassa: hitaampi breakout-rekonnektio avaa kentän ensin ylhäältäpäin ja klassinen nopea tether-cutting kiihdyttää hiukkaset ja 'nostaa' filamentin ylös.

Toinen ero malleissa on vaadittava magneettikentän muoto: tether-cutting toimii yksikertaisessa kaksinapaisessa (bipolar) systeemissä mutta breakout vaatii moninapaisen (multipolar) kentän.

PREFLARE & ONSET EXPLOSIVE PHASE

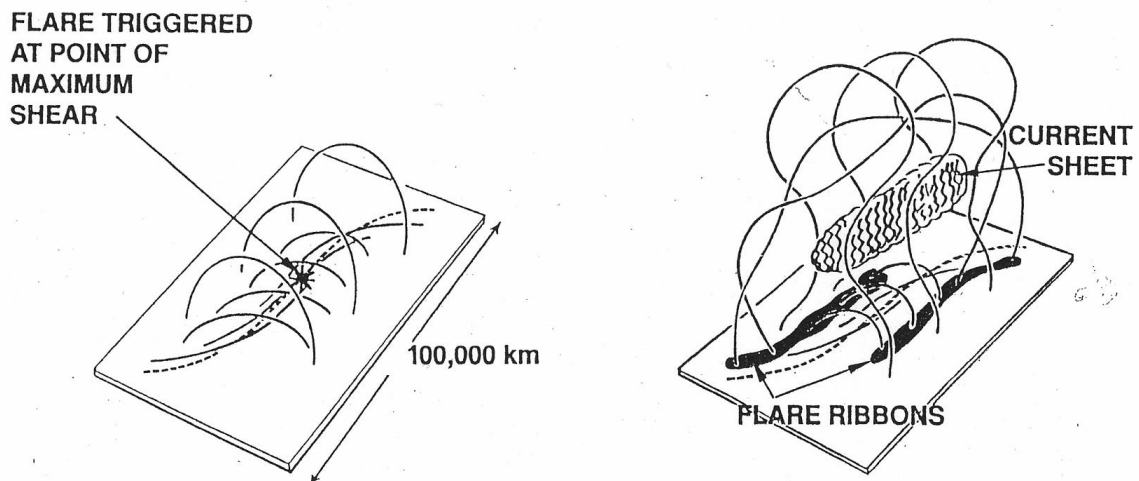
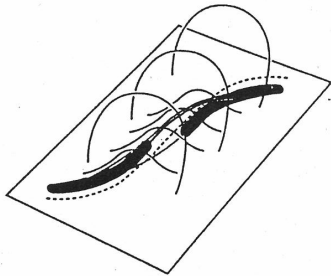


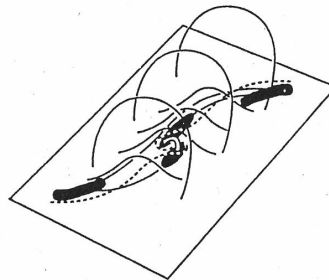
Figure 1. Magnetic field configuration of a typical two-ribbon eruptive flare; left: at and before flare onset; right: in the flare's explosive phase of peak heating and particle acceleration (from Moore et al. 1991). The core of lowest-lying strongest-sheared field shown in the preflare configuration is typically marked by a dark chromospheric filament; this provides a tracer showing that the core field begins to erupt before the explosive phase. By the peak of the explosive phase, the erupting core has greatly distended the envelope of the bipole, allowing the legs of the envelope arcade to collapse together beneath the erupted core (the double helix in this drawing) to form the current sheet and drive the heating and particle acceleration.

ONSET:

WITHOUT EMERGING FLUX



WITH EMERGING FLUX ON MAIN INVERSION LINE



WITH EMERGING FLUX OFF MAIN INVERSION LINE

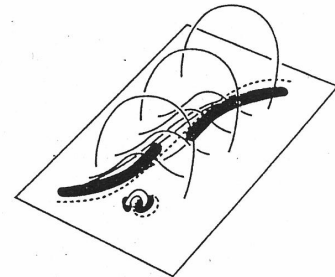
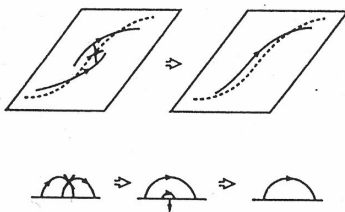


Figure 2. Typical onsets of eruptive flares; left: no emerging flux; center: emerging flux on main inversion line; right: emerging flux off main inversion line. Here, as in Figure 1, the dashed lines are magnetic inversion lines, dividing areas of opposite polarity in the photosphere; black areas are ribbons of chromospheric flare brightening. In all three cases, at flare-ribbon onset the sheared core field along and above the main inversion line has begun to erupt upward, distending the surrounding envelope field, and the initial flare ribbons along the main inversion line are tucked under the erupting core.

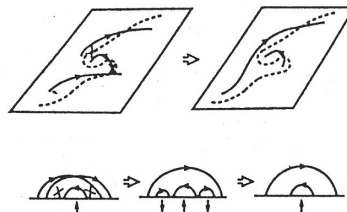
TRIGGER:

SLOW RECONNECTION IN FLUX CANCELLATION

① **TETHER CUTTING WITHOUT EMERGING FLUX:**



② **TETHER CUTTING WITH EMERGING FLUX:**



③ **TETHER WEAKENING BY RECONNECTION WITH EMERGING FLUX:**

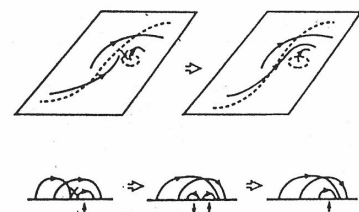
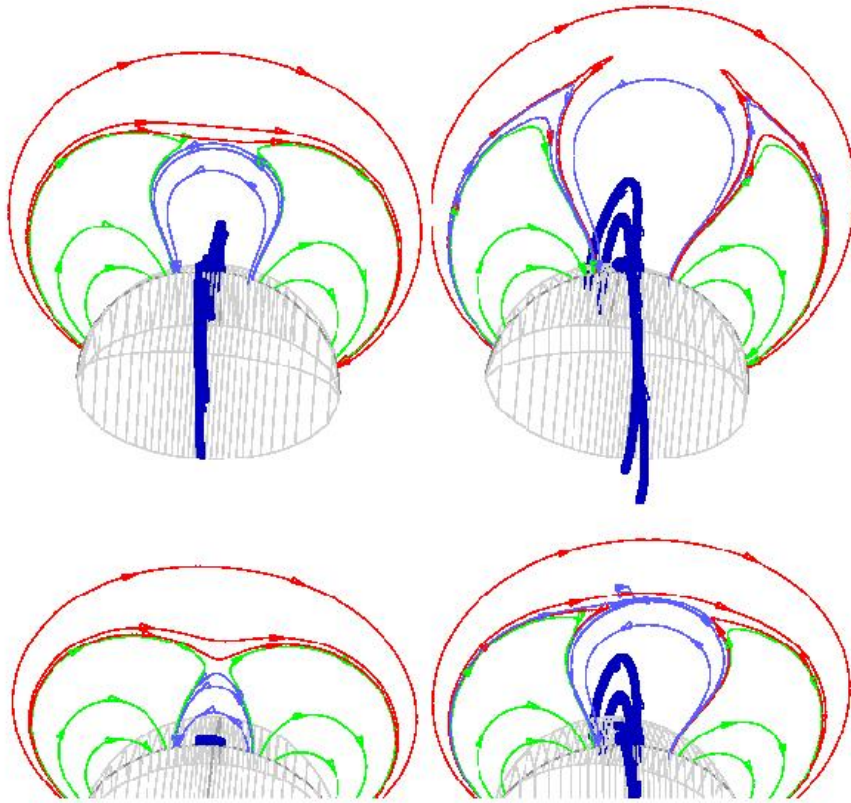
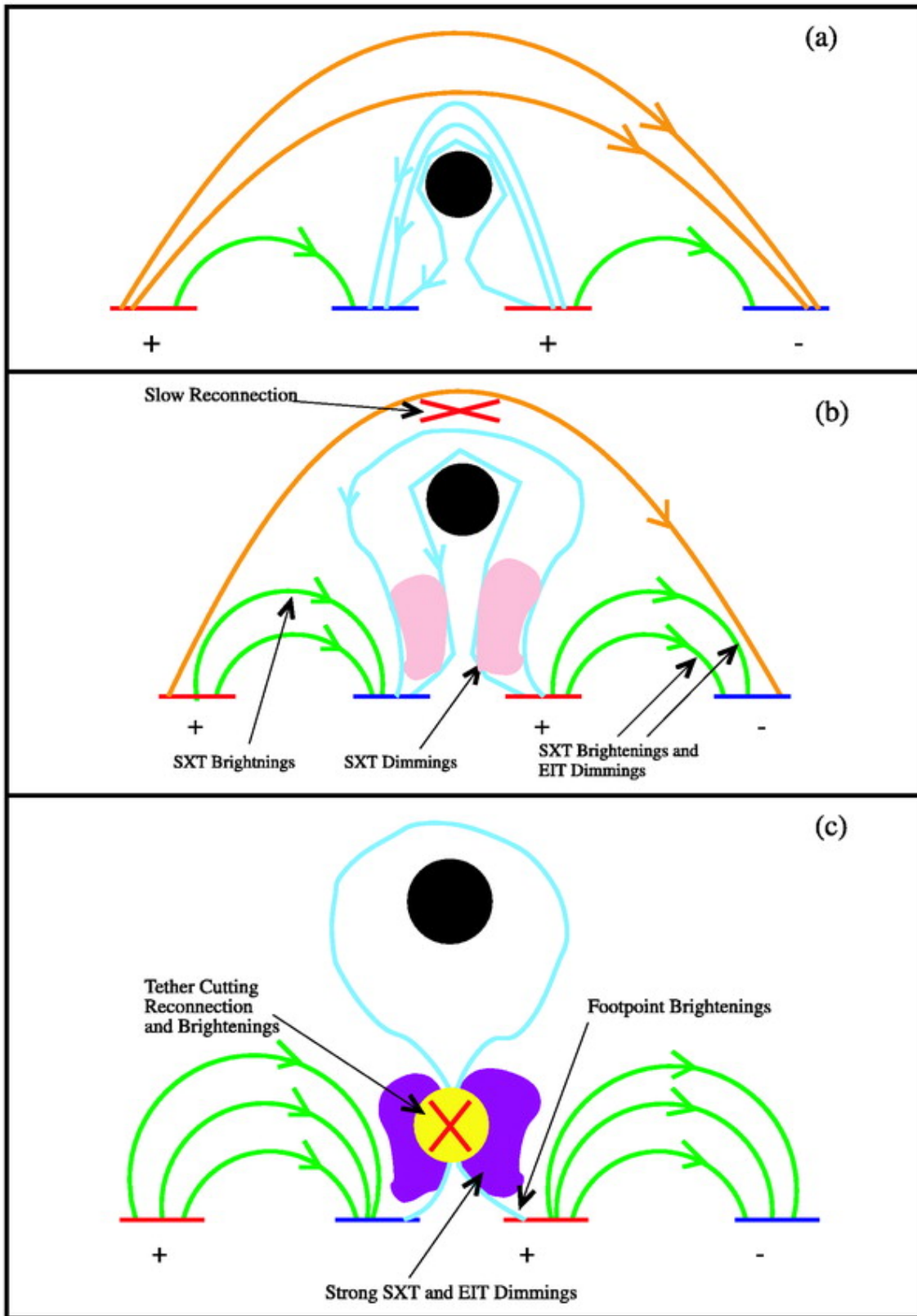


Figure 4. Inferred process for triggering typical onsets of eruptive flares; left: no emerging flux; center; emerging flux on main inversion line; right: emerging flux off main inversion line. The field lines shown are in the core of the preflare field configuration shown in Figures 1-3. The sequences of 2-D sketches below the perspective sketches show the reconnection, emergence, and submergence of field in an end view along the main inversion line. X's mark reconnection. Vertical arrows below the 2-D sketches mark flux emergence (upward arrow) and flux submergence (downward arrow).

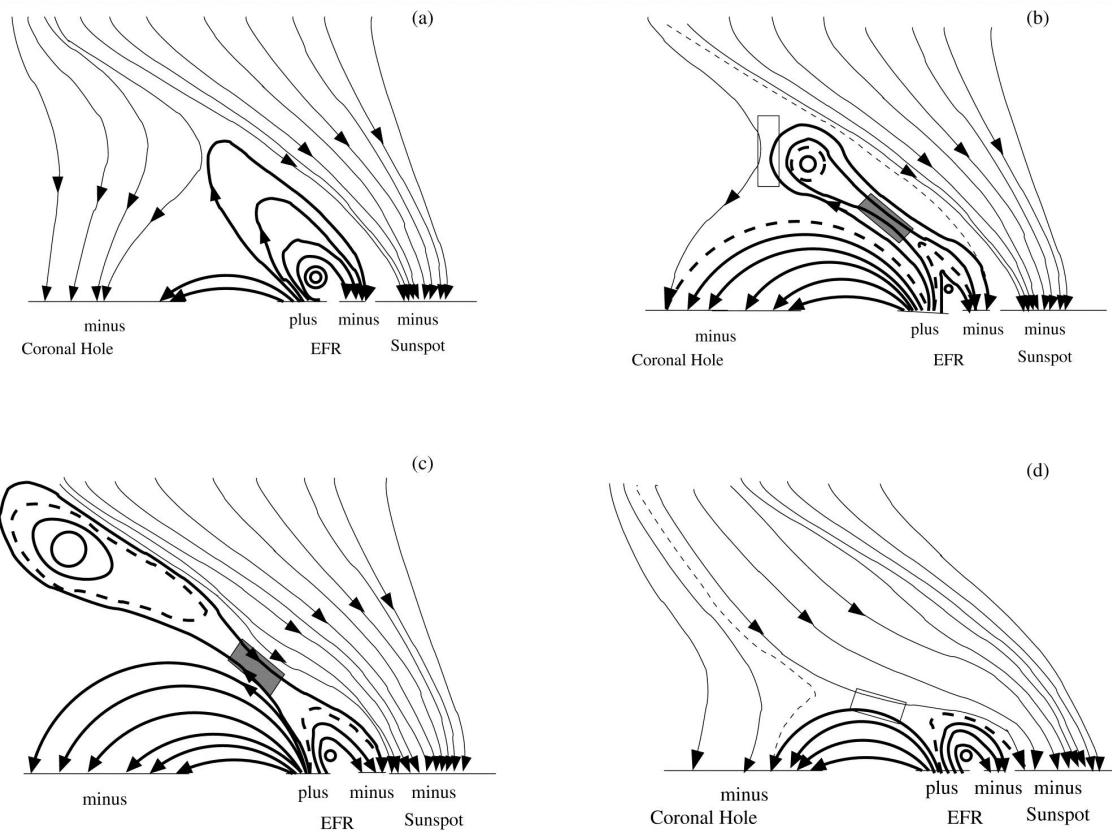
Magnetic breakout



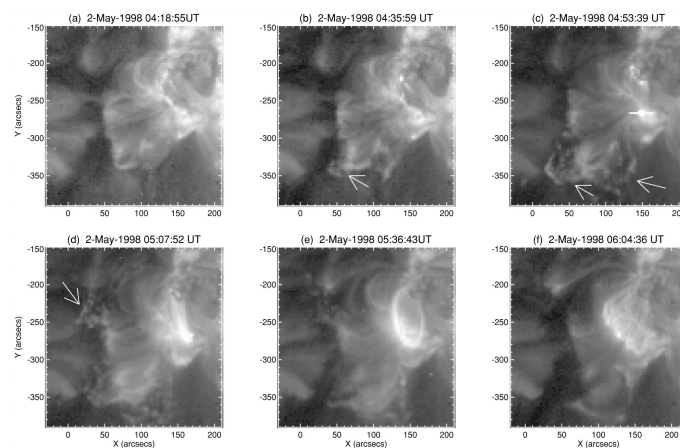
Kuva 8.28: Kentän avautuminen ylhäältä päin (koronasta), joka mahdollistaa alempana olevan kierteisen kentän purkautumisen (Antiochos et al., 1999: A magnetic breakout is the opening of initially low-lying sheared fields, triggered by reconnection at a null point that is located high in the corona and that defines a separatrix enclosing the sheared fields). DeVore & Antiochos (ApJ 628, 2005): In this model, the magnetic free energy that drives the eruption is stored readily in the pre-reconnection state: the energy required to open the stressed flux in the initial configuration can be much greater than that in the post-reconnection state, because more overlying flux must be opened in the former than in the latter. Once the breakout reconnection begins, it accelerates inexorably as the open energy declines, progressively and rapidly. The resultant excess magnetic free energy is converted into kinetic and gravitational energy of the CME plasma, which escapes in an ideal expansion. Subsequently, flare reconnection across the current sheet trailing the ejected flux produces a flux rope and a closed coronal arcade, similar to those in other models. Unlike those scenarios, however, in the breakout model flare reconnection results from, rather than causes, the eruption.



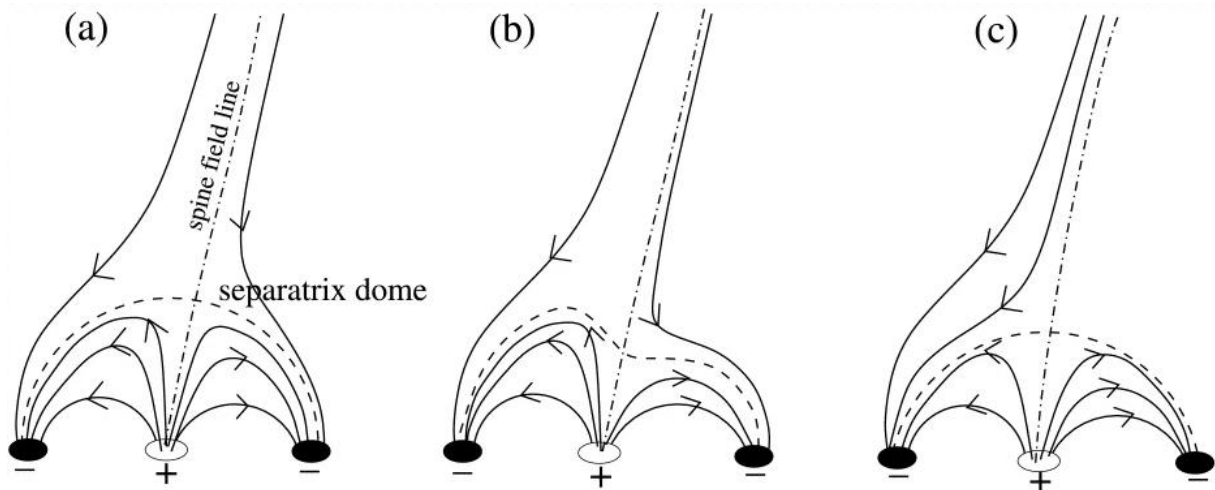
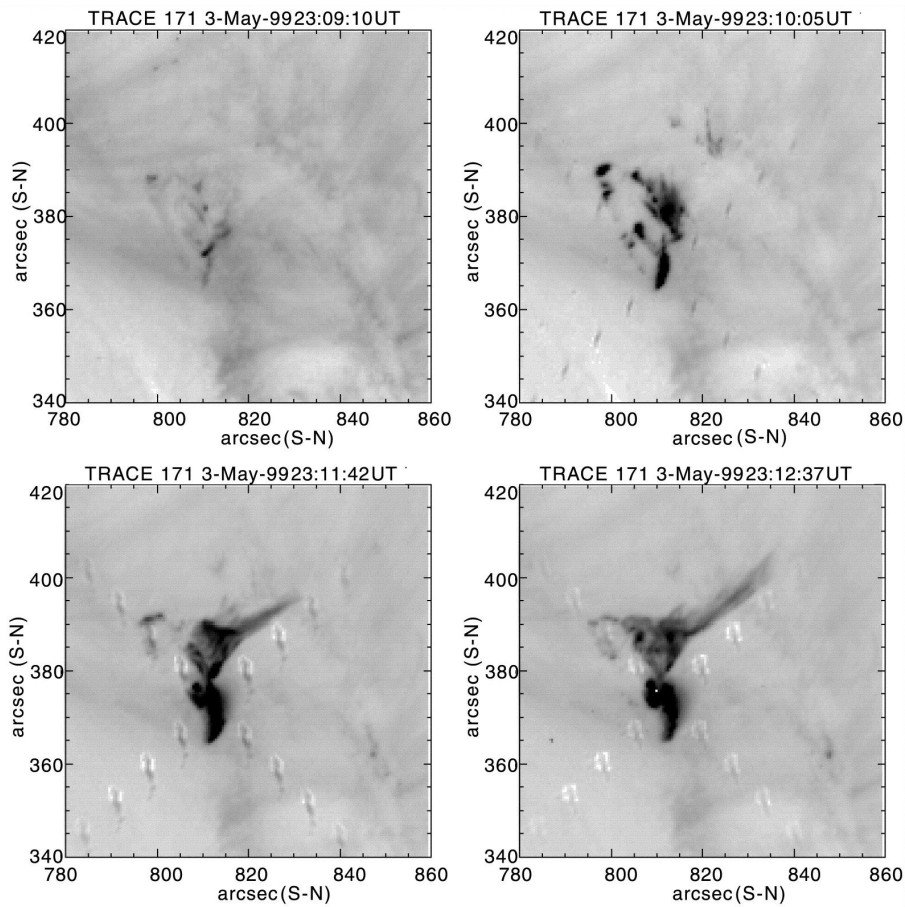
Kuva 8.29: Purkausmalli, joka yhdistää tether-cuttingin ja breakoutin (Sterling & Moore 2004).



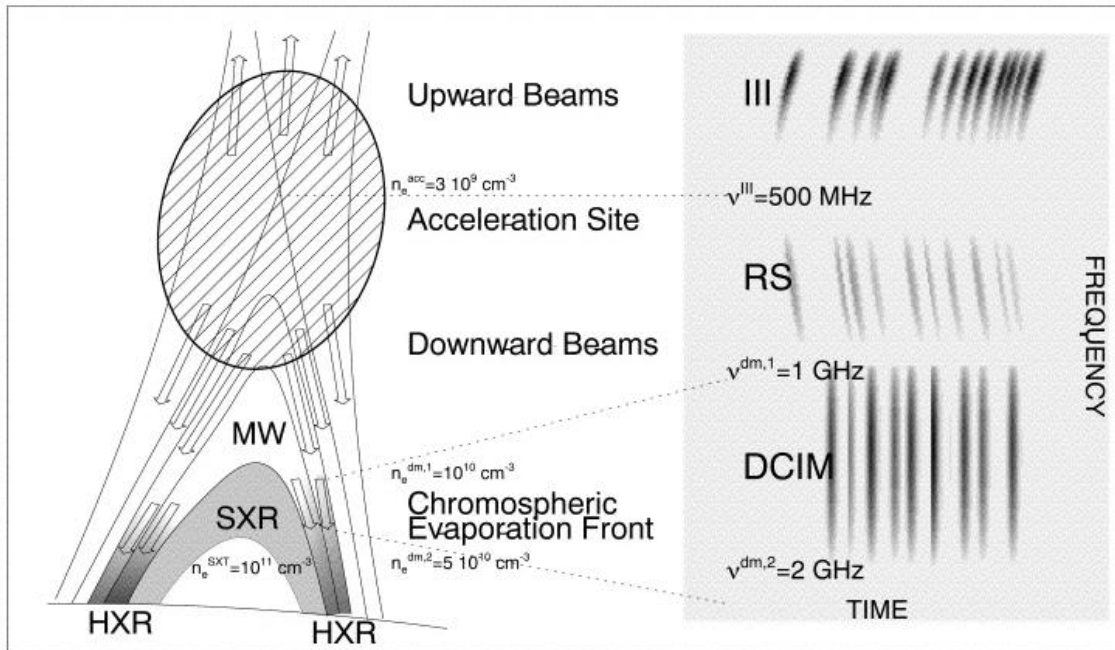
Kuva 8.30: Magnetic breakout-mallia on käytetty selittämään havaintoja (Sterling et al., 2001), siten että nouseva vuo (EFR - emerging flux) aiheuttaa 'ulkoisen rekonnektion' (ylempi laatikko) kohdatessaan vieressä olevan koronan aukon erisuuntaiset kenttäviivat ja jatkuu sitten 'sisäisenä rekonnektiona' (tummennettu laatikko) alempana.



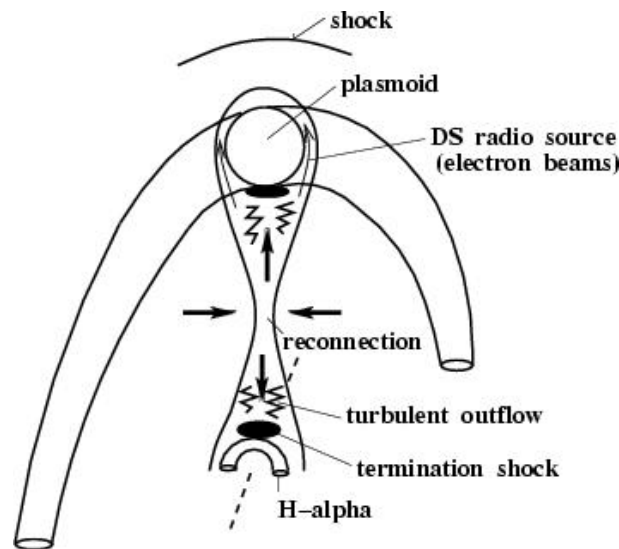
Kuva 8.31: Edellisen kaltainen tilanne (Sterling et al., 2001) aiheuttaisi siten EIT-ryppyjä (EIT crinkles, kuvassa osoitettu nuolilla), kun nousevan vuon alapuolinen alue työntyy koronan aukkoa kohti ja kuumentaa plasmaa + nostaa elektronitiheyttä



Kuva 8.32: Purkausmalli jettisuihkulle: TRACE 171 Å images of the flare site made around the impulsive phase. Near the time of the HXR impulsive phase the TRACE emission is confined to a few bright kernels; shortly thereafter, the kernels disappear, a small loop brightens, and material ejection starts. Two-dimensional representation of the process of reconnection via a separator dome (Fletcher et al. *Astrophysical Journal*, 2001)



Kuva 8.33: Kaaviokuva elektronien kiihdytysalueesta ja sieltä ylös- ja alaspäin syöksyvistä elektronisuihkuista. Plasmakaaria pitkin alaspäin etenevät elektronit näkyvät taajuussiirtyvinä komponentteina kohti korkeampia taajuuksia (RS - reverse slope), Auringon tiheämpiin kerroksiin siirtyvien elektronien liike näkyy plasmasäteilynä desimetri-senttimetri aallonpituuksilla (DCIM), ja ylöspäin kulkevat elektronit näkyvät 'normaalina' tyyppi III säteilynä (taajuussiirtymät kohti alempia taajuuksia eli kulku kohti harvempaa plasmaa). Kuva Aschwanden & Benz



Kuva 8.34: Desimetrialueen (DS) plasmasäteily saattaa syntyä myös muissa tiheissä rakenteissa kuin vain rekonnektioalueen alapuolella, tässä mallissa nousevan filamentin reuna-alueilla, jossa kiihdyttyneet elektronit ovat loukussa. Tätä tulkintaa tukee se, että usein desimetrialueen purkausten joukko ('envelope') lipuu hitaasti kohti matalampia taajuuksia - eli plasmoidikaari kohoaa ylöspäin (Karlicky, 2004).

8.5 Kiihdytettyjen hiukkasten energioista flare-purkauksissa

Hard X-ray thick-target vs. thin-target

The basic principle of the thick-target model is that the observed hard X-rays result from bremsstrahlung emitted by a beam of electrons accelerated in the corona, but then "precipitating" into the dense atmosphere where they stop collisionally (via Coulomb collisions). The term "thick target" describes just this property of collisional termination of a particle beam. The resulting X-ray spectrum has a fixed dependence on the beam properties. That simplification is one of the model's virtues, permitting an easy use of inverse theory to learn about the (assumed) electron beam. (See more from the RHESSI Science Nugget by Lyndsay Fletcher and Hugh Hudson, at http://sprg.ssl.berkeley.edu/~tohban/nuggets/?page=article&article_id=44)

- Thick target: Double-footpoint, need 10^{37} electrons per second to explain the HXR emission (typical loop 10^{37} electrons!)
- Thin target: Superhot thermal source $> 10^8$ K (Masuda-flare)

Gyrosynchrotron radio – HXR

$$N(E) \propto E^{-x} \quad \text{Electron energy spectrum} \quad (8.1)$$

$$I(\nu) \propto \nu^{\alpha_r} \propto \nu^{-(x-1)/2} \quad \text{Gyrosynchrotron radiation} \quad (8.2)$$

$$N_x(\epsilon) \propto \epsilon^{\alpha_x} \propto \epsilon^{-(x+1/2)} \quad \text{X-ray emission} \quad (8.3)$$

$$\alpha_r = 0.5\alpha_x - 0.75 \quad (8.4)$$

General - no model assumptions, gyrosynchrotron is optically thin, no directional effects assumed (Longair: High-energy Astrophysics)

HXR thin target – thick target

$$E^{\delta_{thin}} : \delta_{thin} = \gamma - 0.5 \quad (8.5)$$

$$E^{\delta_{thick}} : \delta_{thick} = \gamma + 1 \quad (8.6)$$

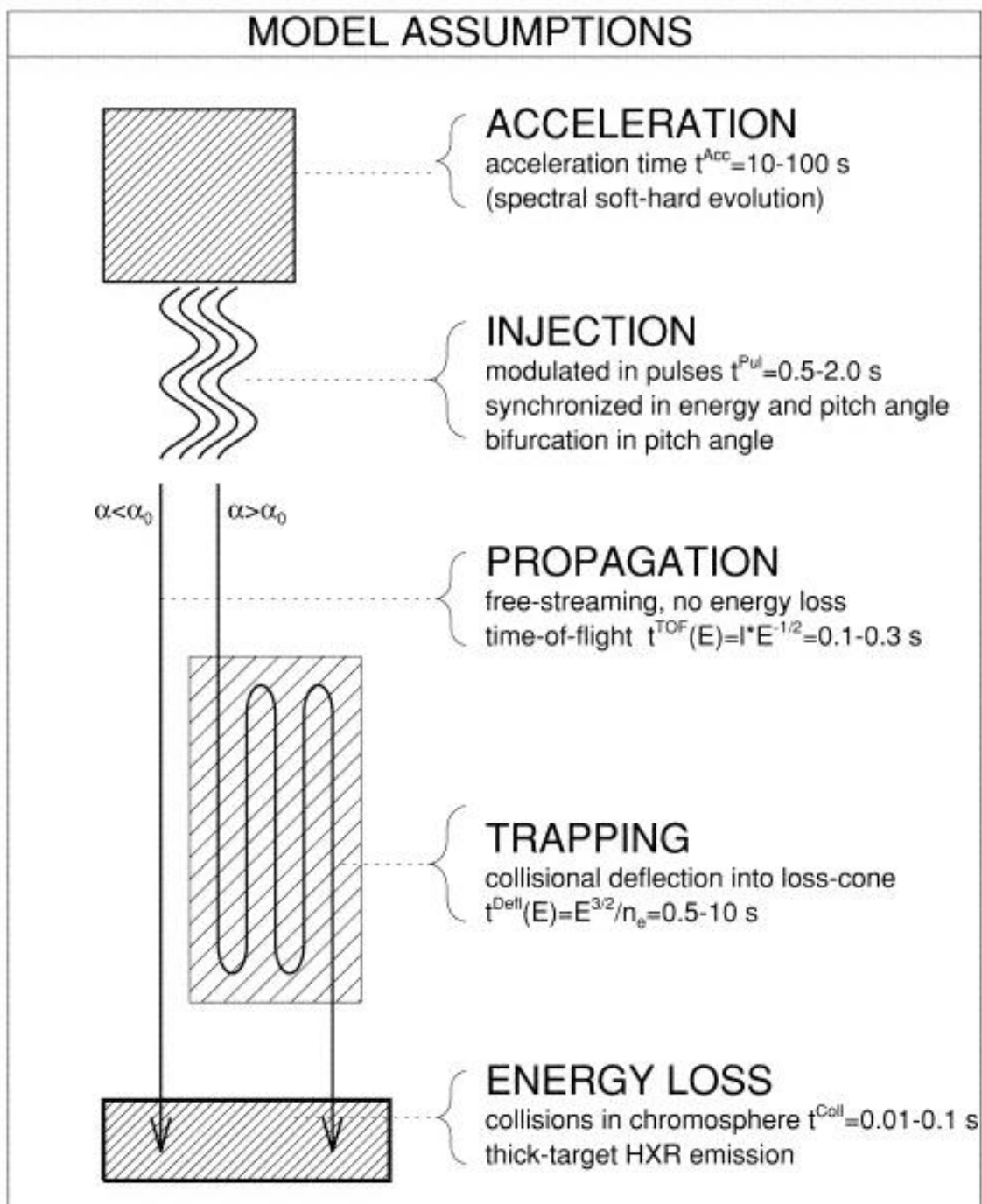
where γ is the photon power-law index (Brown, 1971).

Practical example:

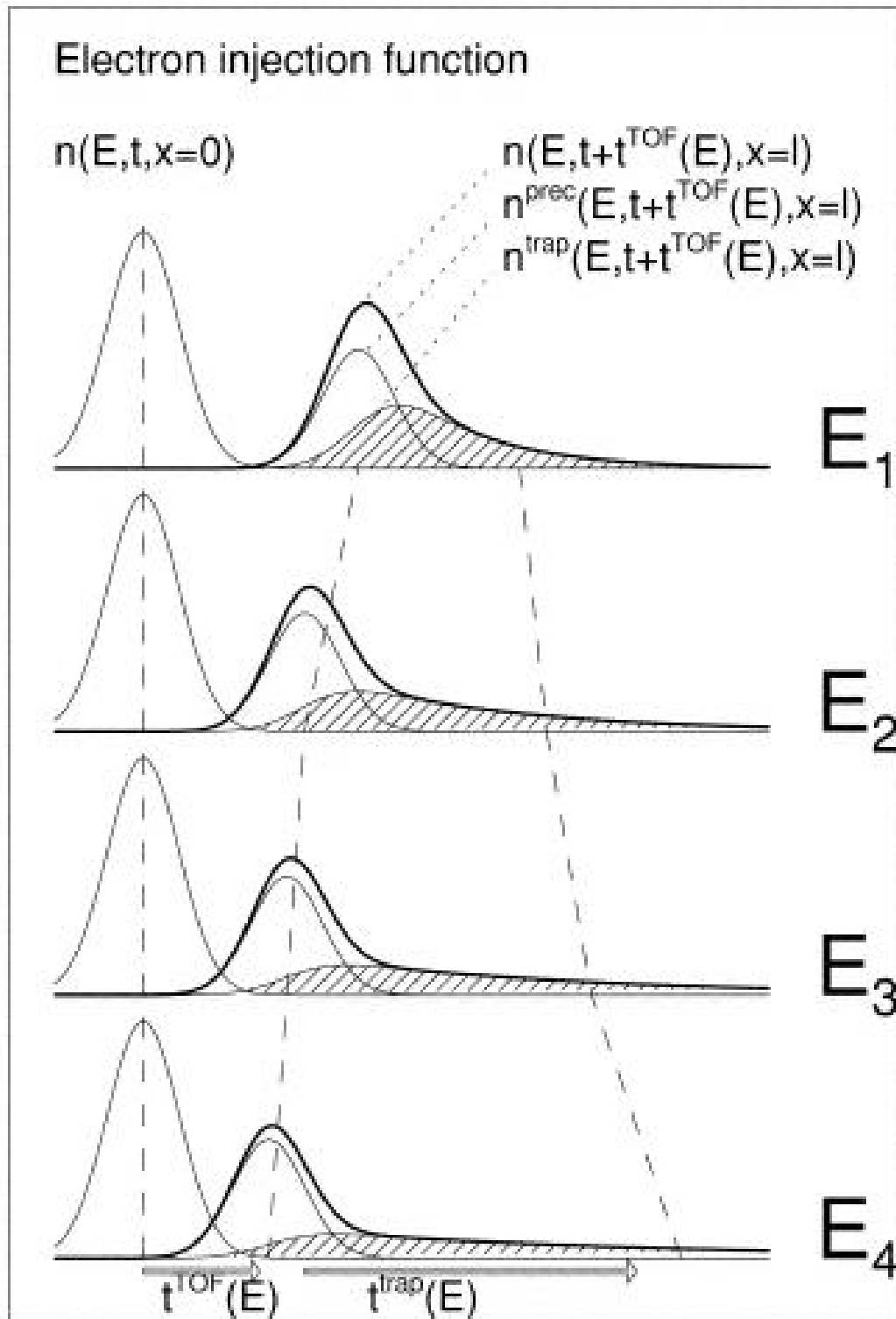
observed photons with $\epsilon = 70$ keV \rightarrow
 mean energy E_x thin-target = 100–130 keV
 E_x thick-target = 120–180 keV
 microwaves a few hundred keV

Comparison:

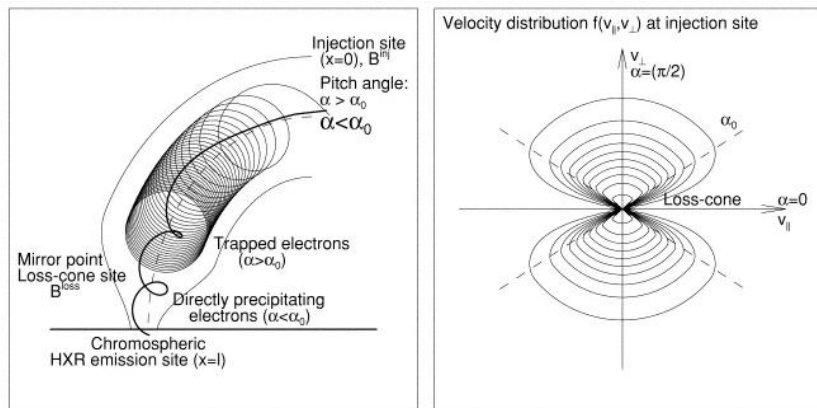
Outstreaming electrons in type III bursts have velocities between 0.1c and 0.5c, meaning subrelativistic electron energies of 2–80 keV.



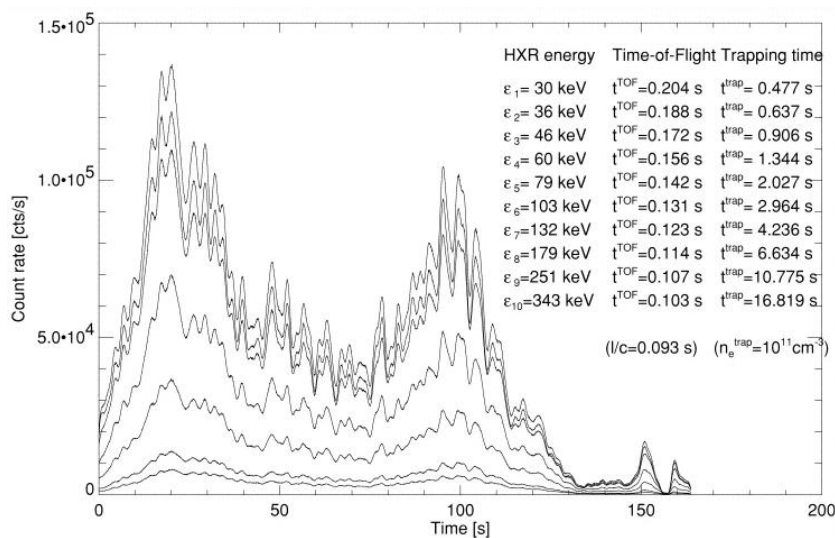
Kuva 8.35: Hiukkaskiihdytys – perusmallit ja sovellutukset. Original caption: Summary of model assumptions used in the deconvolution method of HXR time profiles $I(\epsilon, t)$. (Aschwanden, 1998)



Kuva 8.36: Temporal relation of the electron injection function $n(E, t, x=0)$ at the injection site and at the HXR emission site $n(E, t + t^{TOF}(E), x = l^{TOF})$, delayed by an energy-dependent electron time-of-flight interval $t^{TOF}(E)$, schematically shown for four different energies $E_1 < E_2 < E_3 < E_4$. The injection function at the HXR emission site (thick curve) is broken down into a directly precipitating component (thin curve) and the trap-precipitating component (hatched area). Note that the (e-folding) trapping time $t^{trap}(E)$ increases with energy E , whereas the time-of-flight delays $t^{TOF}(E)$ decreases.



Kuva 8.37: Spatial configuration of injection site, loss cone site, and HXR emission site in a flare loop. Electrons with small initial pitch angles precipitate directly, while electrons with large pitch angles become temporarily trapped. Right: The velocity distribution at the injection site has a loss cone for pitch angles $\alpha \leq \alpha_0$. (Aschwanden, ApJ 1998)

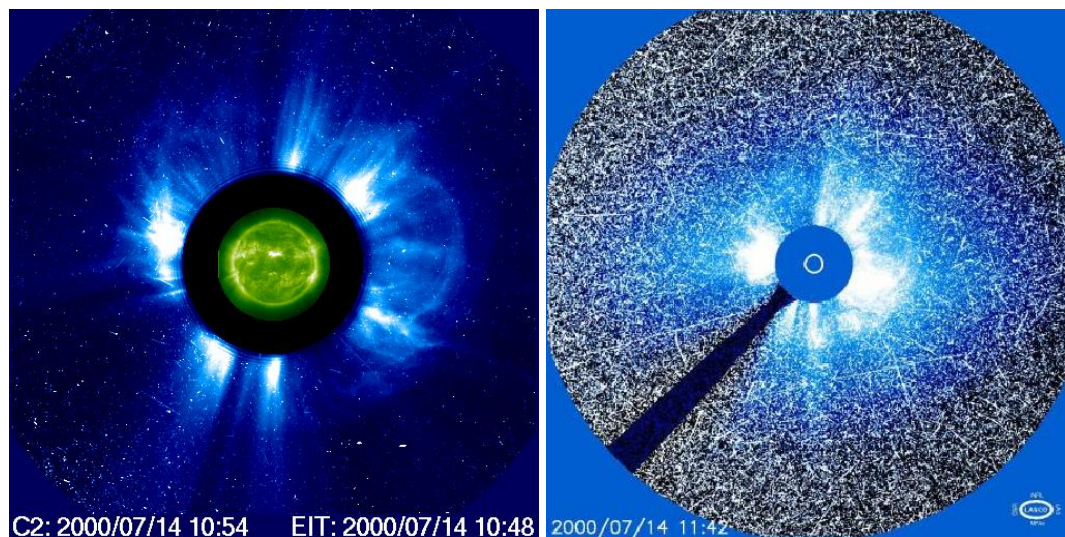


Kuva 8.38: Simulated data set of HXR time profiles $I(\epsilon, t)$ for 10 energy channels ($\epsilon_i, i = 1, \dots, 10$). The first channel is taken from observed BATSE/MER count rates of the solar flare 1991 November 13, 21:15:55 UT, while the time profiles of the other channels were convolved with TOF delays (occurring over a projected distance of $l = 15,000$ km) and trap delays (based on collisional deflection times in a plasma with an electron density of $n_e = 10^{11} \text{ cm}^{-3}$). The fluences of all channels are scaled proportionally to the fluences of the observed BATSE/MER channels. Data noise on timescales of 1 s has been filtered out with a Fourier filter.

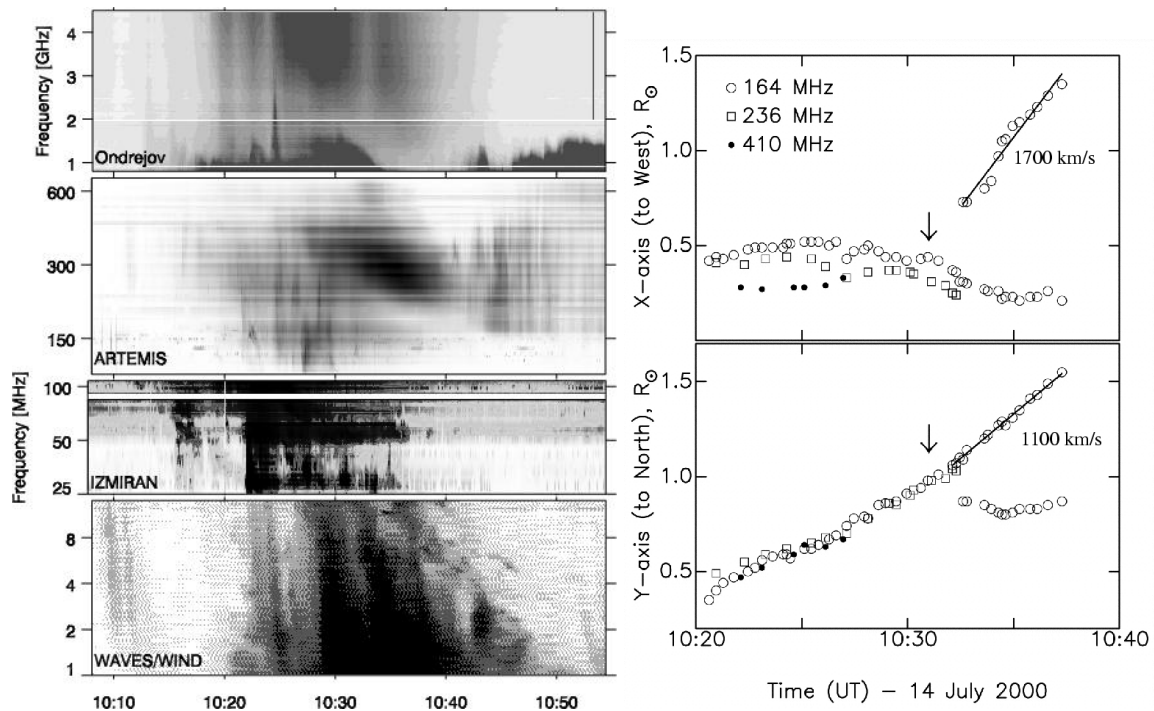
Luku 9

Koronan massapurkaus (CME)

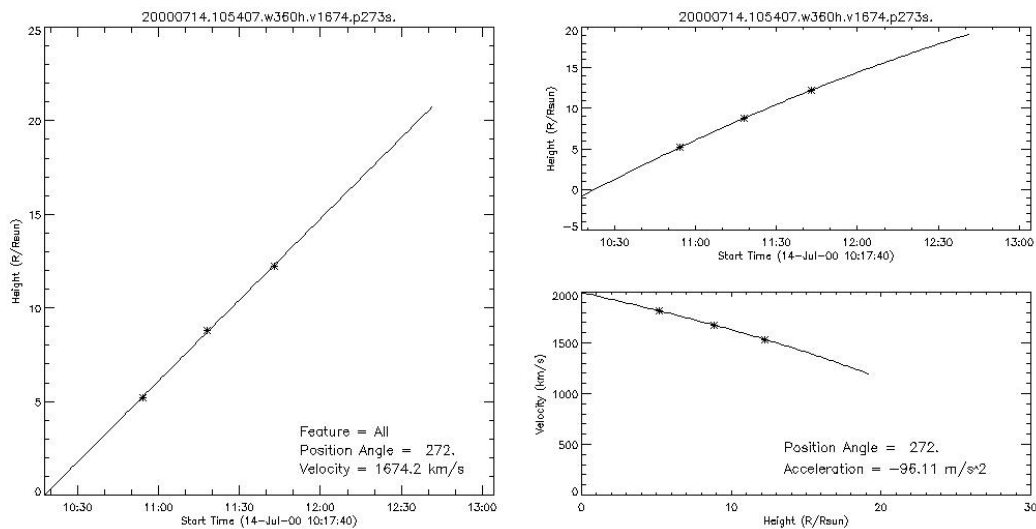
- Coronal mass ejection eli CME on Auringon kiekon ulkopuolella havaittava kirkastuma näkyvän valon aallonpituudella = ulos syöksyvän massapilven hiukkasista sironnutta valoa
- Massapurkausten nopeudet vaihtelevat n. 10 – 2000 km/s
- Massaa purkautuu 2×10^{14} – 4×10^{16} g (vrt. Auringon massa 2×10^{33} g, myös aurinkotuuli vie vuodessa enemmän massaa pois kuin massapurkaukset yhteensä samassa ajassa)
- Esiintymistiheys vaihtelee noin kaksi päivässä (Auringon aktiivisuusmaksimin aikaan) – keran viikossa (aktiivisuusminimin aikaan)
- Muoto vaihtelee suuresti (suihku, pallo, kaari, halo, jne.)
- Havaitaan koronografeilla, joissa Auringon kirkas kiekko peitetään 'lätkällä' jotta heikompi säteily havaitaan kiekon ulkopuolella



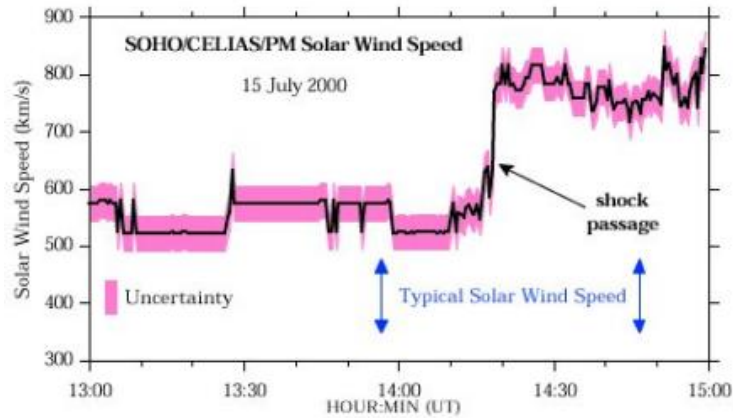
Kuva 9.1: Vasemmalla: SOHO LASCO-instrumentilla (kuva-ala C2) havaittu halomainen koronan massapurkaus, joka seurasi suurta GOES X5-luokan purkausta Ranskan kansallispäivänä 14.7.2000 (ns. Bastille Day flare). Kuvaan on liitetty keskelle SOHO EIT:n havaitsema EUV-kuva, jossa flare-purkaus näkyy kirkkaana alueena lähellä kiekon keskustaa. Oikealla: SOHO LASCO C3-kuva massapurkauksen etenemisestä. Rakeet kuvassa kertovat, että ensimmäiset flare-purkauksessa kiihdyttyneet hiukkaset ovat iskeytyneet L1-pisteessä sijaitsevaan instrumenttiin.



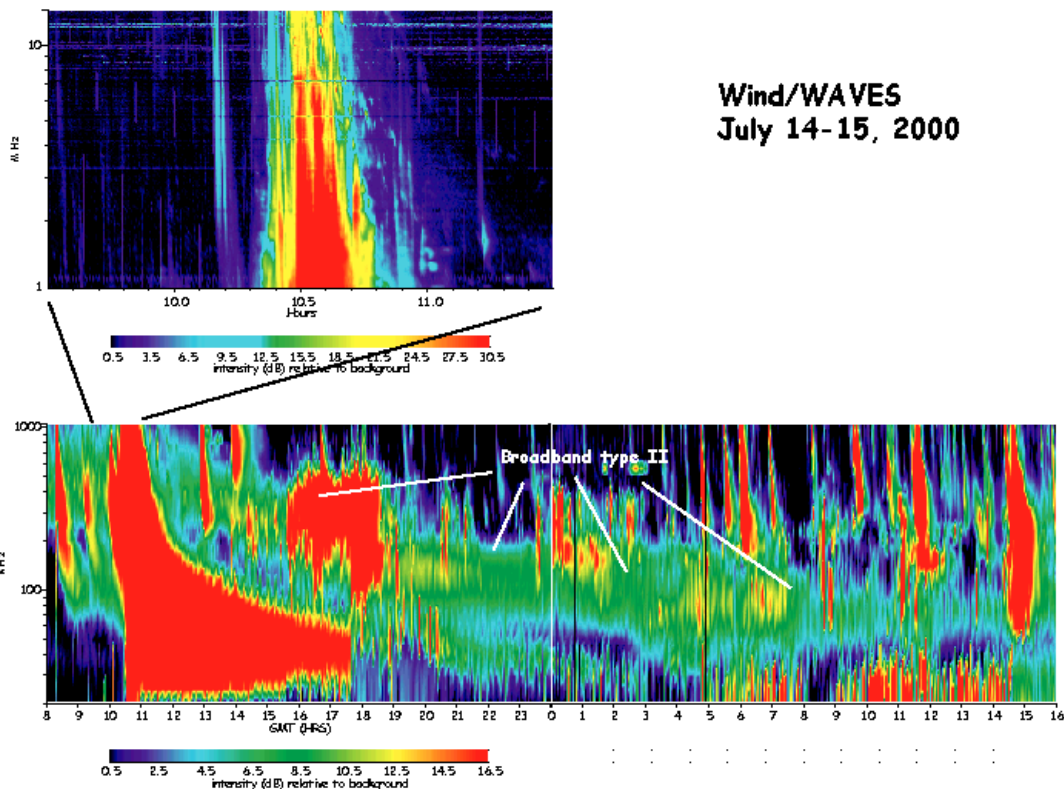
Kuva 9.2: Vasemmalla: Radiotaajuuksilla (plasmasäteily) havaittu purkauksen eteneminen dynaamisessa spektrissä. Ondrejov, Artemis ja Izmiran tekevät havaintoja maanpäällisillä instrumenteilla, Wind WAVES avaruudesta käsin (L1:ssä). Huomaa puuttuvat taajuuskaistat instrumenttien väleissä. Oikealla: Nancayn radioheliografien näkemät radiosäteilylähteet, jotka etenevät purkausalueelta eri suuntiin eri nopeuksilla. (Manoharan et al., 2001).



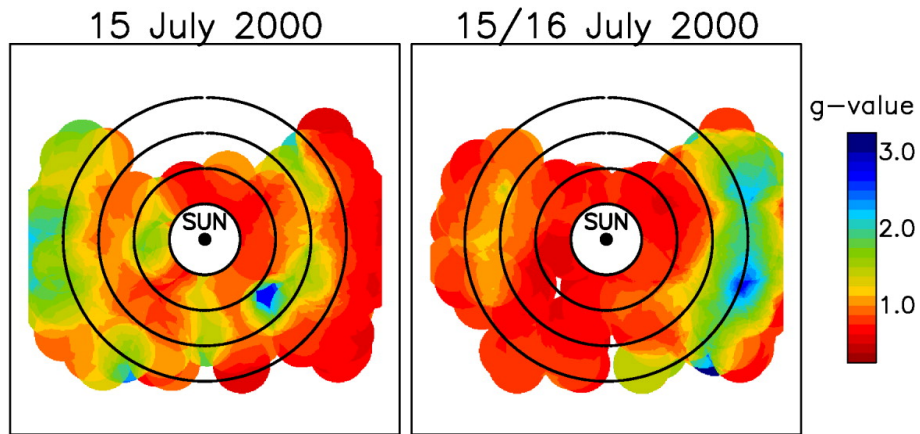
Kuva 9.3: LASCOS:n kuvista redukoidut massapurkauksen kauimmaisen etureunan (272 asteen kohdalta pohjoisesta vastapäivään) paikat, eli korkeudet ilmaistuna etäisyytenä auringon keskipisteestä, yksikkönä auringon säde R_{\odot} (auringon 'reuna' on siis etäisyydellä $r = 1 R_{\odot}$). Catholic University of American CME-luettelossa annetaan myös lineaarinen ja toisen asteen sovitus havaintopisteille, sekä niiden avulla laskettu nopeus.



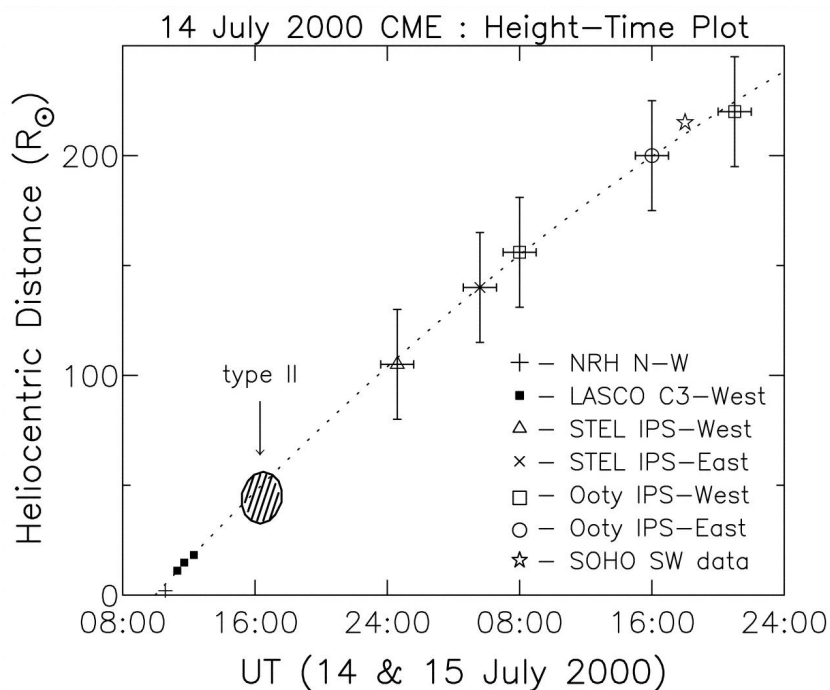
Kuva 9.4: SOHO:n CELIAS-instrumentti havaitsi aurinkotuulen nopeudessa suuren yhtäkkisen muutoksen, mikä kertoo massapurkaukseen liittyvän shokin saapumisesta.



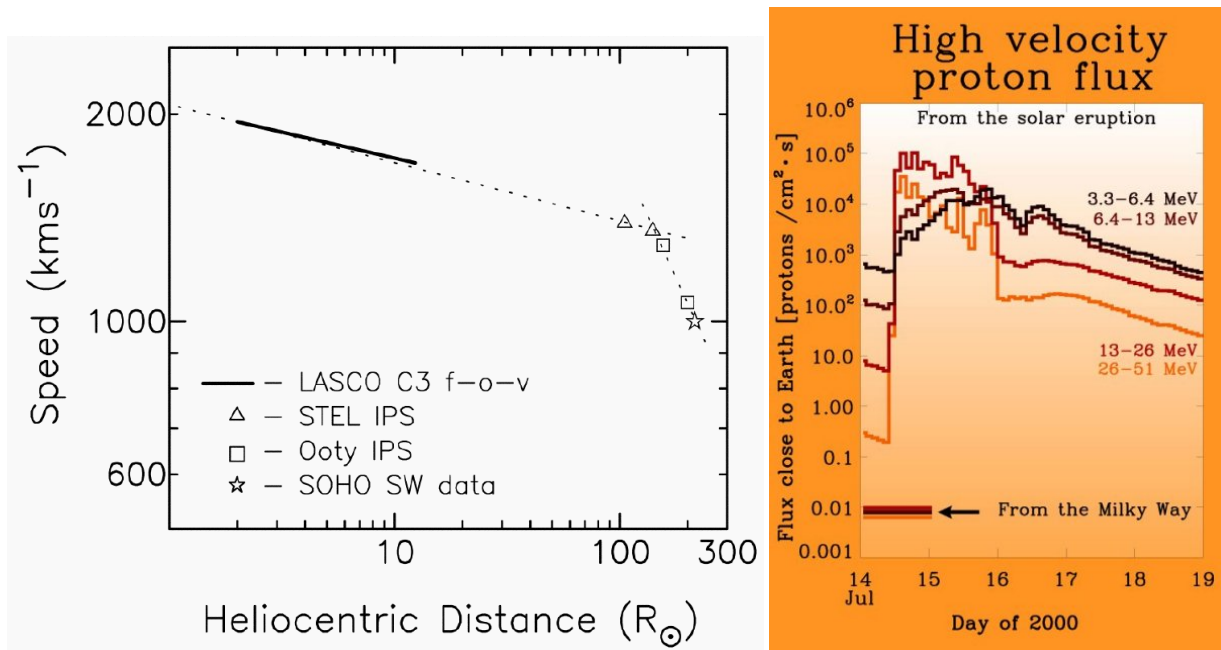
Kuva 9.5: Wind WAVES dynaaminen radiospektri kahdella eri taajuusalueella, 1–14 MHz (ylempi) ja 20 kHz–1 MHz (alempi). CME:n aiheuttama shokki näkyy interplanetaarisena (IP) tyyppi II purkauksena DH-alueella (dekametri-hehtometri aallonpituudet). Plasmataajuus lähellä L1:tä on noin 30–50 kHz. Jos IP alueella elektronitiheys laskee $\sim 1/R^2$, niin tyyppi II purkauksen 'vetäjän' nopeus on silloin taajuussiirtymän perusteella noin 2400 km/s.



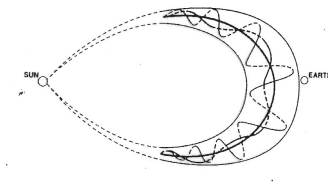
Kuva 9.6: Radioskintillaation avulla tehty kartta, jossa suuri g-arvo (sininen väri) kertoo tiheytymien paikan (Manoharan et al. 2001).



Kuva 9.7: Intensity scintillations of compact radio sources (galaxies or quasars having angular diameter of < 0.5 arcsec) are produced by the density fluctuations in the solar wind plasma. The presence of solar wind transients (e.g., CMEs) can be identified by the enhanced g-values (normalized scintillation index) which are due to the increase in the density-fluctuation (i.e., turbulence) level. These radio observations were made in Ooty (India) and Nagoya (Japan) at 327 MHz. They show the height-time plot of the CME and its associated disturbance. The plot includes details on the symbols used and at which side of the Sun measurements have been made. The vertical and horizontal bars on estimates obtained from the scintillation method indicate the typical width of enhanced scintillation on distance scale and its corresponding time span. The dotted line is the least-square fit to the data points. (Manoharan et al. 2001)



Kuva 9.8: Vasemmalla: Monien CME:iden on havaittu hidastuvan lähellä Maata. Jos CME on hidas lähtiessään auringosta, niin nopeampi aurinkotuuli 'työntää' sitä ja aikaansaa CME:n nopeuden kasvun matkalla. Hyvin nopeat CME:t taas hidastuvat, koska aurinkotuuli jarruttaa niiden etenemistä. Kuvassa olevan nopeuden muutoksen syytä ei vielä tiedetä. Oikealla: SOHO ERNE-instrumentin 14.7.2000 purkauksen jälkeen havaitsemat protonit. Jos protonien energia-
väli on esim. $E = 14\text{--}80$ MeV ja oletettu kulkumatka s Parkerin spiraalia pitkin 1.2 AU, niin matkaan Maan lähietäisyydelle kuluu n. 30–60 minuuttia. Huomaa, että hiukkaseventti kuitenkin jatkuu useita päiviä.

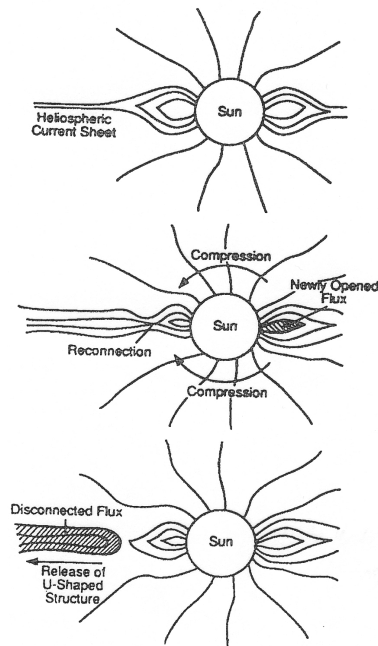


Kuva 9.9: Massapurkaukseen liittyvät magneettiset kaaret saattavat olla kiinni Auringossa pitkäänkin (Kallenrode, Space Physics).

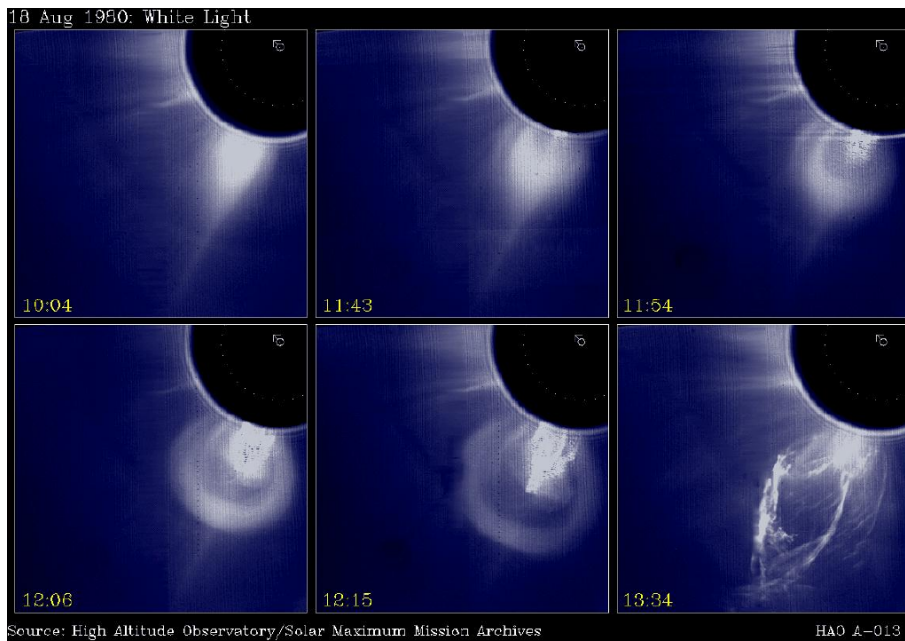
Koronan massapurkauksiin liittyviä ilmiöitä

- Kypärävirtaan (helmet streamer) liittyvä rekonnektio ja irtoaminen (CME on piikin tai jetin muotoinen)
- Filamentin purkautuminen (CME on kaarimainen)
- Flare-purkaus (CME on usein pilvi tai halo)
- Shokkiaallot

Mutta: massapurkauksiin voi liittyä kaikkia näitä tai ei mitään näistä (tosin se voi yksinkertaisesti johtua puutteellisista havainnoista)!



Kuva 9.10: Magneettisen pilven irtoaminen (Kallenrode, Space Physics).



Kuva 9.11: Kaarimainen koronan massapurkaus ja sitä seuraava helmet streamerin alla sijainneen filamentin purkautuminen. Viimeisessä kuvassa massapurkauksen etureuna on jo edennyt ulos kuvasta ja perässä tulevan prominenssin kierrerakenne on selvästi nähtävissä. Filamenttipurkauksien yhteydessä esiintyvät koronan massapurkaukset ovat usein hitaita (alle 500 km/s), mutta toisaalta näiden massapurkauksien tiedetään kiihdyttävän nopeutta jossakin vaiheessa. (HAO, Solar Maximum Mission Archives).

Kun filamentti sijaitsee Auringon reunalla, se näkyy kirkkaana emissiona kylmempää taivasta vasten ja sitä nimitetään usein prominenssiksi (engl. prominence) tai protuberanssiksi (ransk. protuberance). Tyven (footpointin) irtoaminen voi johtaa filamentin karkaamiseen Auringon pinnalta, tällöin puhutaan prominenssipurkauksesta (engl. prominence eruption, filament eruption) tai protuberanssipurkauksesta (ransk. disparition brusque).

Irimajiri et al. (Solar Physics, 1995) on laskenut filamenttien tiheyden ja kirkkauslämpötilan käyttäen Nobeyaman radiohavaintoja 36, 89 ja 110 GHz:llä. Havainnoista (kirkkauslämpötila, koko, optinen tiheys) lasketut elektronilämpötilat ovat luokkaa 5300–6100 K. Nämä ovat minimiarvoja – vastaavat optiset havainnot antavat maksimiarvoiksi 8000–20 000 K.

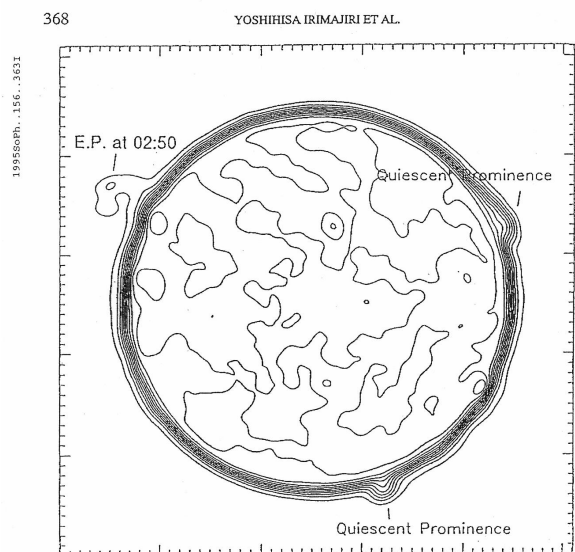


Fig. 2. Contour map of the full-disk image of the Sun at 36 GHz taken on May 28 from 01:57 UT to 04:12 UT with several minute interruptions of scans (N up, W to the right). 'E.P. at 02:50' is seen at the north-east limb. Two quiescent prominences are seen on the north-west and south limbs.

Kuva 9.12: Auringon reunalla näkyvän filamentin ominaisuuksien laskeminen radiohavainnoista kolmella eri taajuudella (Irimajiri et al., 1995). E.P. on 'eruptive prominence'.

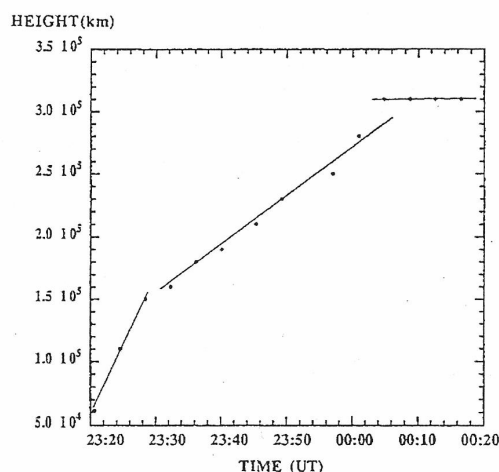


Fig. 5. Height above the photosphere vs time of the ascending prominence observed in H α . The flare occurred at 23:11 UT (May 27). The ascending prominence reached a height of 3×10^5 km at 00:04:51 UT. The speed is about 150 km s^{-1} in the initial phase and 75 km s^{-1} in the later phase.

Kuva 9.13: Filamentin purkautuminen eli aika vs. korkeus fotosfäärin pinnalta.

urt. Dulk (1985):

$$T_b = T_{\text{eff}}, \tau \gg 1$$

$$T_b = T_{\text{eff}} \tau, \tau \ll 1$$

The observed brightness temperature is given by

$$T_b = \eta T_e (1 - \exp(-\tau)), \quad (1)$$

where

$$\tau = \frac{N_e^2 L \xi}{f^2 T_e^{3/2}}, \quad \xi = 0.021g, \quad g = 10.6 + 1.9 \log T_e - 12.6 \log f;$$

T_b , T_e , τ , L , f , g , and N_e are the brightness temperature, the electron temperature, the optical depth, the scale length, the frequency, the Gaunt factor, and the electron density, respectively. The surface filling factor η represents the fraction occupied by threads.

Physical parameters of the prominences (τ , T_e , η , $N_e^2 L$, N_e) were derived from the observed spectra and are listed in Table III. The value of ηT_e and τ were obtained by a best fit of Equation (1) with the observed brightness temperature at three frequencies. The derived optical depth listed in Table III shows that the optical thickness at 36 GHz is rather large whereas it is small at 89 and 110 GHz for the eruptive prominence.

Kuva 9.14: Filamentin kirkkauslämpötilan laskeminen. Huomaa, että 'täyttökerroin' η kuvaa filamentin rakenteen säikeisyyttä eli filamentissa on paikallisia tiivistymiä.

TABLE III

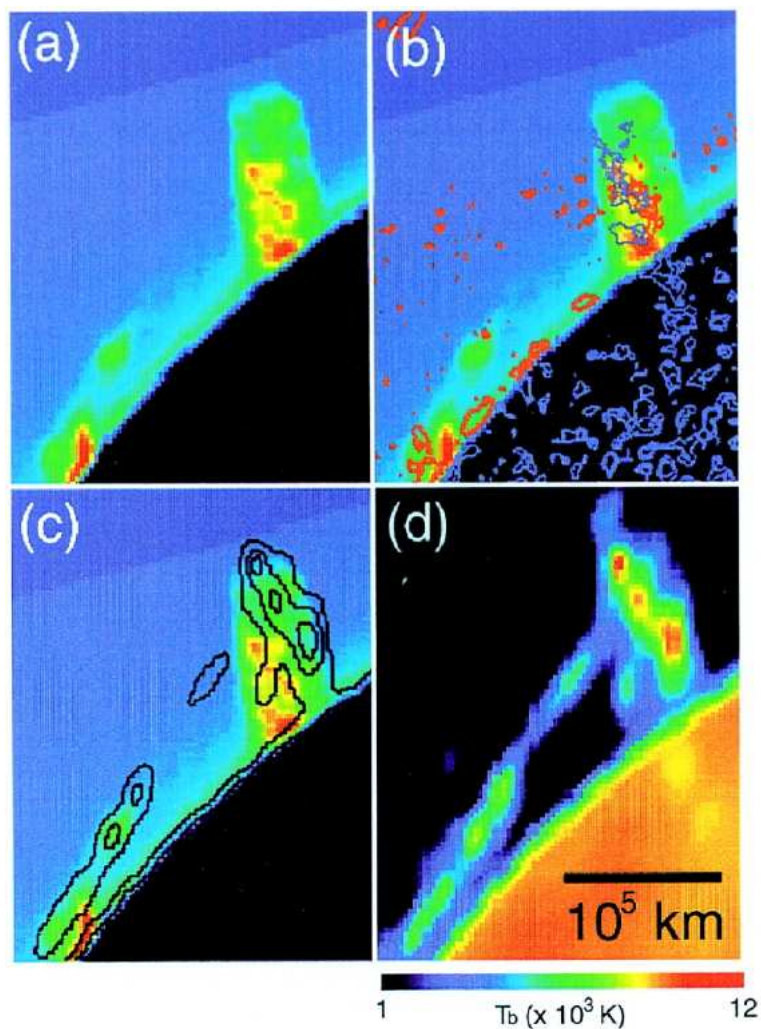
The physical parameters of the eruptive and the quiescent prominences

	E.P. at 00:42	E.P. at 02:50	Quiescent prominence ^a
T_b (K)			
36 GHz	5300 ± 390	2500 ± 190	5300 ± 390
89 GHz (R)	—	780 ± 80	3300 ± 310
110 GHz	1200 ± 120	600 ± 60	2600 ± 260
Spectral index	1.3 ± 0.15	1.2 ± 0.15	0.6 ± 0.15
ηT_e	6100	3000	5300
τ (36 GHz)	2.0	1.8	5.8
T_e (K)	6100–20 000	6100–20 000	5300–8000
η	1.0–0.3	0.5–0.2	1.0–0.7
$N_e^2 L$ (cm ⁻⁵)	(1.2–7.3) × 10 ²⁸	(1.1–6.6) × 10 ²⁸	(2.9–5.4) × 10 ²⁸
N_e (cm ⁻³)	(2.0–4.9) × 10 ¹⁰	(1.9–4.7) × 10 ¹⁰	(3.1–4.2) × 10 ¹⁰

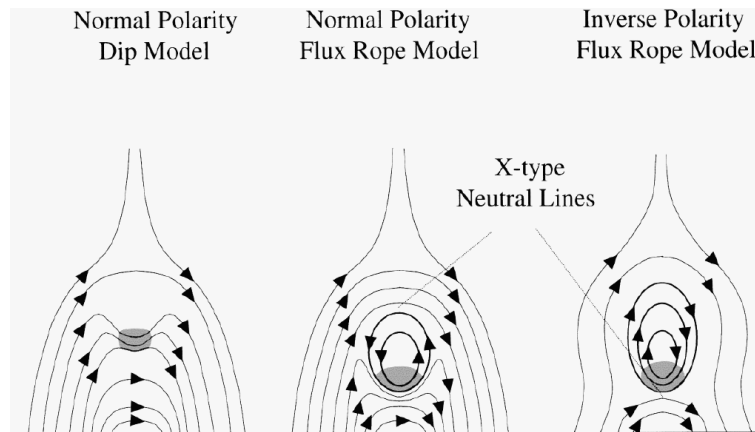
^a The quiescent prominence on the south limb on May 28.

max optical

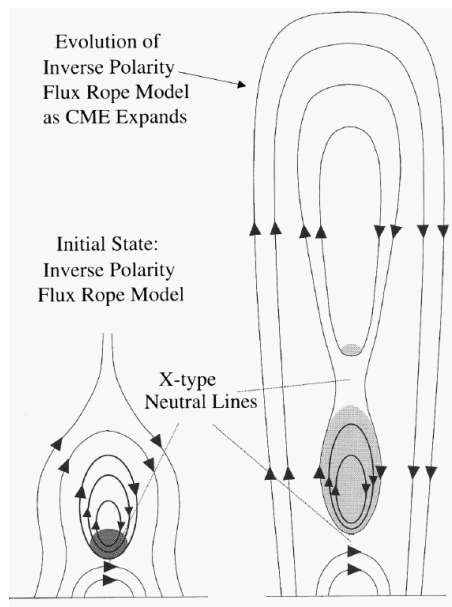
Kuva 9.15: Filamentin lasketut parametrit (Irimajiri et al.)



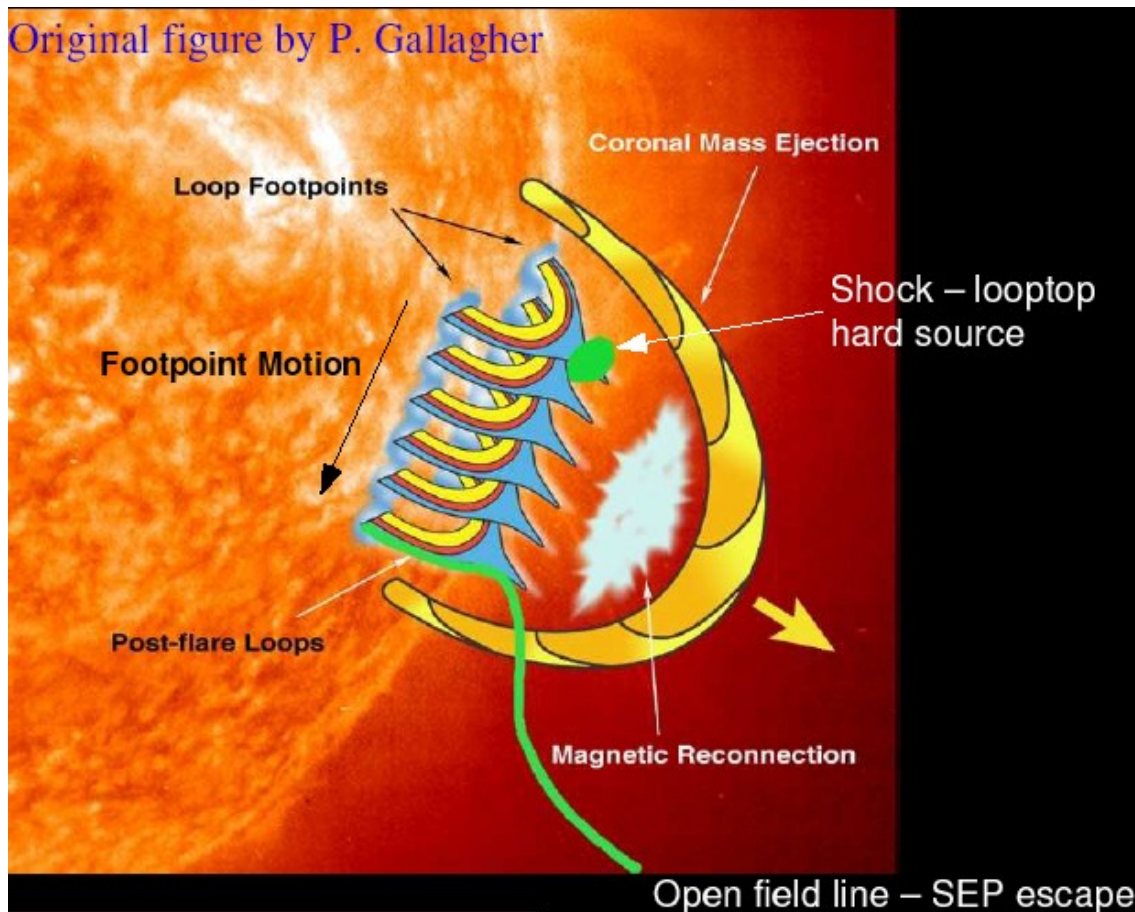
Kuva 9.16: Figures 1a – 1c show the H-alpha image of a helical prominence on the Sun on 1999 February 9 at 00:40 UT. In Figure 1b the superimposed color contours show the distributions of H-alpha $\pm 0.8 \text{ \AA}$ emission. The right edge of the helix is bright in the red side of the H-alpha line whereas the left edge is bright in the blue side of the line. This indicates that the prominence is rotating around its vertical axis as a right-handed screw with a line-of-sight velocity of 50 km/s. Figure 1d shows a microwave (17 GHz) image of the same prominence taken at the same time, with contours at $T_b = 5, 8,$ and $10 \text{ } \text{C} \text{ } 10^3 \text{ K}$ overlaid on the H-alpha image in Figure 1c. Over the H-alpha helix, the microwave prominence appears to spiral around its vertical axis. The apparent speed of the spiral motion accelerates with time, from 300 km/s (00:46 – 00:53 UT) to 500 km/s (00:54 – 00:59 UT). (Hori, ApJ 2000)



Kuva 9.17: Schematic diagrams showing the magnetic topologies of three types of prominence support models; the prominences are shown by the shaded areas. In each case it is assumed that there is a uniform magnetic field normal to the plane of the figure, which changes the topology of the closed field lines in the center and right-hand diagrams to helical field lines forming flux ropes. The normal polarity dip model on the left thus transforms into the normal polarity flux rope model in the center if the prominence moves downward, stretching its supporting field lines until reconnection occurs above the prominence at the X-type neutral line shown. In the inverse polarity model on the right, the flux rope is assumed either to emerge from below the solar surface or to be created by normal stresses from the sides of the helmet structure that induce reconnection at the X-type neutral line shown.



Kuva 9.18: Schematic diagrams showing the magnetic topologies of an inverse polarity flux rope model prior to eruption (left) and during a CME (right), following the separation of the escaping portion of the prominence. The separation occurs through the formation of a second X-type neutral line in the upper portion of the prominence. (Gilbert et al., *Astrophysical Journal*, 2000)

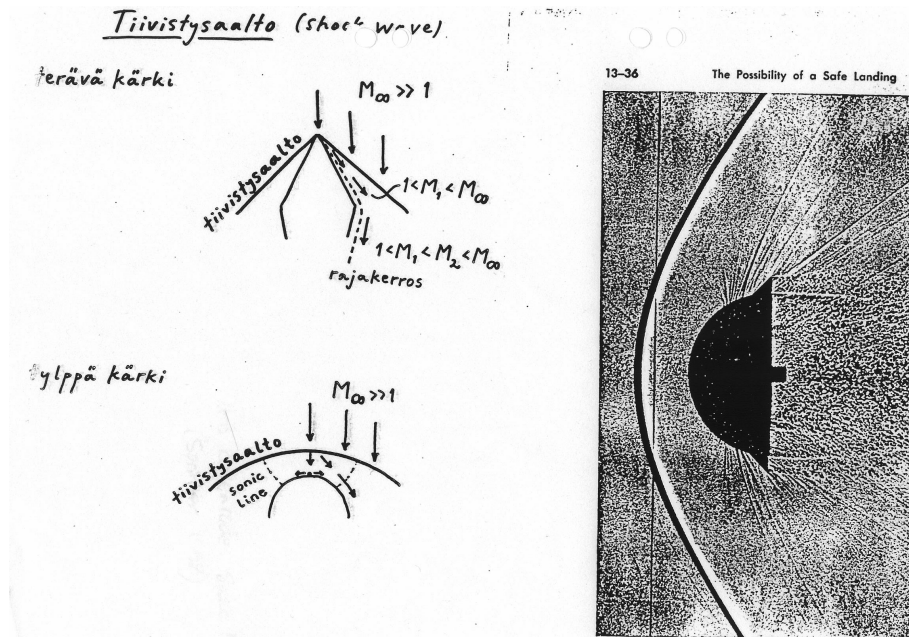


Kuva 9.19: Kaaviokuva, joka liittää yhteen flare-purkauksen, filamenttipurkauksen ja koronan massapurkauksen - sekä ulos karkaavat suurenergiset hiukkaset SEPit (Smith & Gallagher, 2004).

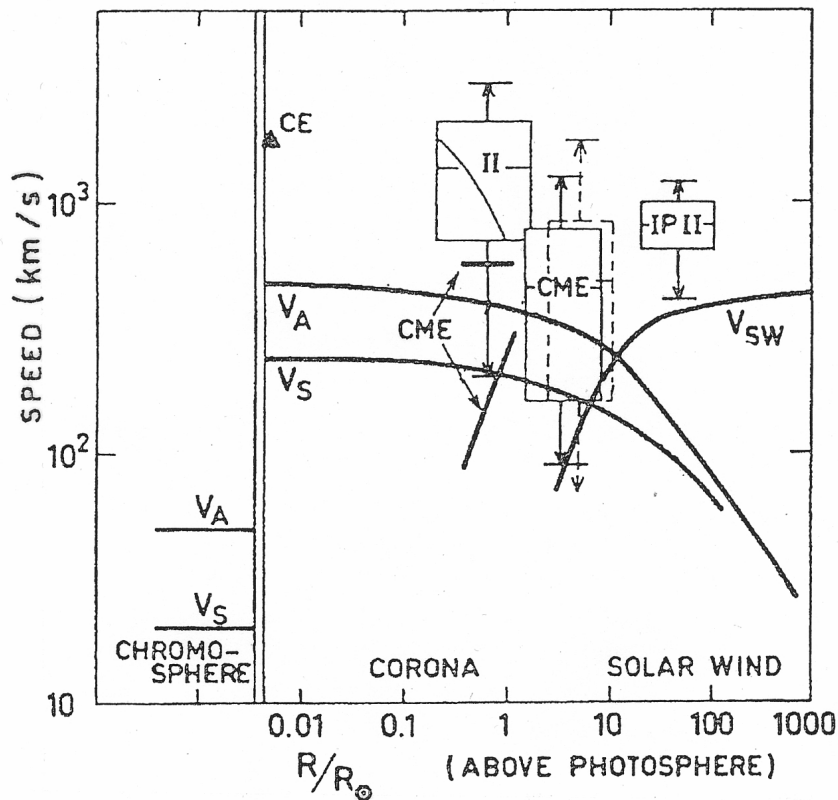
9.1 Massapurkauksiin liittyvät shokkiaallot

- Piston-driven bow shock (CME:n etenevä materia aiheuttaa shokkirintaman - tiivistysaallon - ja toimii ikäänkuin shokin vetäjänä, 'driver')
- Magnetospheric bow shock (CME/aurinkotuuli iskeytyy maan magnetosfääriä vasten, syntyy iskuaaltorintama)
- Flare blast wave (flare-purkaus synnyttää etenevän shokkiaallon, jolloin shokki saattaa edetä myös ilman vetäjää)

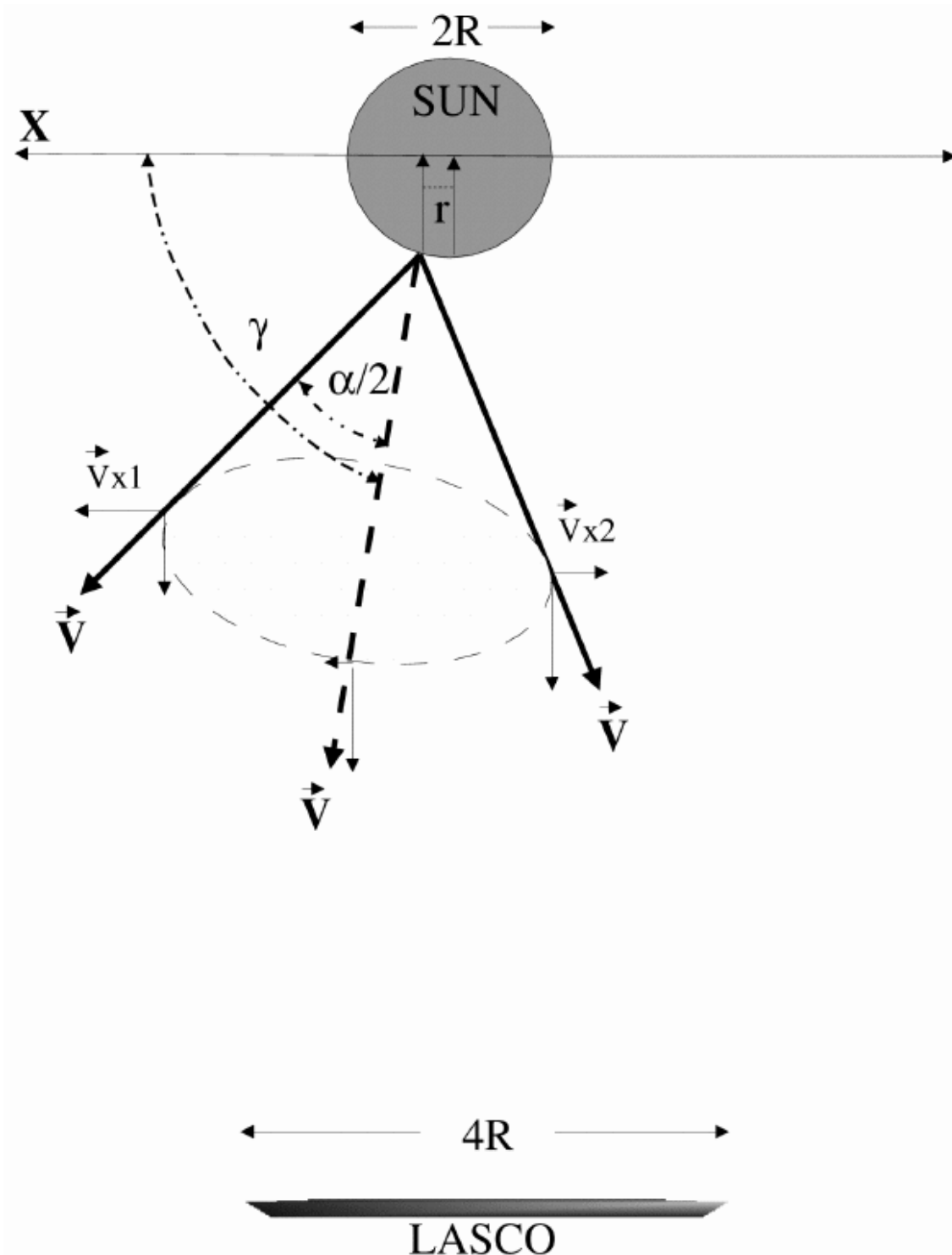
Seuraus: hiukkaskiihdytys - mutta millä energioilla, kuinka paljon ja mihin suuntaan?



Kuva 9.20: Tiivistysaalton (shokkiaallon) synty kappaleen tai plasmoidin liikuessa suurella nopeudella ympäröivään aineeseen verrattuna.



Kuva 9.21: Shokkiaalto syntyy jos CME:n nopeus v_{CME} ylittää paikallisen Alfvén-nopeuden v_A , joka riippuu magneettikentän voimakkuudesta ja varaustiheydestä (hiukkastiheydestä, ks. kaavat). Tyyppi II radiopurkausten uskotaan syntyvän shokkiaallon kiihdyttämistä elektroneista, jotka aiheuttavat oskillaatioita paikallisessa plasmassa - ja muuttuvat Langmuir-aaltojen kautta radiosäteilyksi. (Kallenrode, Space Physics)



Kuva 9.22: Halo-tyyppisten koronan massapurkausten nopeuksia on yritetty laskea kartiomalleilla (Michalek et al. ApJ 2003: symmetric cone model; Michalek Solar Phys. 2006: asymmetric cone model). Kuvassa LASCON peittolevy kokoa C2, jonka peittävä kuva-ala on 4 auringon sädettä R . Jos purkauksen lähtöpiste sijaitsee vähän auringon keskipisteestä poispäin, etäisyydellä r , niin symmetrisesti etenevä massapurkaus tulee näkyviin ensin LASCON peittolevyn vasemmalta puolelta nopeudella V_{x1} hetkellä $T1$, ja myöhemmin hetkellä $T2$ oikealta puolelta nopeudella V_{x2} . Michalekin antamilla kaavoilla voidaan ratkaista todellinen etenemisnopeus V .

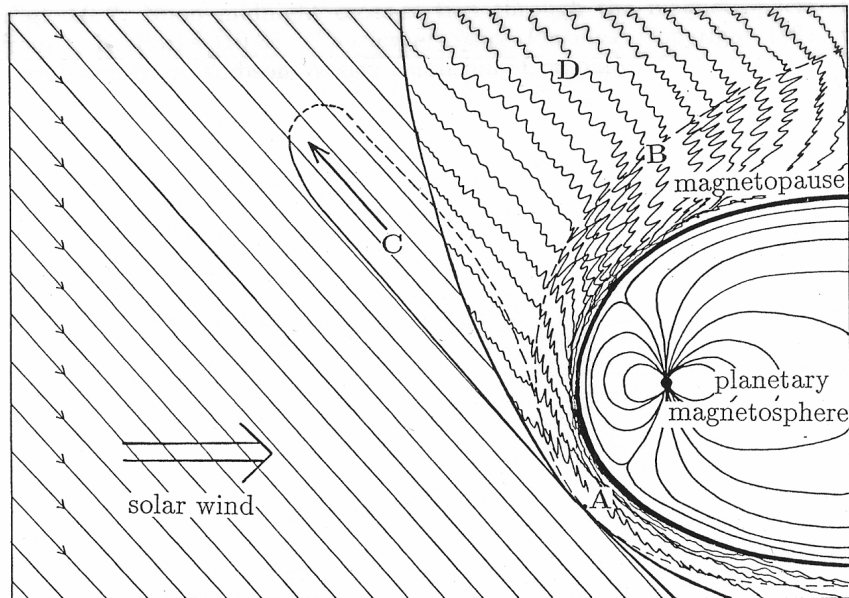
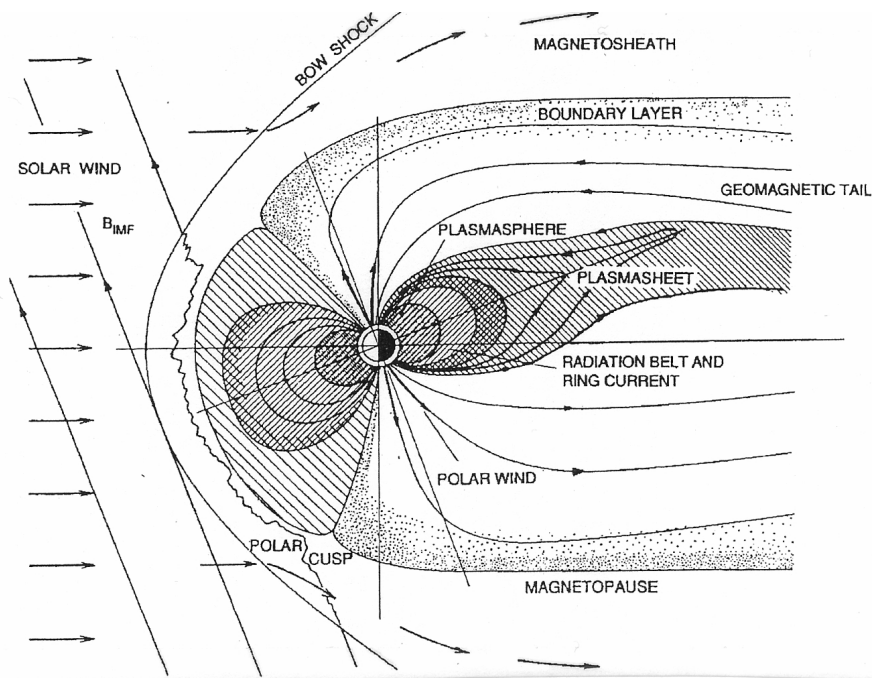
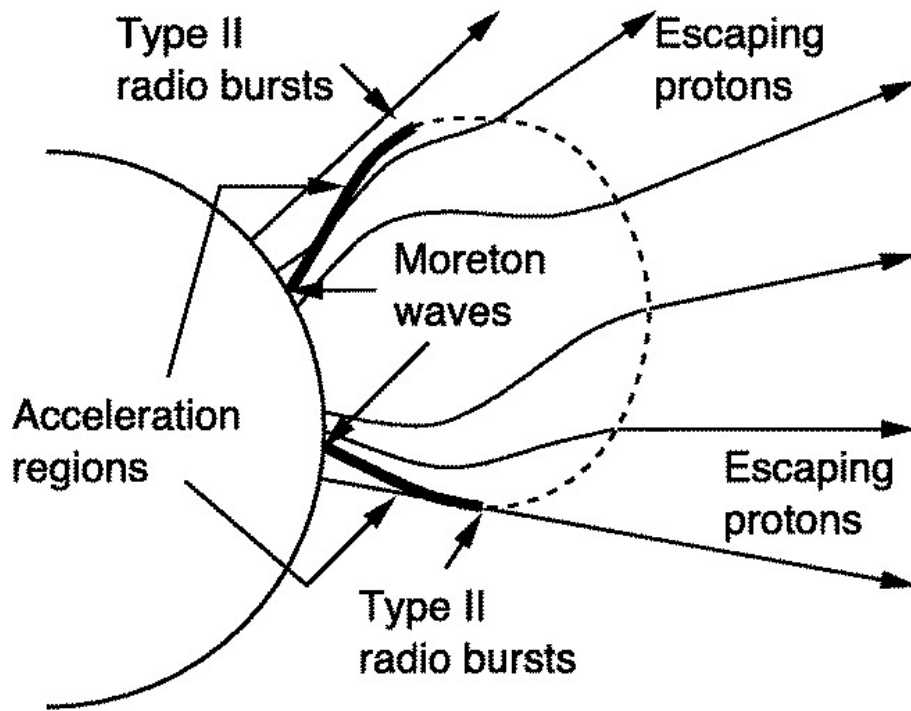
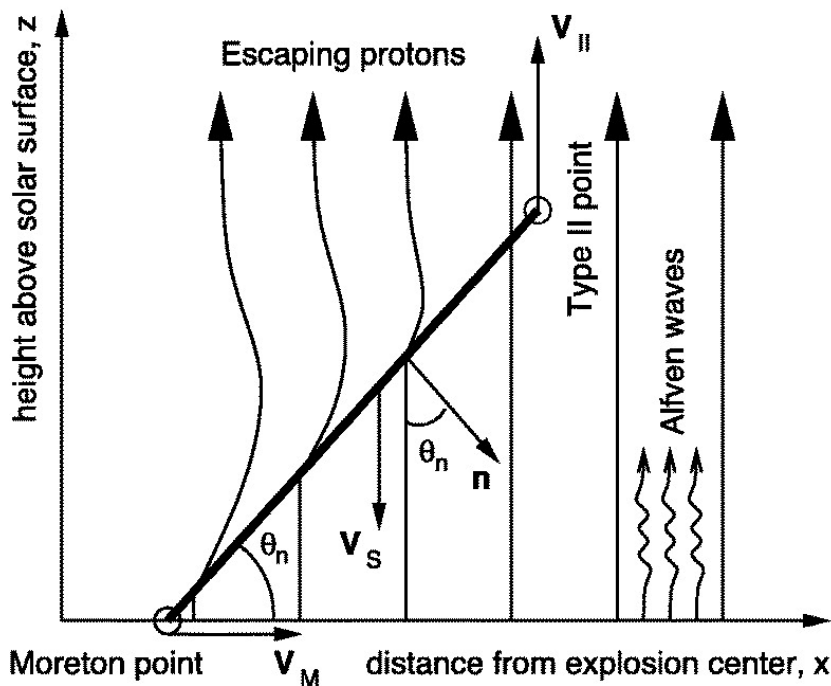


Fig. 10.3. A collisionless shock (dashed curve) forms as the solar wind impinges on the magnetosphere of a planet such as the Earth. The two plasmas and magnetic fields are separated by the magnetopause (thick curve). The points *A* and *B* mark the locations where the magnetic field relative to the shock normal is perpendicular and parallel, respectively. The magnetic field is compressed and variable in the shock. Energetic electrons and electron driven waves are observed in the electron foreshock *C*. Accelerated ions are unstable to magnetoacoustic waves forming the foot of the shock (or 'ion foreshock') *D*.

Kuva 9.23: Shokkiaalto syntyy myös käänteisessä tilanteessa: Aurinkotuuli puskee Maan magnetosfääriä vasten muodostaen tiivistysaallon.

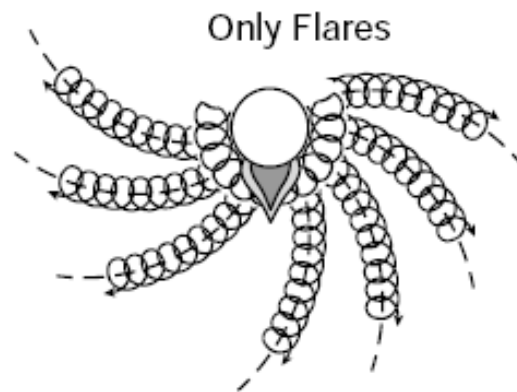


Kuva 9.24: Global shock geometry in our model (small gradual SEP events, CMEs with speeds 300–800 km/s). The expanding shock is strong where the Alfvén speed is low, i.e., in the overturning regions close to the Sun. Thus, protons observed in the interplanetary medium are the ones escaping to the far downstream region of the shock. (Vainio & Khan, ApJ 2004)

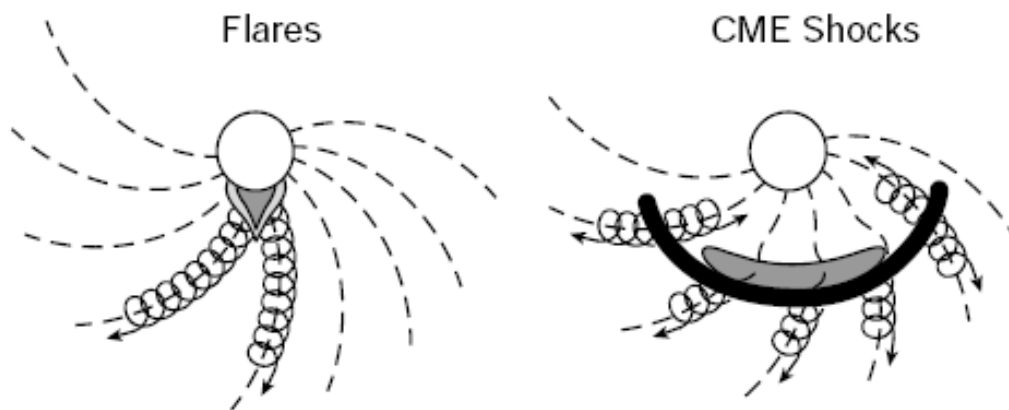


Kuva 9.25: Simplified model of the acceleration region. V_M is the Moreton wave speed, θ_n is the (constant) angle between the shock normal n and the magnetic field, V_{II} is the vertical speed deduced from the metric type II drift rate, and $V_S = V_M \tan \theta_n$ is the shock speed projected along the field lines. (Vainio & Khan, ApJ 2004)

Old Picture:



New Picture:

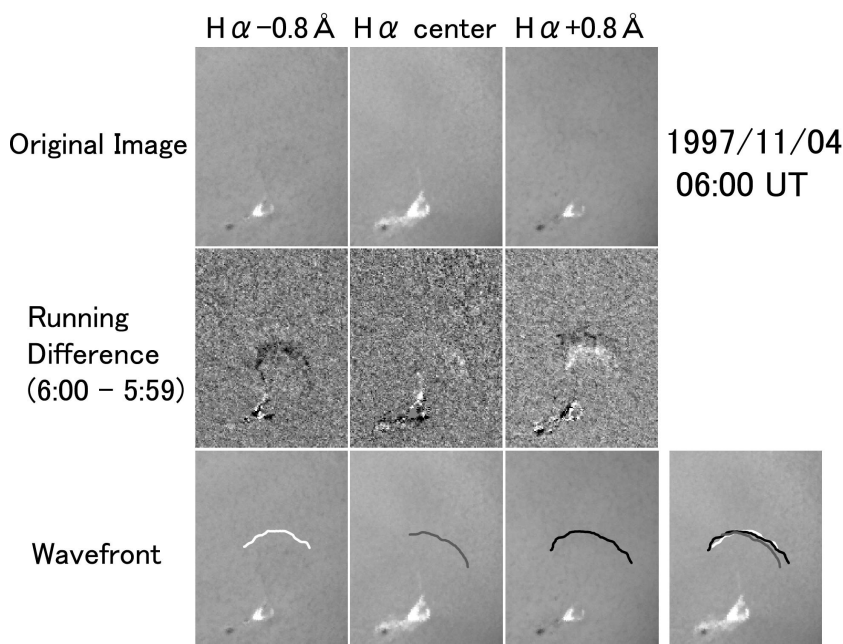


Kuva 9.26: Gradual/impulsive SEP paradigm: impulsive SEP events flare-accelerated, gradual SEP events CME-accelerated? (Reames, Space Science Reviews, 1999)

Solar energetic particle (**SEP**) events can be divided into two classes, impulsive and gradual events. Impulsive events are usually relatively low-intensity and short-duration (from hours to days) events; they have ion abundances with strong enhancements of ^3He and heavy ions relative to coronal abundances and ion charge states exceeding typical coronal values. Typical maximum particle energies in these impulsive events are ~ 10 MeV per nucleon, and the events are usually observable only if the accompanying flare occurs close to the nominal root (at $\sim W60$) of the interplanetary (IP) magnetic field lines connected to the observer. The particles in these events are generally believed to be accelerated in impulsive solar flares. In contrast, gradual SEP events have higher particle intensities and power-law energy spectra extending to higher energies (in the case of protons beyond 1 GeV in extreme cases), long durations (days to weeks), and typical coronal ion abundances and charge states. (Text edited from Vainio & Khan, 2004)

9.1.1 Moreton-aallot ja 'EIT-aallot'

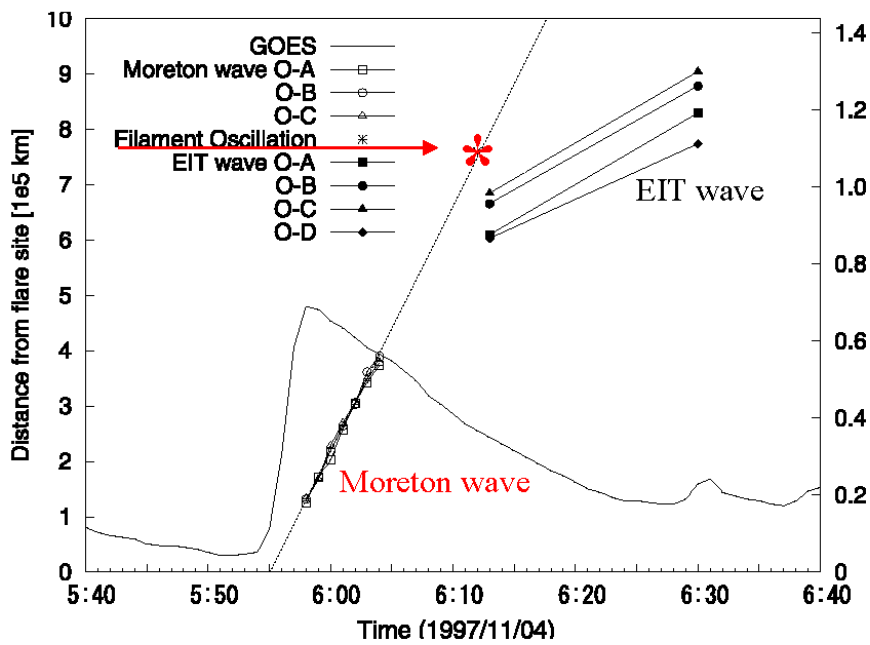
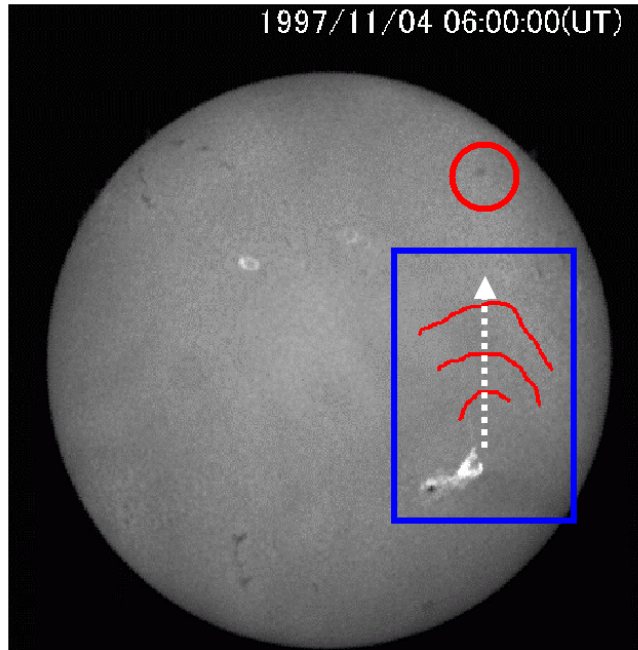
- Havaittiin kaarimaisia shokkirintamia $H\alpha$:lla (Moreton & Ramsay, 1960)
- Mallintaminen: Flare-purkauksen tuottama nopea MHD-aalto, joka heijastuu koronasta takaisin kromosfääriin ja mahdollisesti vielä vahvistuu tullessaan alas tuottaen tyyppi II radiopurkauksia (Uchida 1968, 1974)
- 'EIT-aallot' havaittiin SOHO EIT instrumentilla (Thompson et al., 1997-) ja heräsi kysymys onko kyseessä sama prosessi kuin Moreton aalloissa
- Uchida et al: Eri aaltoja koska Moreton aalto on nopea (600-1000 km/s) ja EIT-aalto hidask (200-350 km/s)
- Wang: Moreton-aallot voivat tuottaa hitaita EIT-aaltoja, mutta simulaatioilla ei ole saatu aikaan nopeita EIT-aaltoja eikä tyyppi II radiopurkauksia
- Warmuth et al., Pohjolainen et al.: Sama aalto ainakin joskus, koska havaittu tapauksia jossa Moreton-aaltorintama ja EIT-aallon etureuna ovat samassa kohtaa. Käsitys hitaasta EIT-aallosta perustuu liian harvakseltaan otettuihin EIT kuviin. Myös tyyppi II radiopurkauksia havaittu etenevän Moreton & EIT-aaltorintaman lähellä
- Delannée et al.: EIT-aalto ei aalto ollenkaan, vaan magneettikenttien vuorovaikutus voi tuottaa paikallisia sähkökenttiä ja paineen kasvua joka voisi näkyä kirkastumisina EUV-alueella (EUV kirkastuma = tiheyden ja/tai lämpötilan nousu). Tämä selitys on erittäin kiistanalainen! (Tosin siitä on tullut uusi parempi versio keväällä 2007, ks. A&A 465, 603-)
- Aaltorintamia on sittemmin havaittu myös röntgenillä ('SXT-aallot') ja He I-aallonpituudella absorptio lisääntymisenä



Kuva 9.27: Flare-purkaukseen liittyvä Moreton-aalto.

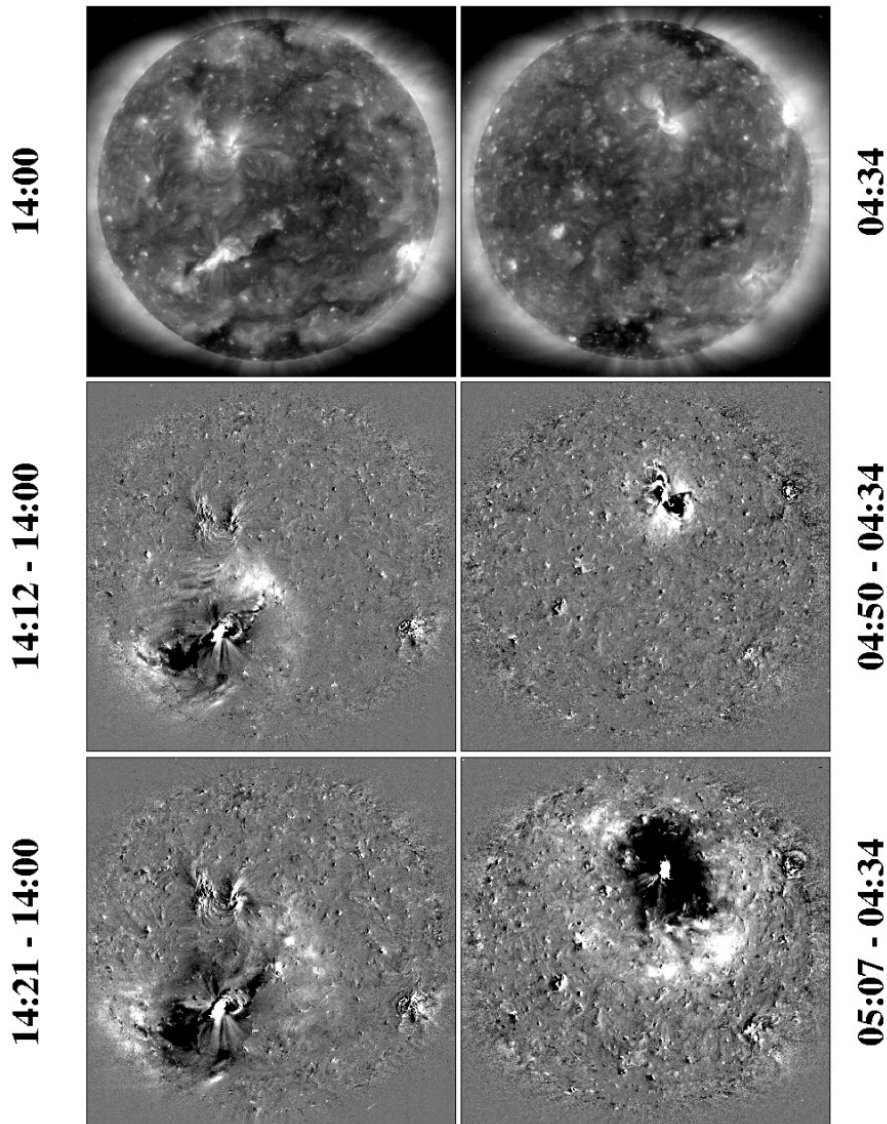
Filament
oscillation
(winking
filament)

due to
Moreton
wave

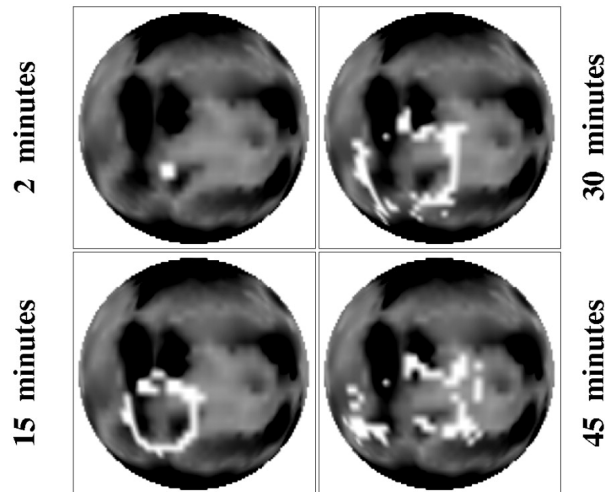


1997 APRIL 7

1997 MAY 12



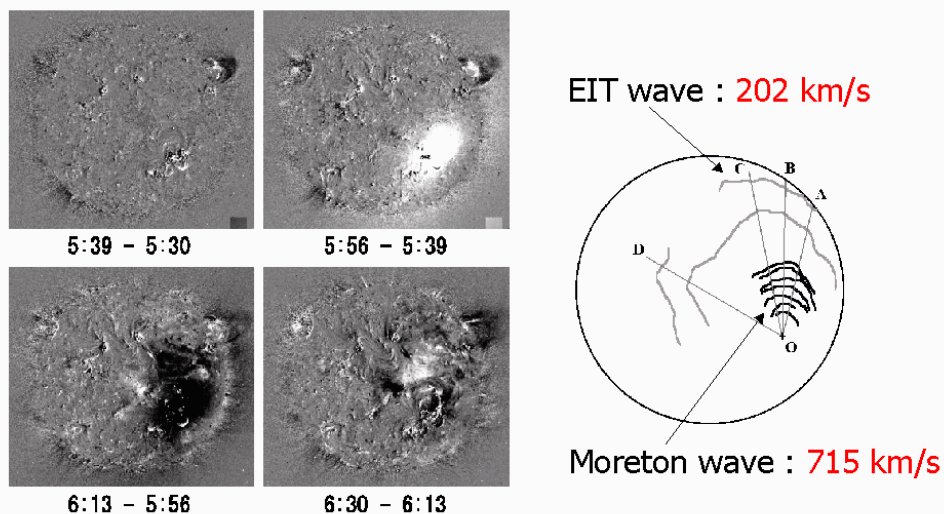
Kuva 9.28: Two EIT wave transients observed in the Fe XII 195 emission line. Left panels: 1997 April 7. Right panels: 1997 May 12. Shown for each event are a base image recorded just before the eruption (top panels) and two subsequent images from which the base image has been subtracted (middle and bottom panels). In these difference images, white (black) indicates that the local coronal intensity has increased (decreased) during the elapsed interval. (Y.-M. Wang: *The Astrophysical Journal*, 543:L89-L93, 2000). Wang presents model simulations to test the hypothesis that these transients (called “EIT waves”) represent fast-mode MHD waves. The distribution of the magnetosonic velocity v_f in the corona is determined using a current-free extrapolation of the measured photospheric field and a density scaling law for coronal loops. The average surface-projected expansion speeds are only of order 200 km/s, comparable to or somewhat smaller than those of EIT waves observed during 1997-1998. The model is unable to account for the velocities in excess of 600 km/s associated with Moreton waves and type II radio bursts unless it is assumed that the initial disturbance has the form of a strong, super-Alfvénic shock.

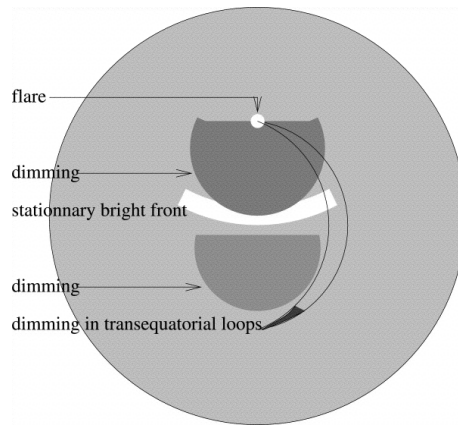


Kuva 9.29: Simulation of the April 7 transient. The location of the fast-mode wave front, indicated by white pixels, is shown at $t = 2, 15, 30,$ and 45 minutes. The wave front is superposed on the distribution of $v_f = (v_A^2 + c_s^2)^{1/2}$ at the solar surface; black denotes $v_f(R_{sun}, \theta, \phi) > 500$ km s⁻¹, while lighter shades of gray denote lower values of v_f . The wave vectors are initially distributed isotropically in the θ - and ϕ -directions about the source point. (Gaps appearing in the wave front at later times occur where rays have been reflected back into the chromosphere. The wave is deflected away from the large northern hemisphere active region and from the south polar hole, so that the wave front eventually becomes elongated in the direction of the weaker fields to the northwest and southeast of the source. The surface-projected expansion speeds are initially of order 300 km/s but subsequently decrease to less than 200 km/s. (Y.-M. Wang: *Astrophysical Journal*, 543:L89-L93, 2000 November 1)

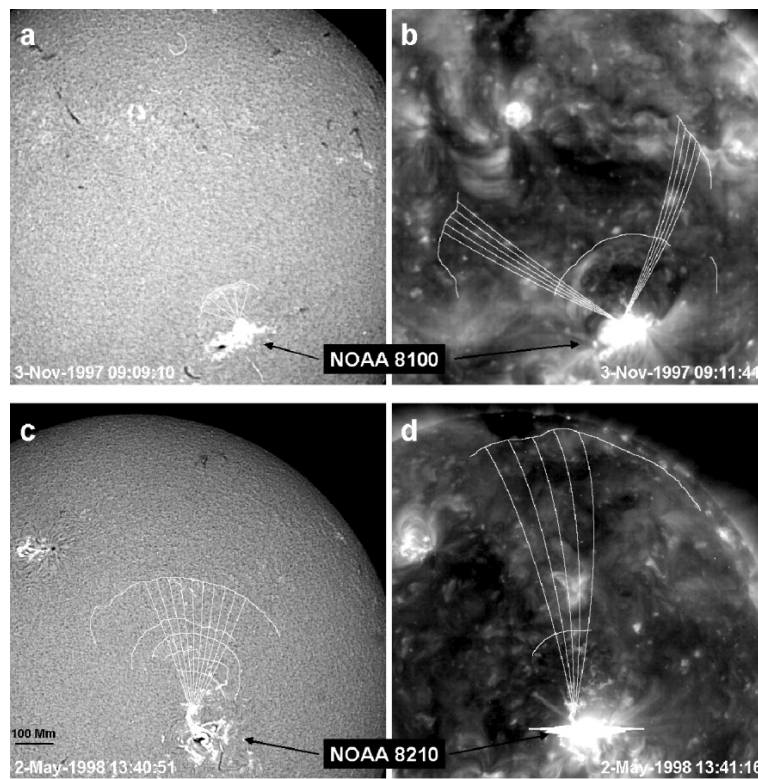
EIT wave (Eto et al.,2002)

1997/11/04 NOAA 8100

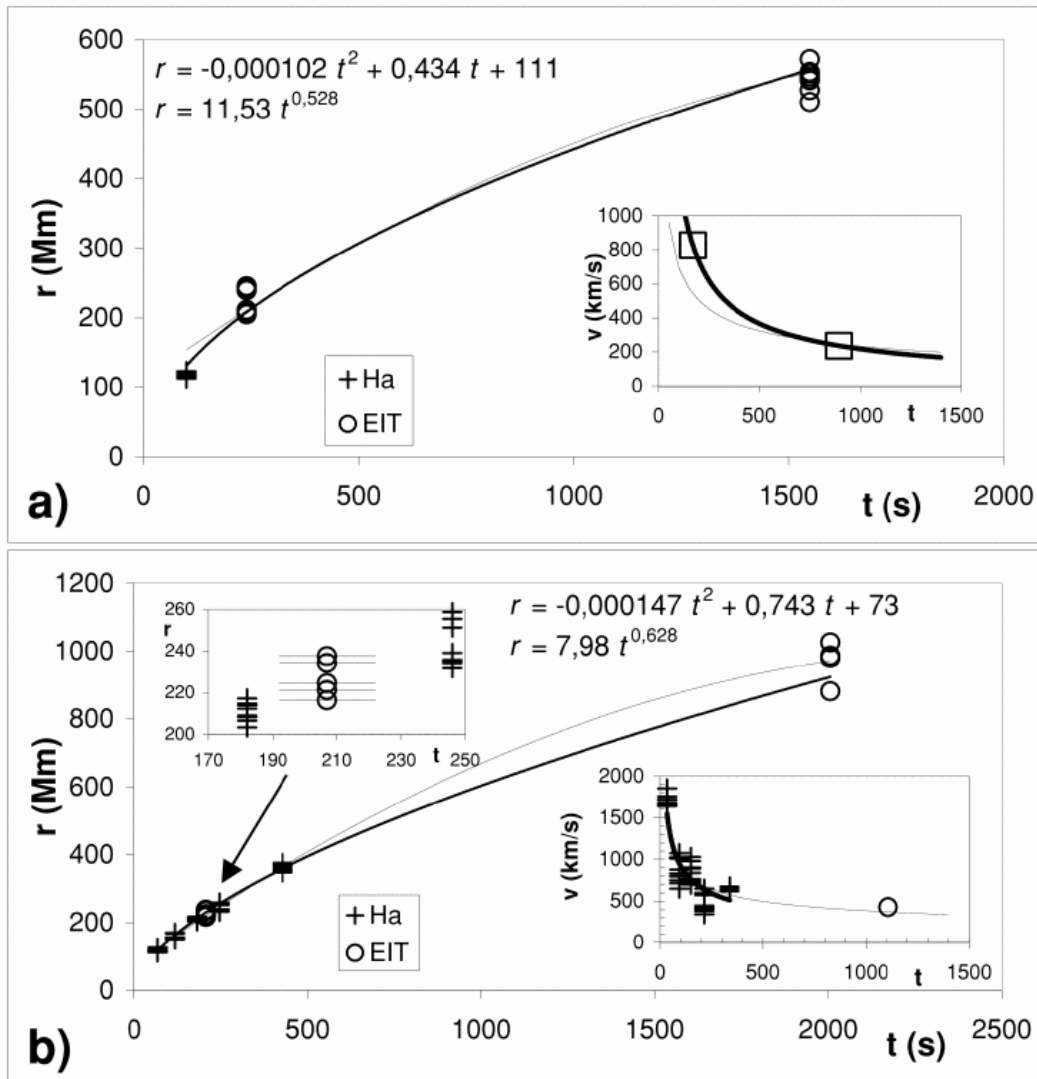




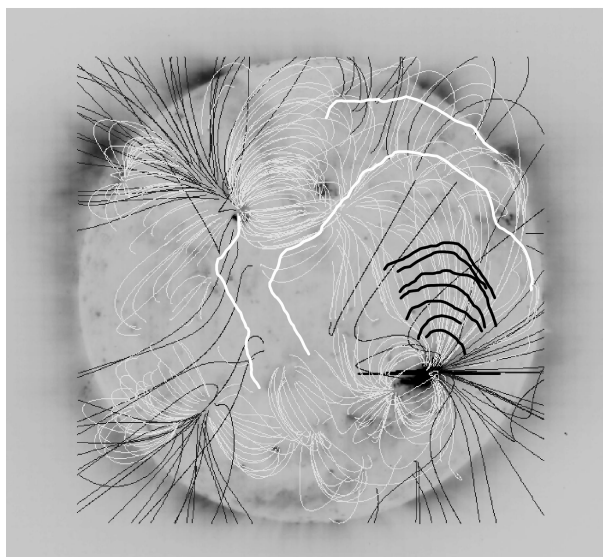
Kuva 9.30: Most of the EIT waves are associated with a coronal mass ejection (CME). Moreover, the presence of a flare is not a necessary condition to produce an EIT wave since only eruptive flares that are associated with CMEs are associated with a wave. Therefore, we suggest that the EIT-wave phenomenon is more closely related to the magnetic field evolution involved in CMEs than to wave propagation driven by solar flares. (Delannée, ApJ, 2000)



Kuva 9.31: H_{α} (left panels) and EIT (right panels) images for E1 (3 November 97) and E2 (2 May 98). Overplotted are wave fronts and parts of great circles along which the distances $r(t)$ from the supposed origin of the disturbance were measured. (Warmuth et al., Astrophysical Journal, 560:L105-L109, 2001)



Kuva 9.32: Propagation of the wave fronts of (a) E1 and (b) E2 (in the inset above the curves an enlarged part of the graph shows the close association of the H-alpha and EIT fronts; error bars are included for the EIT times). Power-law (thick curve) and second-degree polynomial (thin curve) fits are shown. In the inset in (a), the squares are velocities obtained using the mean r and t of H-alpha and EIT: $v = (r_2 - r_1)/(t_2 - t_1)$; $t = (t_2 + t_1)/2$. The thick line is a power-law fit, and the thin line is the derivative of $r(t)$ shown in the main graph. In the lower inset in (b), crosses are velocities using all H pairs, and the circle is the speed obtained using the two EIT fronts. The thick line is a fit through the H-alpha $v(t)$ points, and the thin line is as in (a). The cospatiality of Moreton and EIT wave fronts is established, and a deceleration of the disturbances is found in both events. The results - deceleration, broadening, and decrease of intensity of the profiles - favor the fast-mode shock (blast wave) scenario over the coronal mass ejection-associated magnetic field evolution hypothesis. (Warmuth et al., *Astrophysical Journal*, 560:L105-L109, 2001). See also similar result in Pohjolainen et al. *ApJ* 556 (2001)



Kuva 9.33: Moreton-aallon (mustat viivat) ja EIT-aallon (valkoiset viivat) eteneminen ja magneettikentän rakenne (ekstrapoloidut potentiaaliviivat) 4.11.1997 (Eto et al. PASJ 2002). Shokkiaalto syntyy jos häiriön nopeus ylittää paikallisen Alfvén-nopeuden – aalto ei siis etene voimakkaiden aktiivisten alueiden halki (voimakas magneettikenttä) vaan 'kanavoituu' tietyille alueille. EIT-aallot ovat kuitenkin joskus lähes symmetrisiä pallomaisia alueita.

9.1.2 Tyypin II radiopurkaukset

- Säteily paikallisella plasmataajuudella + toisella harmonisella
- Koronan tyypin II (400–15 MHz)
- Interplanetaarinen tyypin II (14 MHz – 30 kHz)
- Radiaalinen etenemisnopeus ~ 1000 km/s (huom. atmosfäärimalli!?)

Shokki \Rightarrow hiukkaskiihdytys \Rightarrow plasmaoskillaatio \Rightarrow sähkömagneettinen säteily

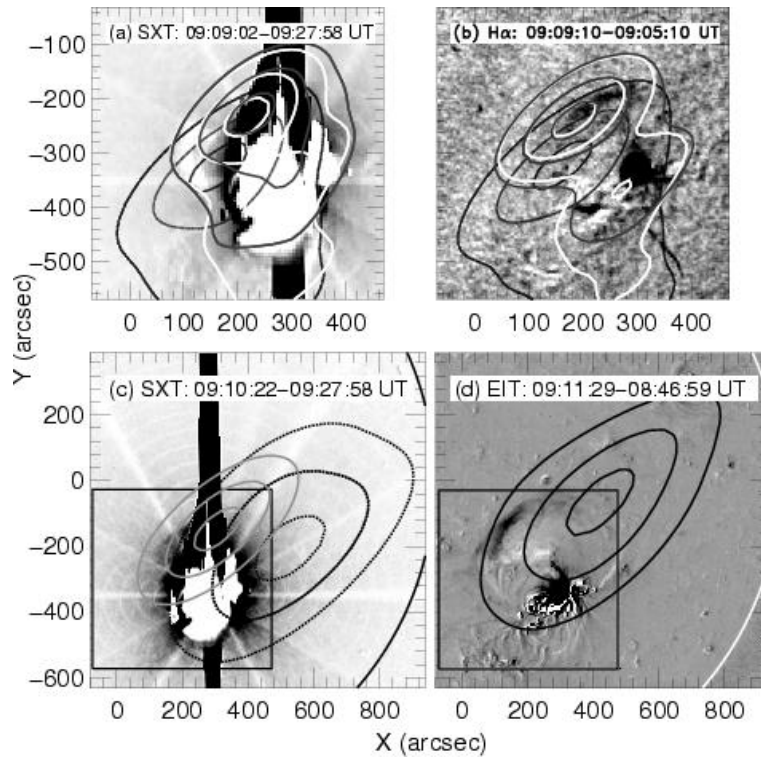
Yhteyksiä sekä koronan massapurkauksiin että flare-purkauksiin

Mutta: tyypin II purkaukset ovat harvinaisia verrattuna flare- ja massapurkauksiin – ei suoraa korrelaatiota mihinkään!

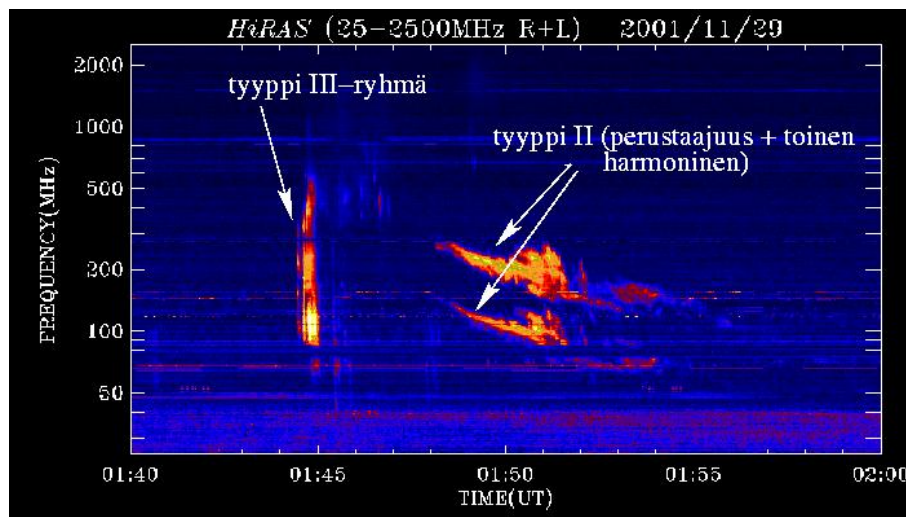
Tyypin II radiosäteilyn synty?

Teoreettisesti on ainakin kaksi eri mahdollisuutta:

- Etenevässä massaan (CME, plasmoidi, kaari) liittyvä shokkiaalto (piston-driven shock)
- Flare-purkauksen synnyttämä shokkiaalto (flare blast waves)



Kuva 9.34: Portions of soft X-ray (Yohkoh SXT), $H\alpha$ (Kanzelhöhe), and EUV (SOHO EIT) difference images with overplotted Nancay Radioheliograph image contours during the type II burst emission, close to the first times indicated in each panel. The image shows how the type II burst emission is located near the soft X-ray, EIT, and Moreton wave fronts. (From Khan & Aurass *Astron.Astrophys.*, 2002.)



Kuva 9.35: Yksinkertainen radiopurkaus, joka alkaa sarjalla tyyppi III purkauksia ja jota seuraa tyyppi II radiopurkaus. Tyyppi II purkaus näkyy sekä perustaajuudella (= paikallinen plasma-taajuus) että sen toisella harmonisella (= $2 \times$ perustaajuus). Kuva Hiraio Radio Spectrograph, Japani.

9.1.3 Taajuussiirtymä - shokin nopeus

Tyyppi II purkauksen (ja taustalla olevan shokkiaallon) nopeutta voidaan arvioida taajuussiirtyvän säteilyn ja atmosfäärimallien avulla (ks. tiheysmallit osiossa 2.10). Taajuus f_1 hetkellä t_1 liukuu taajuudeksi f_2 hetkellä t_2 – laskemalla plasmataajuuden kaavasta elektronitiheys ja muuntamalla se atmosfäärimallin avulla korkeudeksi, saadaan nopeus $v = (r_2 - r_1)/(t_2 - t_1)$. Tällöin oletetaan, että eteneminen tapahtuu tiheysgradientin suunnassa. Jos näin ei ole, täytyy nopeus korjata kertoimella $1/\cos \theta$, jossa kulma θ on etenemissuunnan ja tiheysgradientin välinen kulma.

Shokin nopeutta voidaan arvioida myös ns. skaalakorkeuden H avulla. Se on korkeus, jossa kaasun jokin ominaisuus vähenee kertoimella e .

$$\frac{d}{dt} \ln f = \frac{1}{f} \frac{df}{dt} \quad \text{jossa } f \approx \sqrt{n_e} \text{ ja } \ln(n^{1/2}) = \frac{1}{2} \ln n \quad (9.1)$$

nyt

$$\frac{1}{2} \frac{d}{dt} \ln n = \frac{1}{2} \frac{1}{n} \frac{dn}{dt} = \frac{1}{2} \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} \frac{dr}{dt} \quad (9.2)$$

eli

$$v = \frac{dr}{dt} = \frac{\frac{1}{f} \frac{df}{dt}}{\frac{1}{2} \frac{1}{n} \frac{dn}{dr}} = 2H \frac{1}{f} \frac{df}{dt}, \quad (9.3)$$

jossa skaalakorkeus $H = (\frac{1}{n} \frac{dn}{dr})^{-1}$. Esimerkiksi barometrinen isoterminen tiheysmalli magnetisoidussa plasmassa on muotoa

$$n_e(r) = N_e e^{[\frac{-R_\odot}{H}(1 - \frac{R_\odot}{r})]}, \quad (9.4)$$

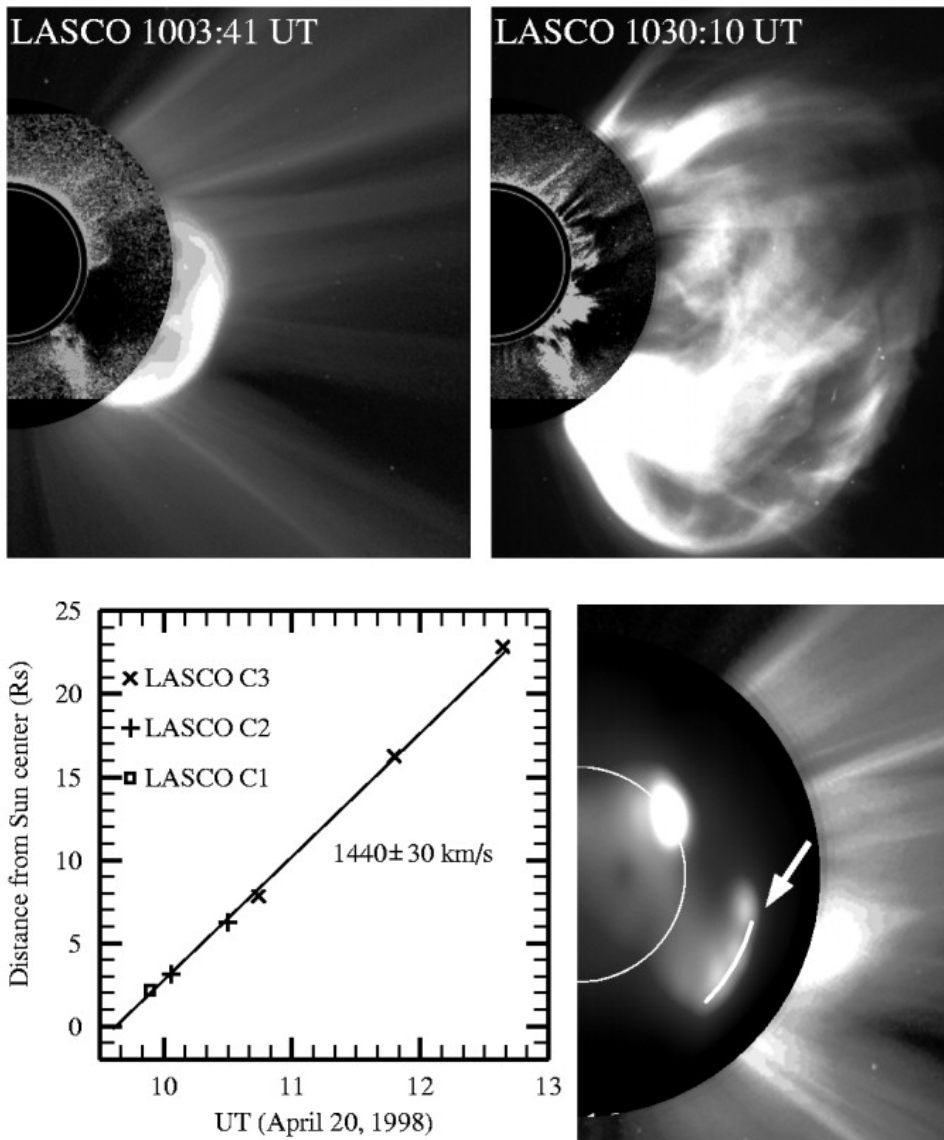
jossa N_e on lähtötiheys Auringon pinnalla ja r on oletettu korkeus elektronitiheydellä $n_e(r)$.

Benz (Plasma Astrophysics, Kluwer) antaa elektronitiheyden skaalakorkeudelle myös arvon

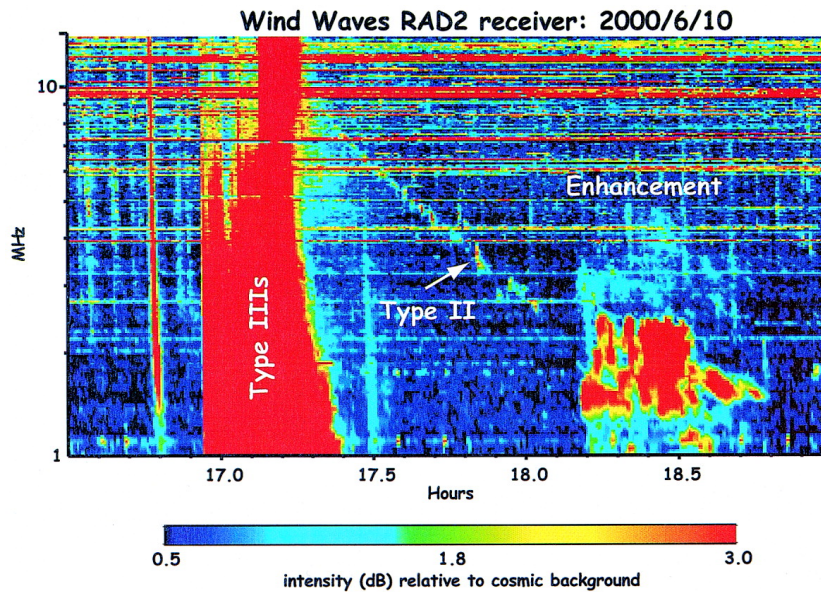
$$H = 5 \times 10^3 T \quad (cm), \quad (9.5)$$

jossa T on koronan lämpötila (yleisten mallien mukaan koronassa noin 1-1.5 MK).

Tyyppi II taajuussiirtymät ovat yleensä luokkaa 0.1 – 1.0 MHz/s. Taajuussiirtymä on luonnollisesti sama sekä perustaajuudelle että toiselle harmoniselle taajuudelle, mutta atmosfäärimallien mukaiset korkeudet lasketaan aina perustaajuudesta. Koronassa (metri-aallonpituudet) toinen harmoninen emissiovyö on usein voimakkaampi kuin perustaajuus – eli on oltava tarkkana näkykö alemmilla taajuuksilla säteilyä – kun taas DH-alueella on täsmälleen päinvastoin, eli IP tyyppi II näkyy yleensä vain yhtenä emissiovyönä perustaajuudella. Emissiovyöt voivat myös hajota kahtia (ns. band-split), syynä voi olla erilainen elektronitiheys shokin ylä- (upstream) ja alavirrassa (downstream), ks. Vrsnak et al. A&A (2001,2002,2004)



Kuva 9.36: Piston-driven shock: Nancayn radioheliografian 164 MHz taajuudella ottama kuva koronan tyyppi II radiopurkauksen säteilylähteen sijainnista 20.4.1998 sekä samalle hetkelle ekstrapoloitu koronan massapurkauksen etureunan paikka (nuolen osoittama viiva). Tässä on siis havaittu etenevään massaan (CME) liittyvä shokkiaalto ja sen seurauksena syntyvä tyyppi II radiosäteily (Maia et al., ApJ 2000). On kuitenkin muistettava, että radiosäteilylähteen tarkka sijainti on epävarma suuren keilanleveyden (useita kaariminuutteja) takia. Samoin CME:n arvioitu paikka radiosäteilyn havaintohetkellä perustuu ekstrapolointiin (oletettu CME:lle vakionopeus, LASCO:n kuvia harvakseltaan). Useimmat tutkijat olettavat, että radiosäteily syntyy CME:n etureunan takana (jäljessä), takaisinvirtaavien elektronien kiihdyttyessä. Radiohavaintojen resoluutio ei kuitenkaan vielä riitä tämän todistamiseen.



Kuva 9.37: Massapurkauskannibalismia: nopea CME kohtaa edellä etenevän hitaan CME:n ja seurauksena on yhteentörmäys. (Nopea CME synnyttää IP tyyppi II emissioikaistan, hitaampi ei yllä shokkitasolle.)

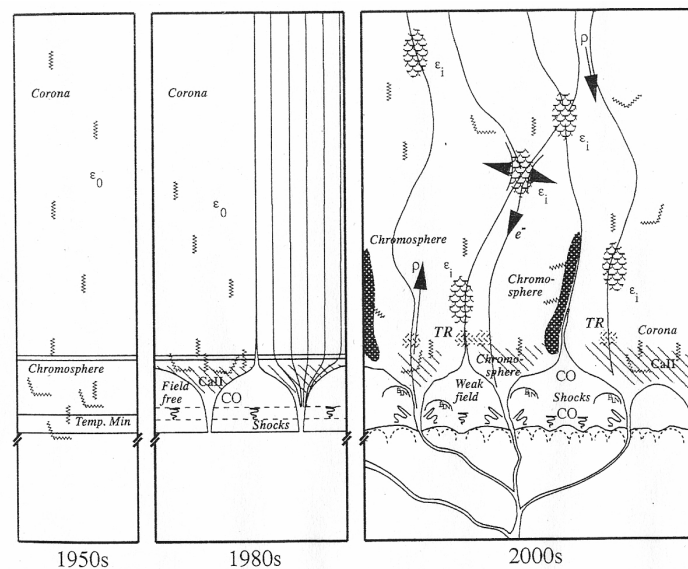
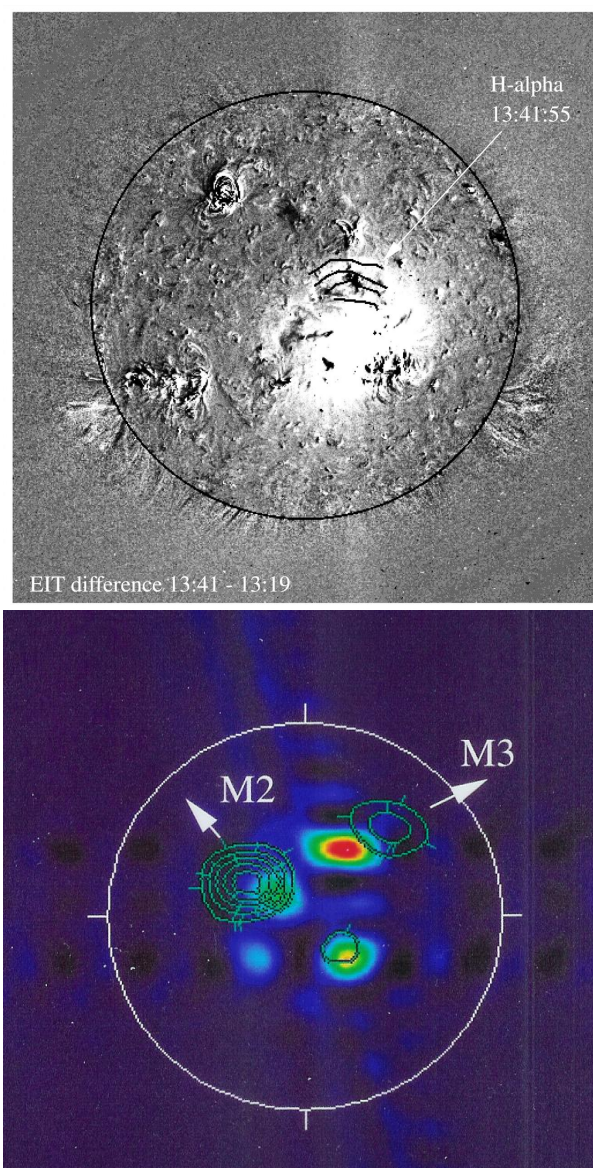


Figure 1 Evolution of the corona cartoon: gravitationally stratified layers in the 1950s (*left*), vertical flux tubes with chromospheric canopies in the 1980s (*middle*), and a fully inhomogeneous mixing of photospheric, chromospheric, transition region (TR), and coronal zones by such dynamic processes as heated upflows, cooling downflows, intermittent heating (ϵ), nonthermal electron beams (e^-), field line motions and reconnections, emission from hot plasma, absorption and scattering in cool plasma, acoustic waves, and shocks (*right*). (From Schrijver 2001.)

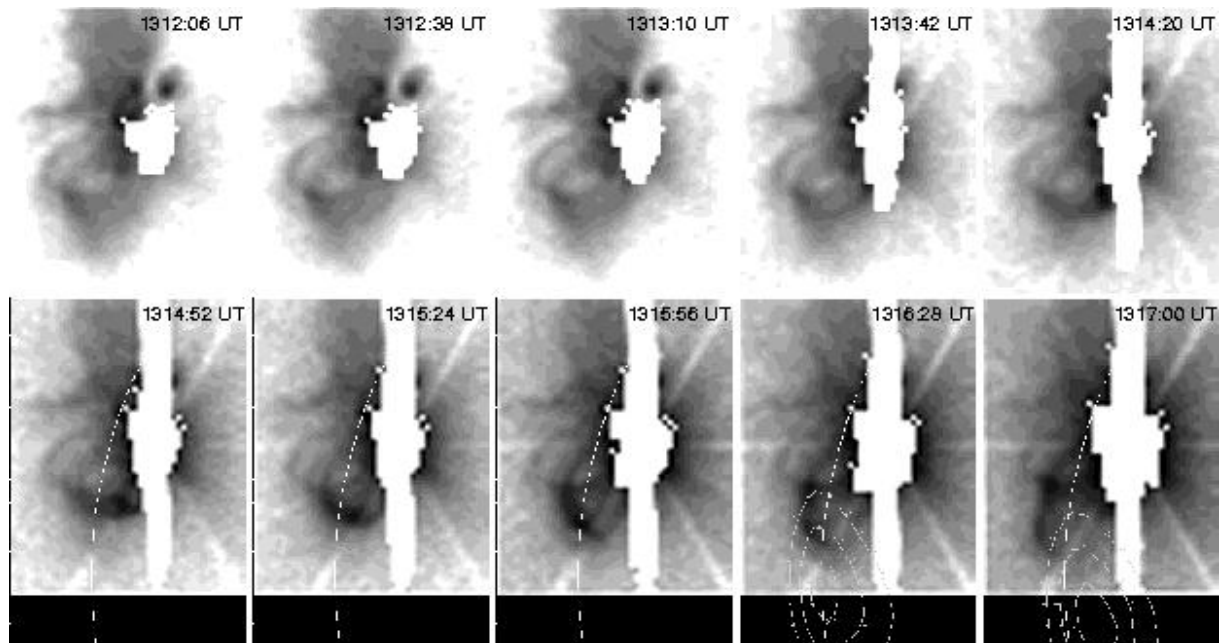
Kuva 9.38: Atmosfäärimallien muuttuminen viime vuosikymmeninä. Standardimalli tiheyden muuttumiselle oli pitkään Baumbach-Allen (1937, 1947), mutta nykyisin käytetään usein Saiton tai Newkirkin malleja, usein vielä kertoimilla 2-5 lisättyinä.

9.1.4 Teorioita tyyppi II radiosäteilystä

- Uchida (1973): Nopean MHD-aallon vahvistuminen Moreton-aallon yhteydessä
- CME-vetoisen shokkirintaman tuote (yleinen käsitys IP-alueella), mutta onko eroa IP ja koronan tyyppi II radiopurkausten synnyssä?
- Pohjolainen et al. (2001): Moreton-aalto törmää paikallisiin magneettikentän rakenteisiin → plasmoidi → radiosäteily?
- Klein et al. (1999): Purkauksen yhteydessä 'plasmapallo' ja sen eteen joutuvat magneettiset silmukat luovat shokkiaallon, joka synnyttää tyyppi II radiopurkauksen (= eräänlainen vetäjä, mutta ei kuitenkaan CME-vetoinen)



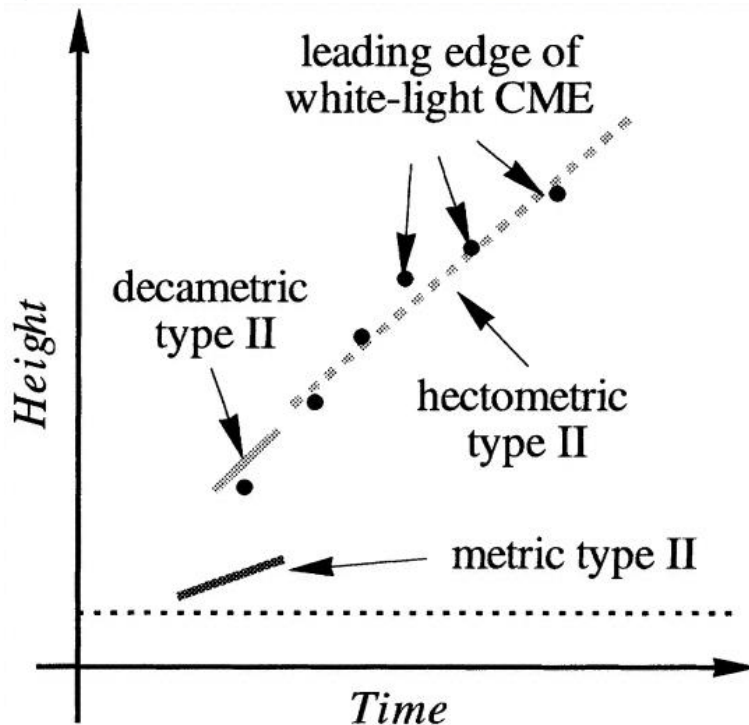
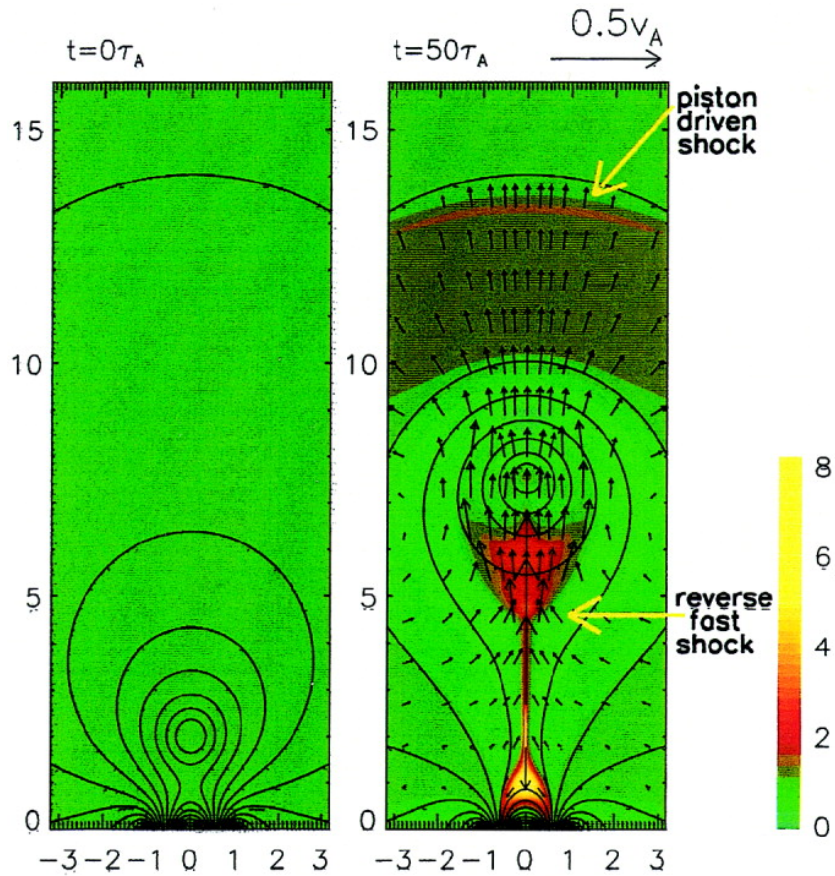
Kuva 9.39: Moreton-aaltoon ja EIT-aaltoon (yläkuva) liittyvät tyyppi II radiopurkaukset (alakuva, Nancayn radioheliografien kuvaamat nuolien suuntiin liikkuvat säteilylähteet 2.5.1998).



Kuva 9.40: **Plasmoidi tyyppi II radiopurkauksen synnyttäjänä.** Original text: A sequence of Yohkoh SXT quarter resolution (9.84 arcsec pixel size) flare-mode, partial frame images of AR 8113 and its surroundings before and at the onset of the type II burst. The first images show diffuse and highly inclined loops extending south-eastward from the inner active region whose emission saturates the detector. In the subsequent images a localized brightening seems to rise along the southern legs of these loops at a projected speed of 770 km s^{-1} . When this blob reaches the loop top near 13:16 UT, the loop expands and actually seems to be disrupted. The first high-frequency signature of the type II burst becomes visible near the time of disruption, and just above the loop top (Klein et al., 1999)

Statistics on CMEs, type IIs, and flares:

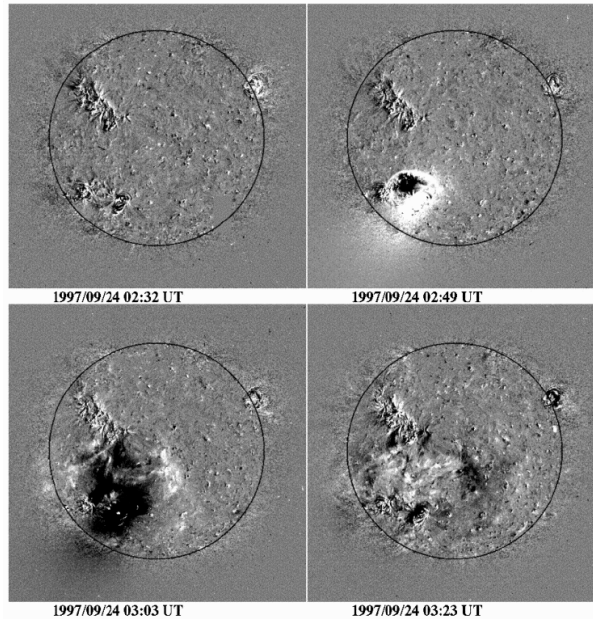
- 2/3 of metric type IIs are accompanied by fast CMEs
- 2/5 of CMEs are without metric type IIs
- 1/2 of CMEs without metric type IIs are fast CMEs ($> 450 \text{ km/s}$)
- 90% of flares are without CMEs
- 60% of CMEs are without flares
- Energy released in a CME is larger than in a flare
- In 65% of CME–flare events the CME starts first



Kuva 9.41: 'Unified model' by Magara et al., ApJ 538, 2000: CME-havaintoja, IP- ja koronan tyyppi II purkauksia on yritetty selittää erilaisilla malleilla – tässä versiossa CME:n eturintama synnyttää shokin kautta IP tyyppi II radiosäteilyä (piston-driven shock) ja nousevan filamentin alapuolinen rekonnektio kiihdyttää elektroneja (reverse fast shock) ja synnyttää tyyppi II radiosäteilyä koronan plasmataajuuksilla.

9.2 Tummentumat: EIT/SXT dimming

- EIT-aallon (kirkastuma) perässä tuleva kirkkauden muutos (tummentuma)
- Katoavat silmukat ja kaaret, myös suuressa mittakaavassa: transequatorial loops eli plasma-kaaret, jotka kulkevat ekvaattoritason yli ja yhdistävät aktiivisia alueita auringon pohjoisella ja eteläisellä puoliskolla
- Purkautuvien S-alueiden tummentumat
- Lyhytaikaiset (transient) koronan aukot



Kuva 9.42: 'EIT-dimming' eli erotuskuvissa näkyvä EIT-aallon (valkea alue) perässä tuleva tummentuma. EUV-alueella tummeneminen johtuu plasman lämpötilan ja/tai tiheyden alenemisestä. EIT-tummentumat on tulkittu koronan massapurkauksiin liittyviksi materian poistumiksi (Torsti et al., ApJ 510, 1999).

9.2.1 Katoava SXT 'pilvi'

Entä jos pilvi laajenee tai kylmenee (säteilemällä tai johtamalla) SXT:n havaintorajan ulkopuolelle?

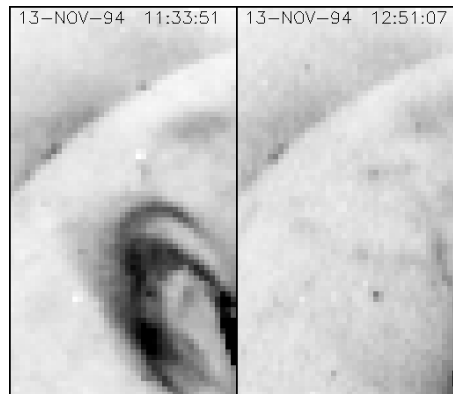
$$\tau_{rad} = \frac{3kT}{\Lambda n_e} \sim 10^5 \text{ s} \quad (9.6)$$

$$(\Lambda = 3 \times 10^{-23} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1})$$

$$\tau_{cond} = \frac{2nk_l^2}{\kappa_0 T^{2.5}} \sim 10^4 \text{ s} \quad (9.7)$$

$$(\kappa_0 = 10^{-6} \text{ erg (cm K}^{3.5}\text{)}^{-1})$$

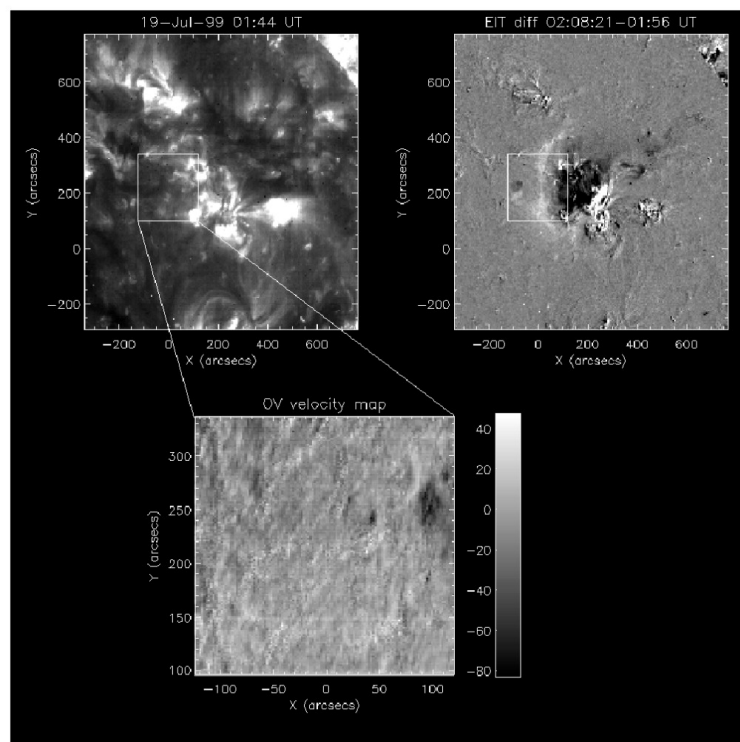
Havaittu katoamisaikataulu on $< 3 \times 10^3$ s (Yohkoh night time strikes again!), joten laajeneminen tai kylmeneminen eivät liene syynä katoamiseen...



Kuva 9.43: Ennen ja jälkeen: katoava 'SXT-pilvi' (H. Hudson, Yohkoh Science Nuggets), ks. laskuesimerkki

Massaestimaatio pilvelle: 4×10^{14} g, vastaa pientä koronan massapurkausta

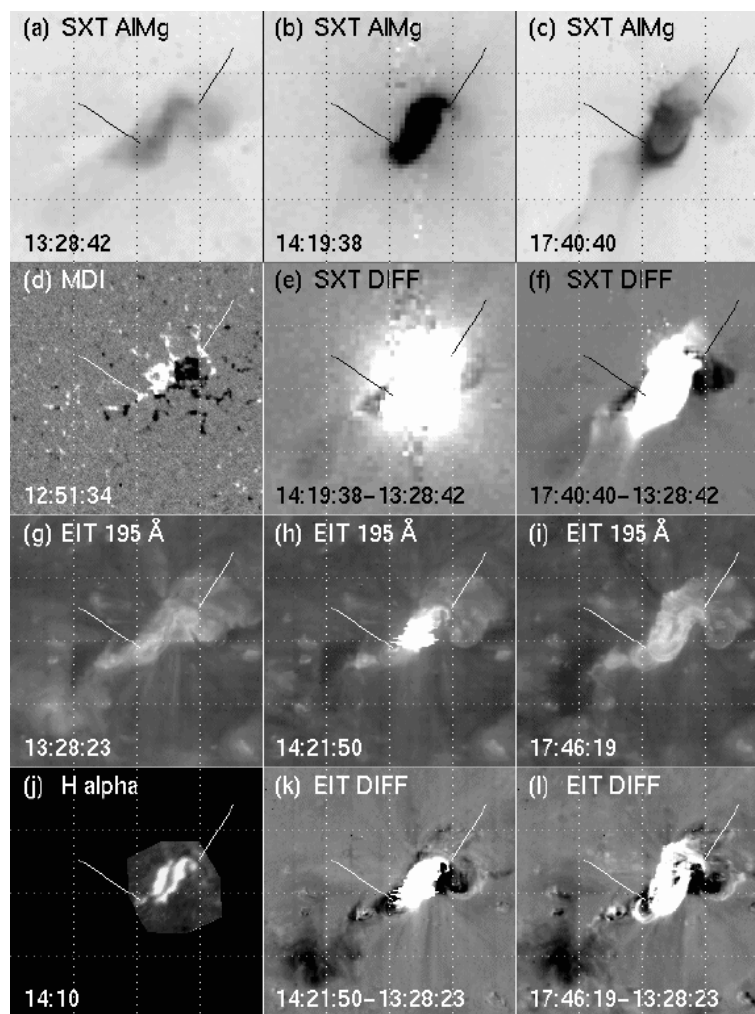
Havaittu liikkumisnopeus ~ 100 km/s \Rightarrow liian hidas jotta syntyisi shokkiaaltoja tai tyyppi II purkauksia



Kuva 9.44: EIT-tummentumien alueella on havaittu sinisiirtynyttä viivasäteilyä. Kuvan tapauksessa EIT-aallon (vaalea alue laatikon sisässä) takana näkyvän tummentuman säteily oli sinisiirtynyt, viitaten n. 100 km/s etenevään materiavirtaan katsojaa kohti. Materiavirran uskotaan 'syöttävän' samaan aikaan havaittua koronan massapurkausta (Harra & Sterling, ApJ 2001).

9.3 CME-tutkimuksen havaintoihin liittyviä ongelmia

- Massapurkausten nopeuksien määrittäminen 2-D kuvista: kaikilla massapurkauksilla ei ole selvää etureunaa, kaikki eivät etene vakionopeuksilla, kuvia yleensä vain noin puolen tunnin – tunnin välein - SOHO/EIT kuvia liian harvoin jotta EIT-aaltojen ja tummentumien kehitystä voisi seurata (laitetta ei alun perin suunniteltu nopeiden ilmiöiden havainnointiin – niistä ei silloin tiedetty vielä mitään!)
- Radiohavaintojen huono paikkaresoluutio (HPBW), Nancayn radioheliografi tällä hetkellä ainoa kuvaava instrumentti 150–450 MHz taajuusalueella
- Samanaikaisten havaintojen puute (esim. Yohkoh matalalla radalla ja puolet ajasta maapallon pimentämänä, maanpäälliset teleskoopit havaitsevat kerrallaan vain n. 8 tuntia paikalliseen päiväsaikaan)



Kuva 9.45: S-rakenteen tummentuma: After careful coalignment of the images using SolarSoft, several conclusions may be drawn. (1) This event is a typical two-ribbon flare. (2) The ribbons are located on either side of the sigmoid (S-shape structure) in the pre-flare SXT image. (3) The sigmoid corresponds to many loops in the simultaneous EIT image, which also shows a filament, suggesting that the sigmoid is nothing but the top of an arcade (not a single flux rope), which must be hot so that it is bright in SXT images. The dimming is easily detectable in the EUV images. (Nariaki Nitta, Yohkoh Science Nuggets)

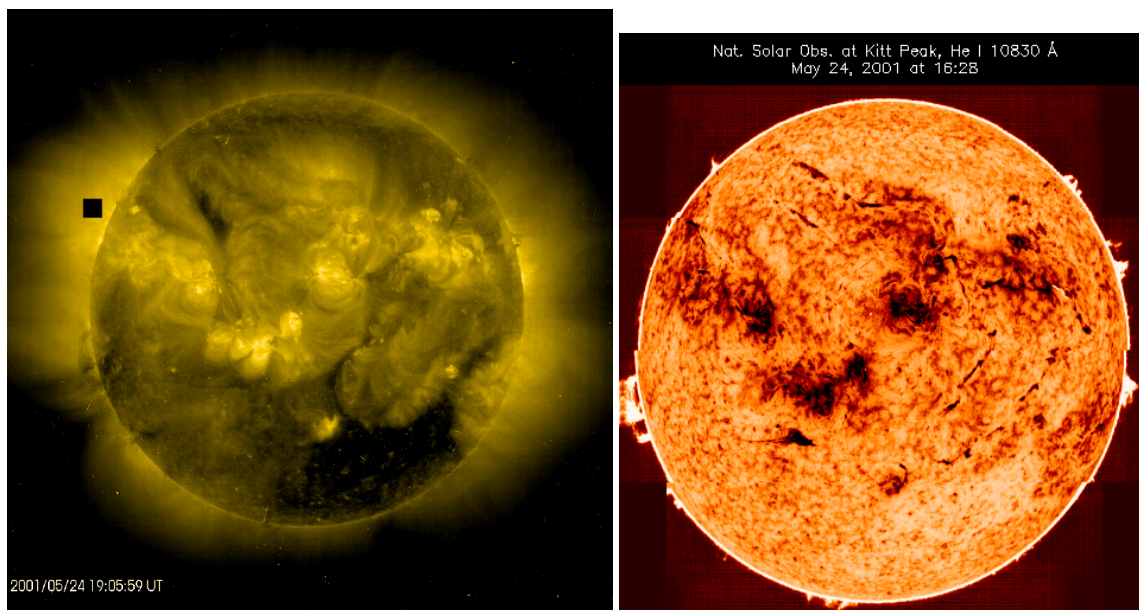
Luku 10

Muita Auringon rakenteita

10.1 Koronan aukot

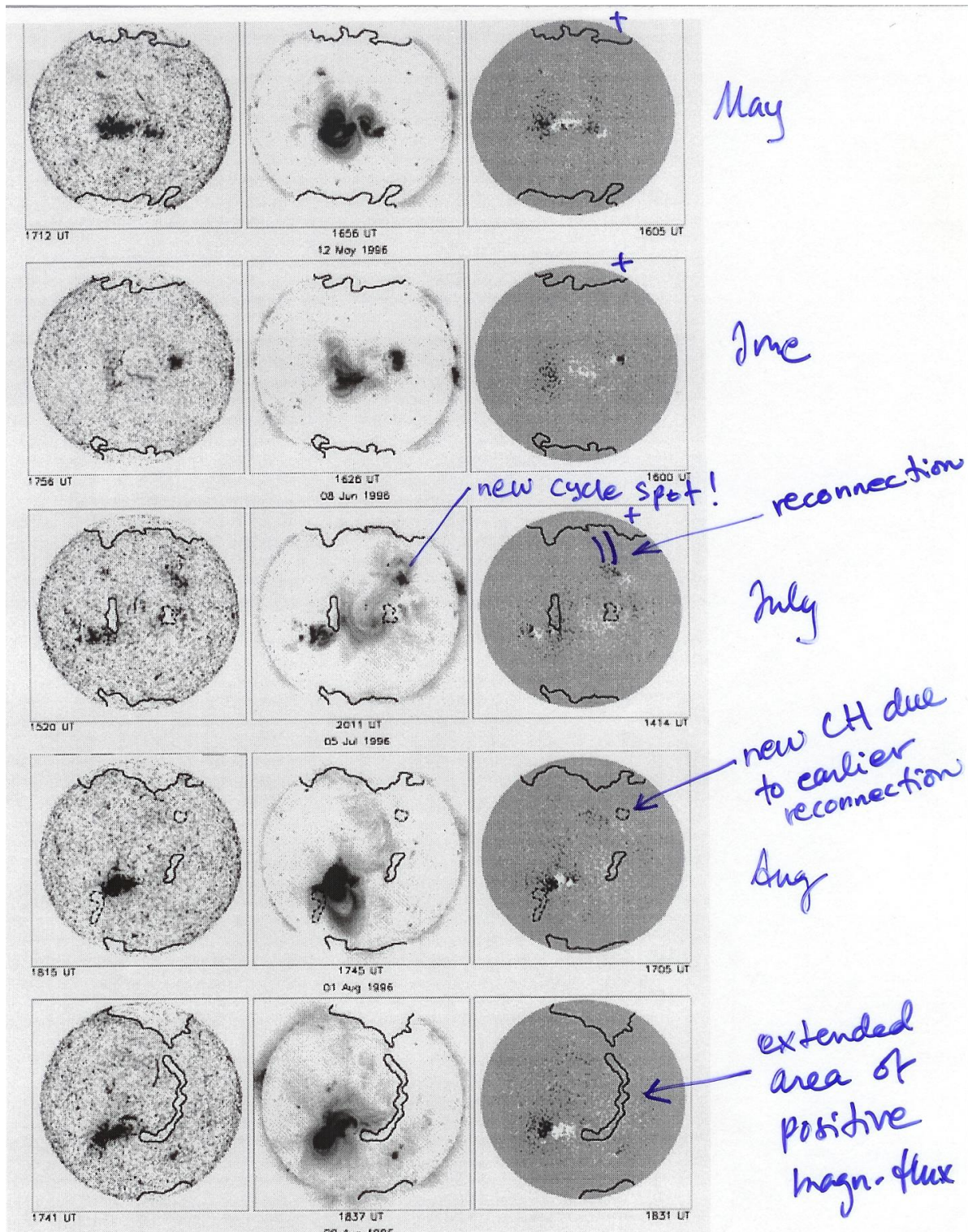
Koronan aukon (coronal hole) määrittelykriteerijä:

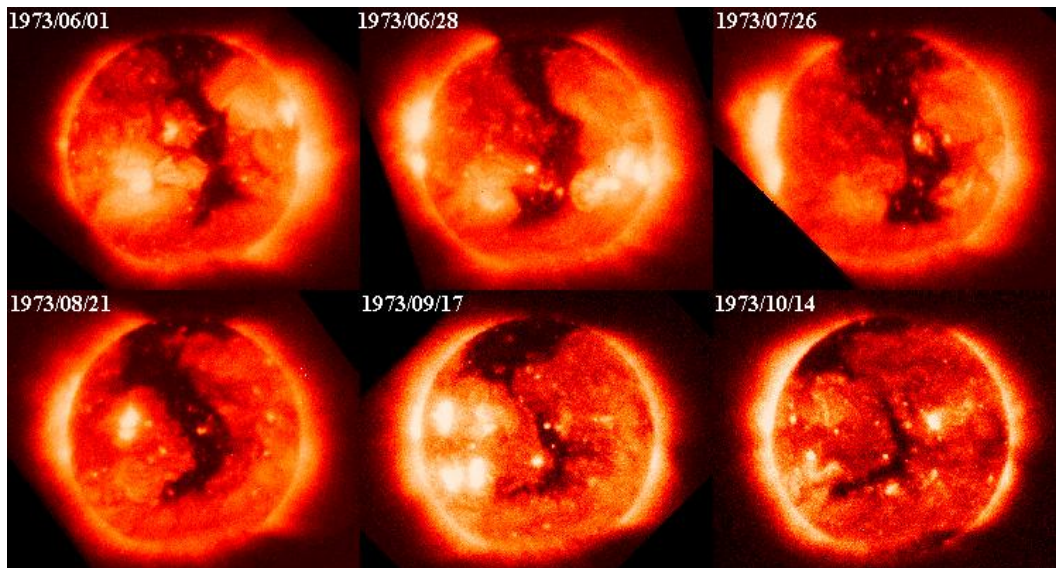
- Kirkkaampi kuin Auringon pinta keskimäärin He I (10830 Å) aallonpituudella
- Solukkorakenteessa alhainen kontrasti
- Unipolaarinen magneettikenttä (noin yleensä)
- Reuna-alueilla solukkorakenteen kontrasti muuttuu
- Hiukkastiheys 2-3 kertaa alhaisempi kuin 'rauhallisilla' alueilla



Kuva 10.1: Vasemmalla: EIT 284 Å 24.5.2001: koronan aukko näkyy tummana alueena alaoikealla. Kirkkaat alueet ovat > 2MK plasmaa. Oikealla: Kitt Peak He I (10830 Å): koronan aukko näkyy nyt vaaleana alueena alaoikealla - He I on absorptioviiva ja eniten käytetty juuri koronan aukkojen määrittämiseen.

Seuraavassa Harvey & Hudson (1998) selittävät koronan aukkojen syntymisen nousevan magneettivuon ja rekonnektion kautta. Esimerkissä uusi aktiivinen alue (~N25) ja positiivisen polariteetin omaava pohjoisnapa ovat vuorovaikutuksessa ja 'aukaisevat' pienen koronan aukon:

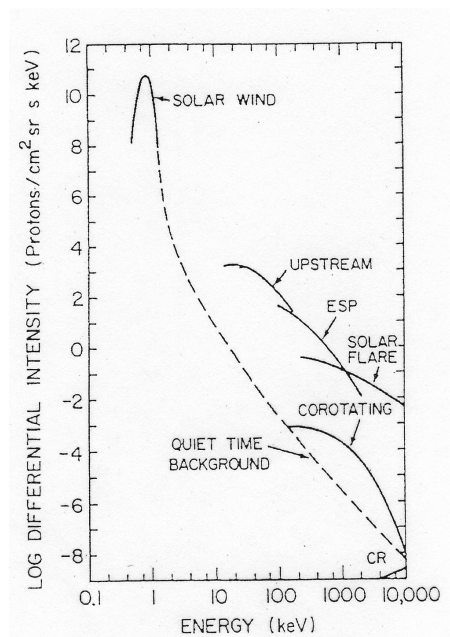




Kuva 10.2: Skylabin kuvaama koronan aukko ('boot of Italy'), joka säilyi yli neljä kuukautta, kesäkuusta lokakuuhun 1973. Samantyyppinen ('elephant trunk') koronan aukko nähtiin myös 1996.

10.2 Aurinkotuuli

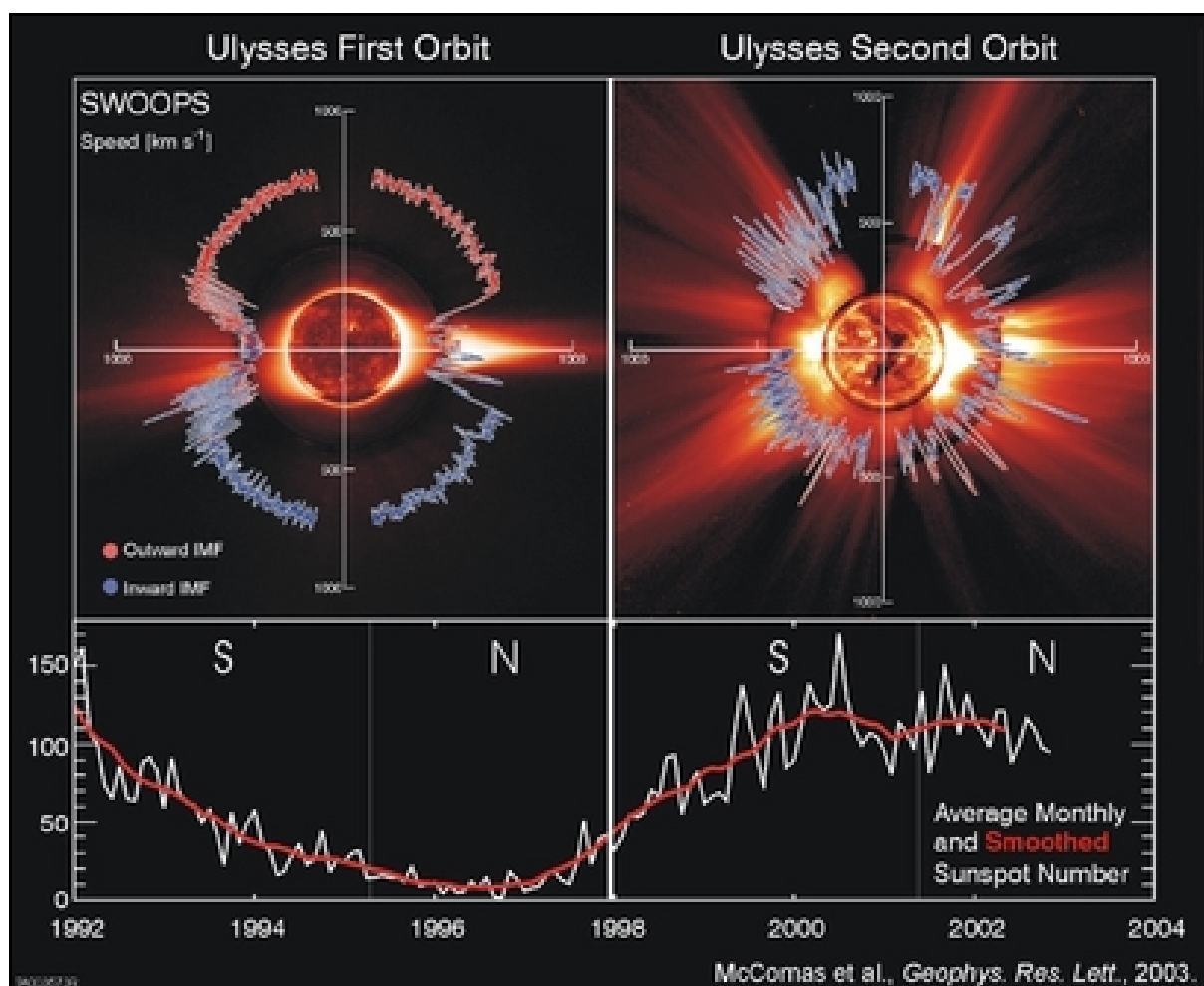
Auringosta poistuu aurinkotuulen mukana ainetta yli miljoona tonnia sekunnissa. Koronan masapurkaukset vievät ainetta miljardeja tonneja kukin. Auringon kokonaismassaan verrattuna nämä poistumat ovat kuitenkin merkityksettömiä: Auringon kokonaismassan arvioidaan olevan noin 2×10^{30} kg.



Kuva 10.3: Hiukkaspopulaatioiden energiat ja intensiteetit (Kallenrode, Space Physics)

Results from the first Ulysses bypass in 1994-95:

The solar wind is not uniform. Although it is always directed away from the Sun, it changes speed and carries with it magnetic clouds, interacting regions where high speed wind catches up with slow speed wind, and composition variations. The solar wind speed is high (800 km/s) over coronal holes and low (300 km/s) over streamers. These high and low speed streams interact with each other and alternately pass by the Earth as the Sun rotates. Many models of the solar magnetic field used prior to Ulysses assumed that the solar magnetic field was similar to that of a dipole; field lines near the solar equator were thought to form closed loops whereas field lines from the poles were dragged far into interplanetary space by the solar wind. For a dipole, the field strength over the poles is twice that at the equator. Ulysses found that the amount of outward magnetic flux in the solar wind did not vary greatly with latitude, indicating the importance of pressure forces near the sun for evenly distributing magnetic flux.



Kuva 10.4: Muuttuva kuva aurinkotuulen nopeudesta: vasemmalla 1994-95 tilanne (Ulyssesin ensimmäinen Auringon ohilento) rauhallisen Auringon aikaan ja oikealla tilanne aktiivisella kaudella 2000-01 (Ulyssesin toinen Auringon ohilento).

Seuraavassa kooste aurinkotuulen ominaisuuksista (Luentomoniste, Oulun yliopisto, K. Mursula: Geokosmofysiikka)

Aurinkotuulella on seuraavia ominaisuuksia (Maan radalla, ellei toisin mainita):

- Keskimääräinen nopeus on n. 400 km/s, mutta vaihtelee 200–800 km/s.
- Aurinkotuuli koostuu pääosin protoneista ja elektroneista, mutta α -hiukkasia (He^{++} -ioneja) on n. 5–20% protonien määrästä ja muita ioneja vähemmän. Kokonaisvaraus on keskimäärin nolla.
- Hiukkastiheys on n. $5 \cdot 10^6 \text{ m}^{-3}$ (eli 5 cm^{-3}), vaihdellen välillä $(1-20) \cdot 10^6 \text{ m}^{-3}$.
- Keskimääräinen hiukkasvuo Auringosta on siis

$$\phi = nv \approx 2 \cdot 10^{12} \text{ m}^{-2}\text{s}^{-1} \quad (3.1)$$

josta voidaan laskea Auringon sekunnissa manettämien hiukkasten määrä

$$\dot{N} = 4\pi r^2 \phi = 5,6 \cdot 10^{35} \text{ s}^{-1} \quad (3.2)$$

- Protonien keskimääräinen energia on n. 1 keV ja elektronien n. 1 eV.
- Protonien keskimääräinen lämpötila on n. $10^4 - 2 \cdot 10^5 \text{ K}$ eli vastaava termien energia on n. 1–20 eV (Huom! $1 \text{ eV} \hat{=} 1,16 \cdot 10^4 \text{ K}$). Elektronien lämpötila on häiriöisinä aikoina sama kuin protonien, mutta rauhallisina aikoina n. 3–4 kertaa korkeampi kuin protonien.
- Varattujen hiukkasten lämpötila on yleensä magneettikentässä epäisotrooppinen siten, että magneettikentän suunnassa (T_{\parallel}) lämpötila on korkeampi kuin sitä vastaan kohtisuorassa suunnassa (T_{\perp}). Tämä ero johtuu siitä, että hiukkaset pääsevät liikkumaan vapaammin magneettikentän suunnassa. Aurinkotuulella $T_{\parallel} \approx 2 \cdot T_{\perp}$.

- Aurinkotuulella äänennopeus on

$$c_s = \sqrt{\gamma \frac{kT}{m_p}} \approx 1,2 \cdot 10^4 \text{ m/s} \quad (3.3)$$

missä on käytetty yksiatomisen kaasun adiabaattista vakiota $\gamma = 5/3$. Aurinkotuulen nopeus on siis n. 40-kertainen äänennopeuteen verrattuna. Aurinkotuuli on siis erittäin supersoninen.

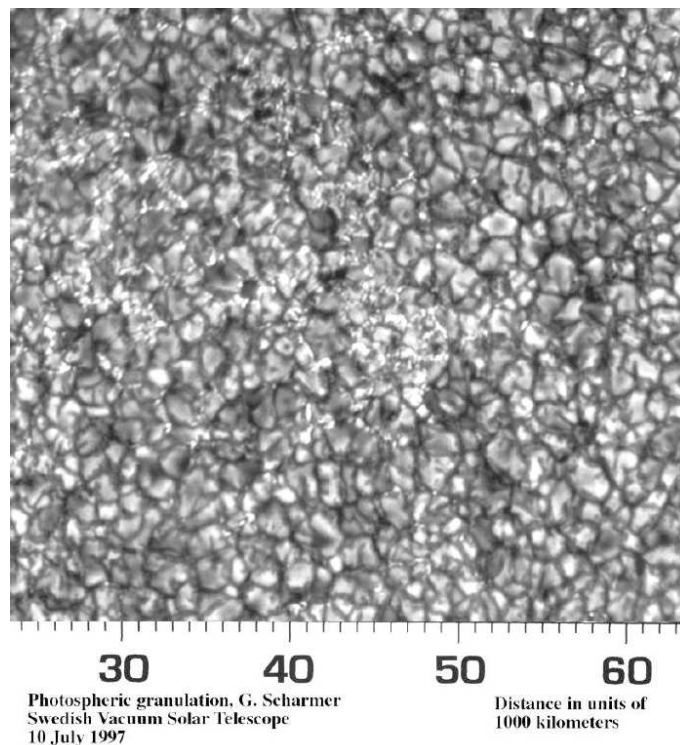
- Koronan alaosassa aurinkotuulen nopeus on vielä alle äänennopeuden eli subsonista, mutta kiihtyy nopeasti siten, että n. 2–6 Auringon säteen päässä se saavuttaa äänennopeuden ja on sen jälkeen supersonista kunnes heliosfäärin ulkoreunalla, ns. heliopausissa, tulee jälleen subsoniseksi.
- Aurinkotuulen (koronan plasman) suuntautuminen ulospäin johtuu siitä, että Auringon ilmakehän paine voittaa Auringon gravitaatiovetovoiman ja interstellaarisen aineen aiheuttaman vastapaineen.

10.3 Fotosfäärin solukkorakenne (network cells)

- Granulat (1000–2000 km)
- Mesogranulat (5000–10 000 km)
- Supergranulat (20 000–30 000 km)

- granulat syntyvät konvektion seurauksena (cellular convection), mutta meso- ja supergranulat syntyvät nykytietämyksen mukaan granuloiden liikkeistä (ei siis ole jättimäisiä 'konvektio-kuplia')

-granuloiden keskellä virtaus ylös ja tummilla reunoilla alas



Kuva 10.5: Auringon granulaatiota (Swedish Solar Telescope)

10.4 Spikulat (spicules)

- Ohut 'suihku' solukkorakenteen reuna-alueella, usein ryhminä
- Pituus 3000–9000 km
- Nopeus (Doppler) 10–30 km/s
- Elinaika ~ 10 min
- Unipolaarinen magneettikenttä
- Vanha kandidaatti kromosfäärin 'lämmitykseen'

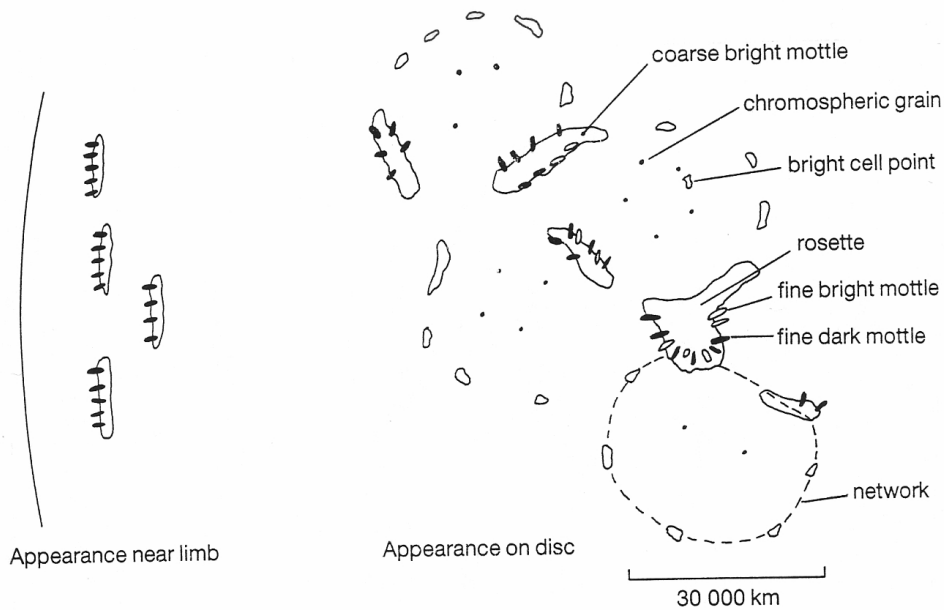


Fig. 4.8 Schematic diagram of quiet-sun chromospheric structures seen in $H\alpha$ and $Ca II H$ and K line images. The coarse bright mottles outline the chromospheric network, and fine dark and bright mottles emanate from the coarse mottles. At the intersection of two or three network cells, the fine mottles form a rosette pattern. Chromospheric grains are small dark features within network cells visible in the violet wing of the $H\alpha$ line, while in $Ca K$ bright cell points are small bright points that repeatedly brighten and fade. Near the limb the fine dark mottles seen in $H\alpha$ point towards the limb.

The chromosphere in profile

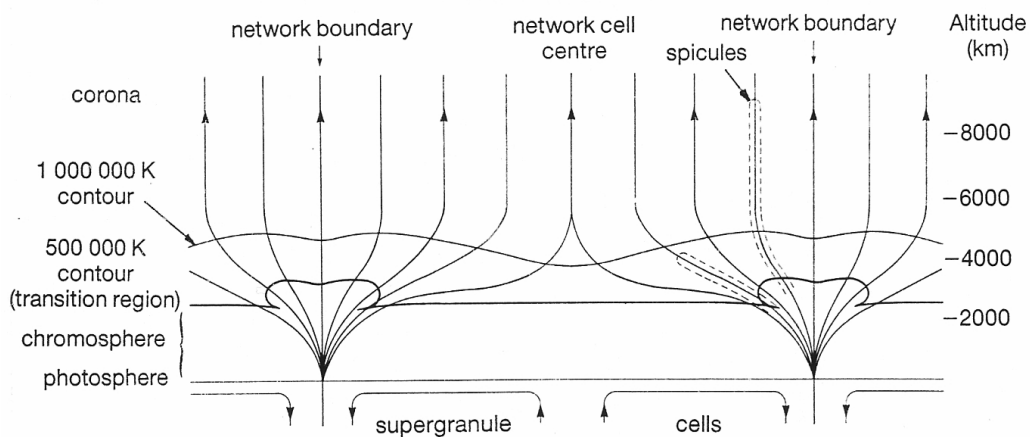
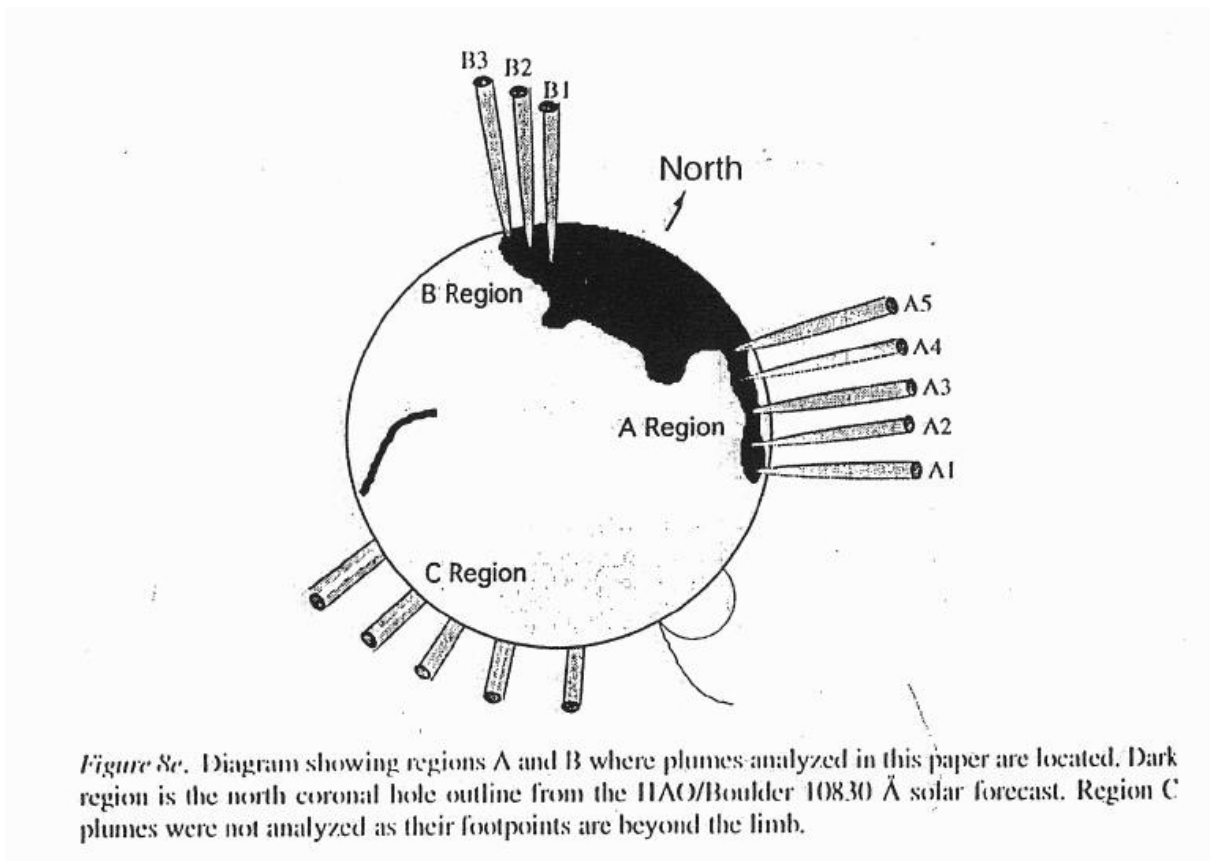


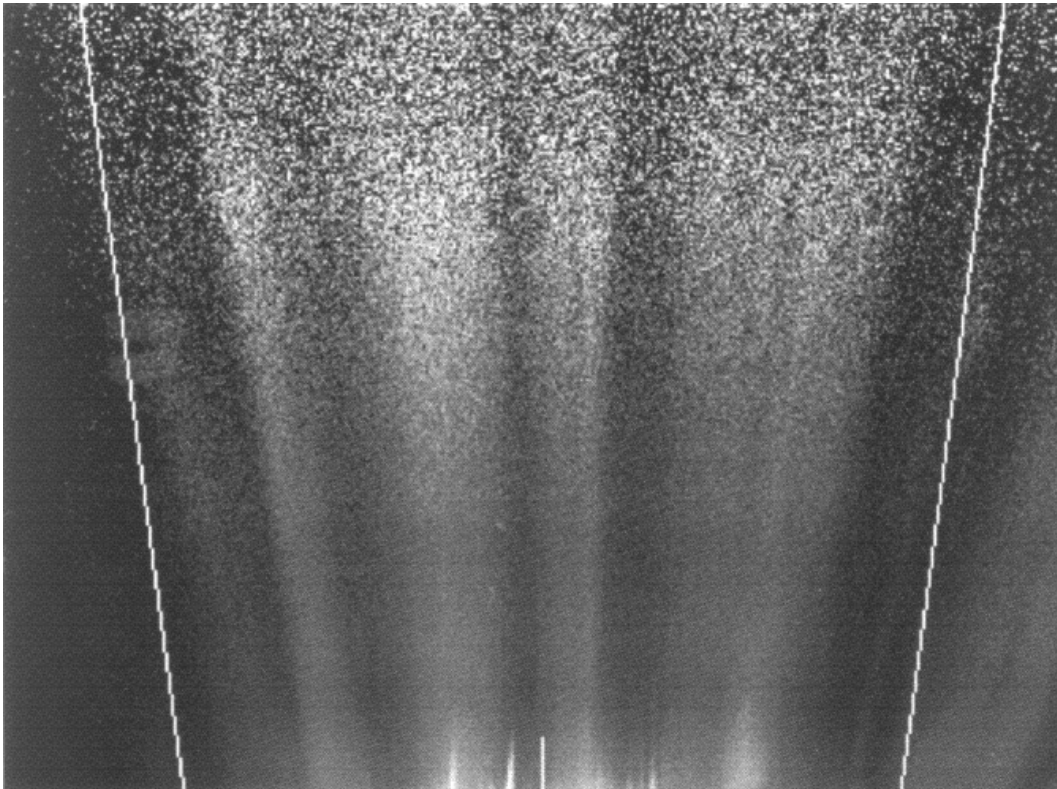
Fig. 4.2 Hypothetical section through chromosphere, showing the network structure and supergranules. Contours of temperature are shown for 500 000 K (taken to be the transition region) and for 1 000 000 K. The height scale on the right of the figure is only approximate. Spicules are represented by the dashed lines, the magnetic field lines by the arrowed lines: the field is swept horizontally towards the supergranule edges at low altitudes, but higher up the field lines spread out to form a canopy. (After Gabriel (1976))

10.5 Pluunit (plumes)

- Pituus jopa $30 R_{\odot}$
- Unipolaarisilla alueilla (CH), mutta syntyy pienen bipolaarisen alueen noustessa esiin ('base' ~ bright point) \Rightarrow small-scale reconnection driven by supergranular motion
- Tiheitä: $3-5 \times$ välialueen (interplume) tiheys
- SOHO CDS: pluumin lämpötila lähes vakio koko pituudella ($\sim 1\text{MK}$) (koronan lämpötila nousee), base $\sim 2\text{MK}$
- SOHO SUMER: pluumin lämpötila putoaa $800\,000\text{K} - 300\,000\text{K}$ kun ympäristössä säilyy $T_e \sim 800\,000\text{K}$ (elektronit 'kylmiä', ionit 'kuumia')
- Nopeus $0-65\text{ km/s}$, väleissä $105-150\text{ km/s}$
- $20-25\text{ min}$ oskillaatiota havaittu pluumeissa & väleissä (tiivistysaalto, hidas magnetoakustinen aalto?)
- Pluumien väleistä puhalttaa nopea aurinkotuuli – synty?

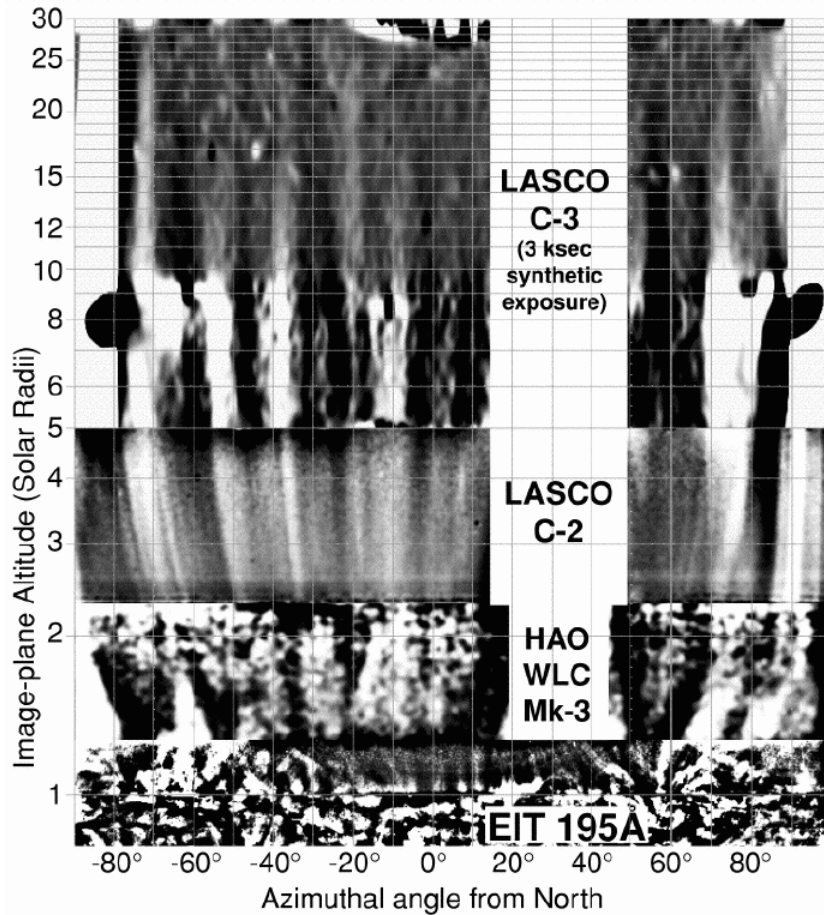


Kuva 10.6: Analysoitujen pluumin paikkoja (rakettikoe, Allen & al. 1997). Huomaa, että magnetikentän analysointi on hankalaa lähellä Auringon reunaa ja siten on vaikea päätellä mikä rakenne pluumin tyvessä on.

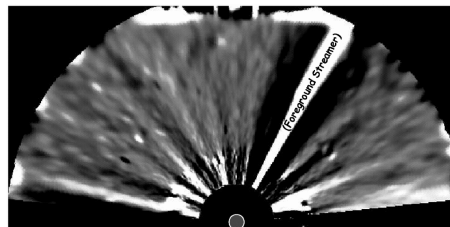


Kuva 10.7: Polar plumes and macrospicules observed in O VI (1032 Å) on 1996 May 21 and 22 over the north pole of the Sun. The spatial resolution element is approximately 1 arc sec (715 km at the Sun) in the north-south direction, and the east-west scan was performed with a step size of 1.5 arc sec. The exposure time at each spatial position was 15 s, with a slit width of 1 arc sec. (Wilhelm et al., ApJ 500, 1023-, 1998)

- Struktuurien on nähty olevan pysyviä > 24 h, pluumien sisällä XUV-intensiteetti muuttuu n. muutaman minuutin aikaskaalassa
- Esiintyvät n. 2 viikon ilmestymisjaksoissa (spekulaatiota elinajasta!)
- SOHO EIT ottaa kuvia n. 10 minuutin välein – vaikea havaita jaksoja
- Rakettikokeilla kuvia tiheästi, mutta ei kovin pitkiä aikavälejä (Huom. rakettkokeita tehdään yhä, halpoja ja nopeita!)
- Virtaus pluumeissa hitaampaa kuin aurinkotuulesa – 'high- β disruption' syyllinen pluumien hajoamiseen 30–40 R_{\odot} ?



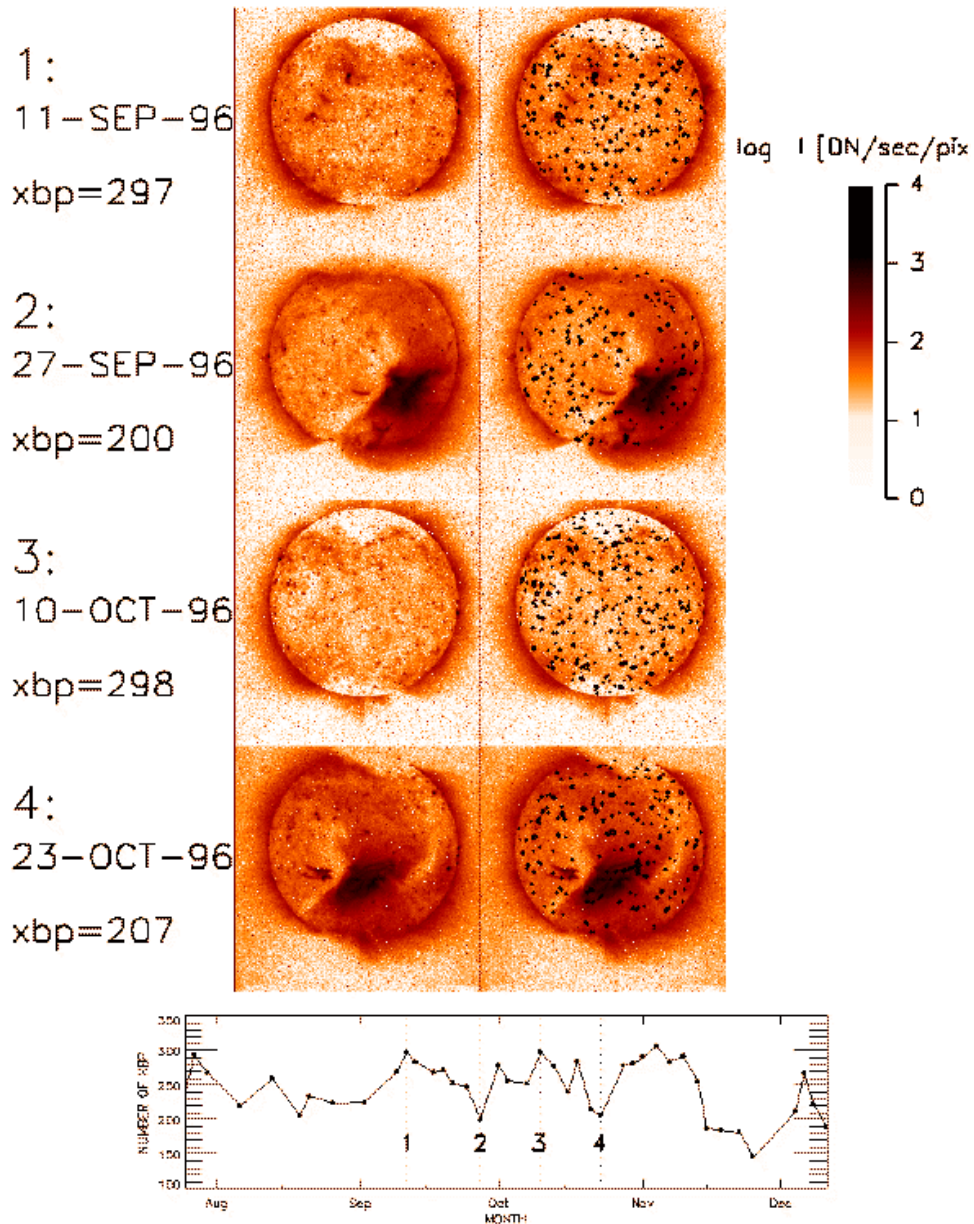
Kuva 10.8: Polar plumes extending from the surface of the Sun out to $30 R_{sun}$ above the surface (in the image plane). Image is in conformal azimuthal coordinates. Vertical lines in image represent radial lines in normal space, and the radial direction is scaled logarithmically. Four instruments' data are presented. C-3, HAO K-Coronameter, and EIT images have been smoothed and detrended as described in text. C-2 image has been subjected only to radial filtering, to demonstrate by coalignment that the C-3 features are solar and not artificial. (DeForest et al, ApJ 546, 569-, 2001)



Kuva 10.9: Outermost (C-3) portion of the previous figure, transformed back into normal image coordinates. This is a processed, radially filtered image of the northern half of the C-3 field of view, showing actual appearance of the plumes as radial structures. (DeForest et al.)

10.6 Kirkkaat pisteet (bright points)

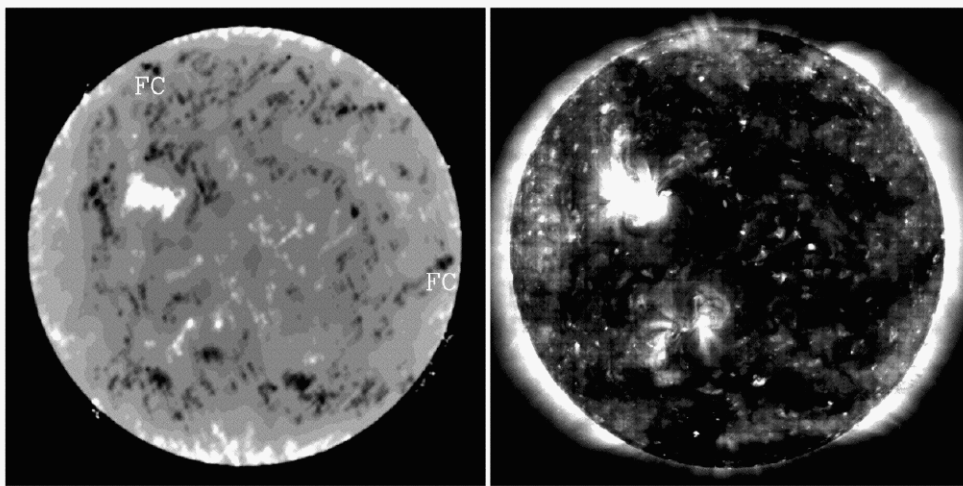
- Bipolaarinen magneettikenttä, koko 10–50 arcsec
- Elinikä ~ 8 tuntia
- $T \sim 2 \text{ MK}$, tiheys $\sim 2 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$
- Kuumaa plasmaa magneettikentän kaareissa
- Flaring bright point \Rightarrow cancelling flux / rising flux / rotational shear (convective motion) or ?
- Kaivataan kuvia paremmalla resoluutiolla



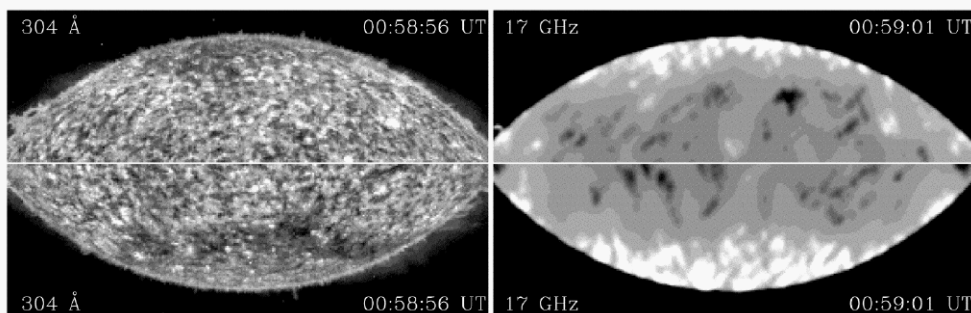
Kuva 10.10: Yohkoh-satelliitilla (pehmeä röntgen) Auringon koronassa havaittuja kirkkaita pisteitä (bright points) = mustatut pisteet oikeanpuoleissa kuvassa. K. Nakakubo, NAOJ

10.7 Napa-alueiden radiokirkastumat

- Keksittiin 1970-luvulla Krimin teleskoopilla
- 15–48 GHz napa-alueet kirkkaammat kuin rauhallinen Aurinko (alle 15 GHz depressio)
- Kirkastumat 22 GHz: 1500 K , 37 GHz: 800 K (resoluutio 1-2 arcmin)
- Nobeyaman paremman resoluution kuvissa näkyi sittemmin sekä diffuusi että lukuisia pistemäisiä radiokirkkaita komponentteja



Kuva 10.11: Polar radio brightenings: Nobeyama 17 GHz and EIT 195 Å observations of the Sun on 1997 March 11. The gray-scale range is chosen to emphasize the structure at the poles: in the 17 GHz image it ranges from 8000 K to 12,500 K in brightness temperature (Nindos et al., ApJ 527, 415-, 1999)



Kuva 10.12: Polar radio brightenings: EIT images taken in the chromospheric line of He II at 304 Å on 1997 March 19 and the corresponding NRH 17 GHz maps. Top: north pole; bottom: south pole. The south pole 17 GHz emission is clearly more prominent (Nindos et al., ApJ 527, 415-, 1999)

rotation, one dimensional latitudinal distribution was obtained by picking up the highest brightness temperature value along the longitude in each latitude. The synthesized butterfly diagram is shown in Fig. 2.

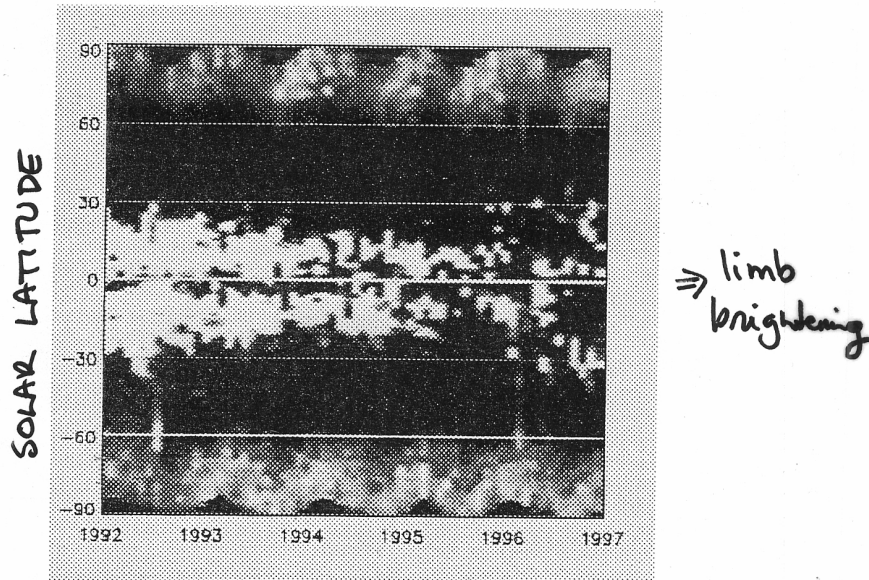


Figure 2. A radio butterfly diagram from July 1992 to July 1997



$B_0 = +7^\circ$
(syksy)



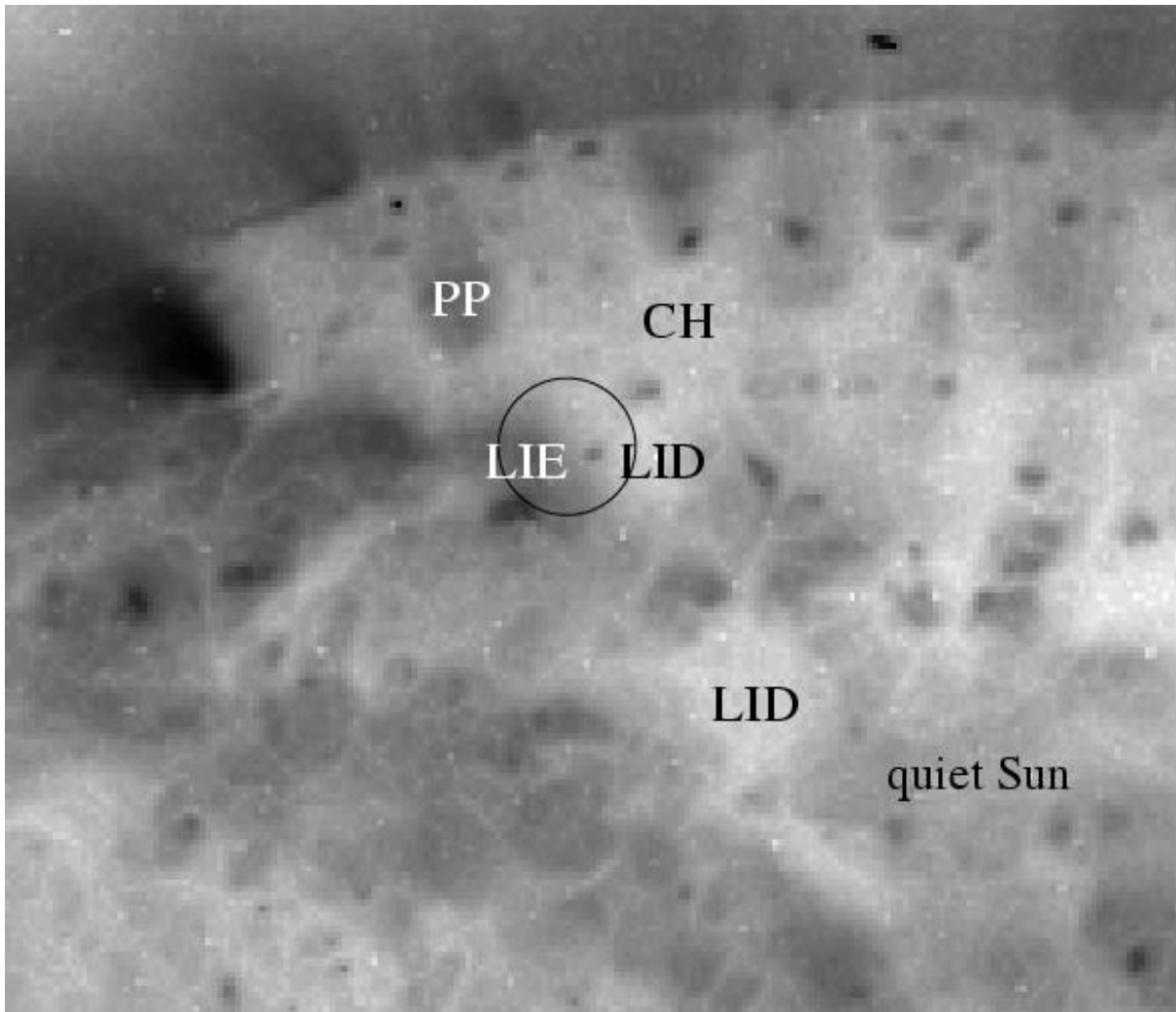
$B_0 = -7^\circ$
(kevät)

vuoden aikaan nähden B_0 -kulma muuttuu

→ NOBEYAMAN RADIOKIRKKAAT PISTEET OVAAT KOMBINAATIO REUNAKIRKASTUMISESTA (limb brightening), HELIOGRAFIN ARTIFACTEISTA JA TODELLISISTA SÄTELYLÄHTEISTÄ

10.7.1 Kandidaatteja radiokirkastumille

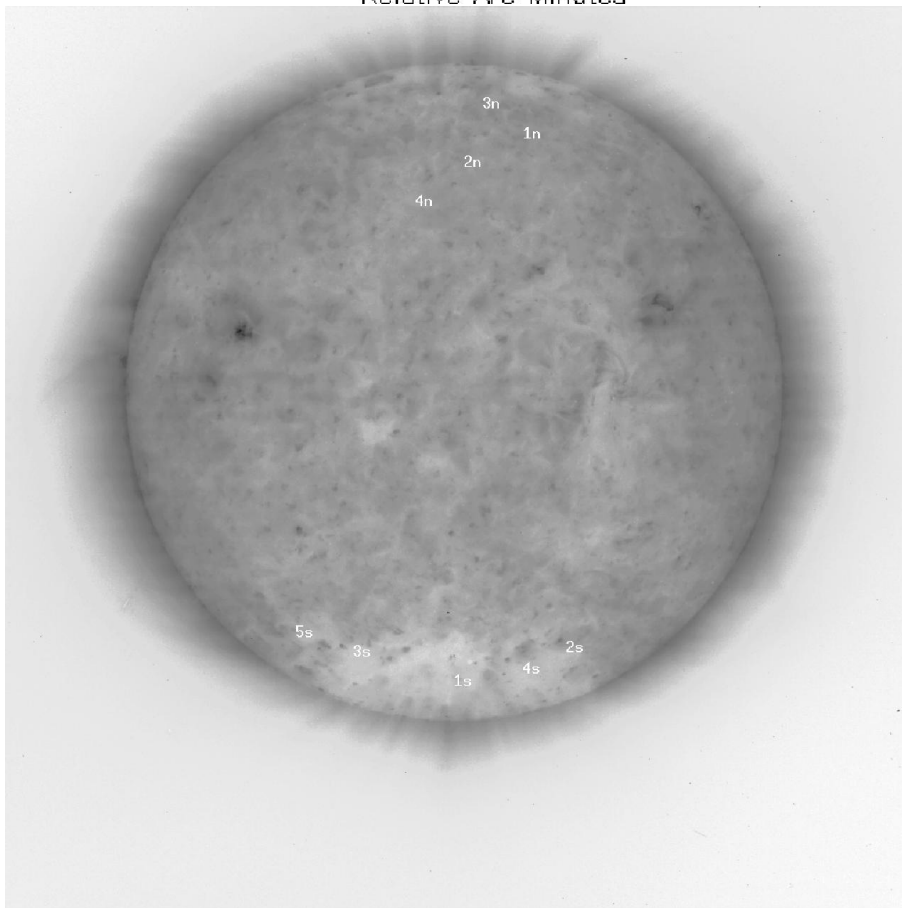
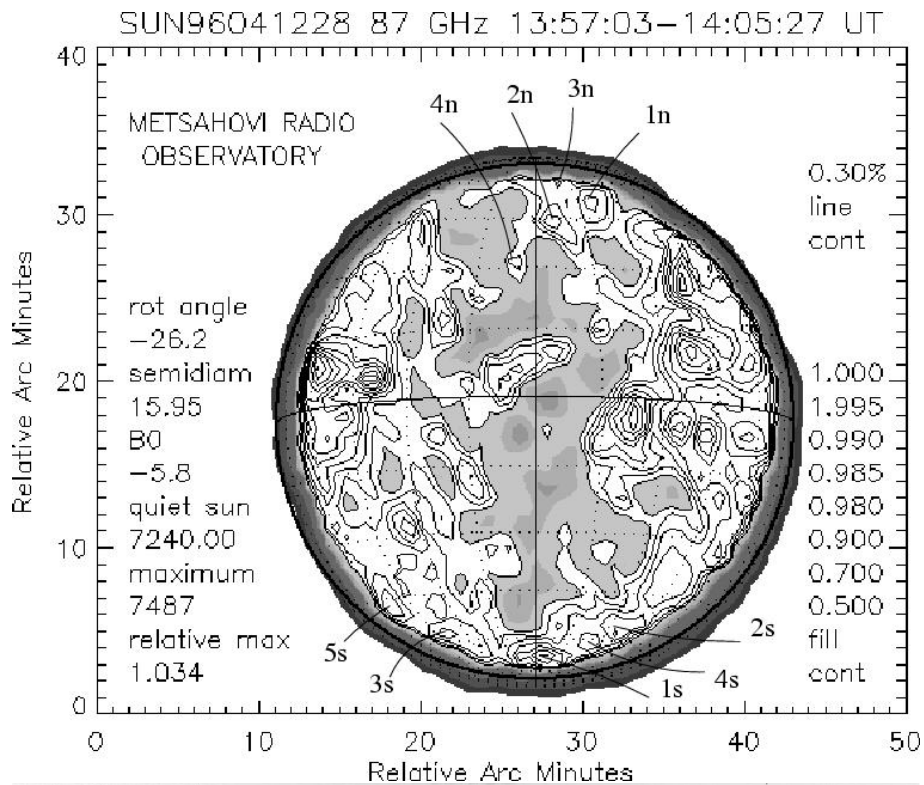
- Reunakirkastuminen (limb brightening) + instrumenttiefektit
- Pluumien ja kirkkaiden pisteiden yhteisvaikutus
- Koronan aukkojen reuna-alueet kirkkaita myös EUV:llä
- Koronan aukkojen 'mystiset radiokirkastumat' (ei varsinaista korrelaatiota mihinkään edellisistä...)



Kuva 10.13: SOHO EIT kartan yksityiskohta, johon on merkitty Metsähovin antennin keilanleveys (ympyrä), sekä EIT-kirkastuman (LIE–local intensity enhancement) että 'kuopan' (LID–local intensity decrease) paikat. PP = polar plume, CH = coronal hole. Radioantenni vastaanottaa säteilyä koko keilan alueelta, joten sitä pienemmät EUV-rakenteet summautuvat yhteen.

10.7.2 Havainto-ongelmia

- Interferometrit: dekonvoluutio heikoille pistelähteille
- Single dish: resoluutio ei riitä (HPBW) & instrumentaalinen reunatummeneminen
- Magnetogrammit: vaikea mitata magneettikentän voimakkuutta lähellä Auringon napoja
- EUV-optinen: vaikea määrittellä plasmavolyymiä kaareutumisen takia



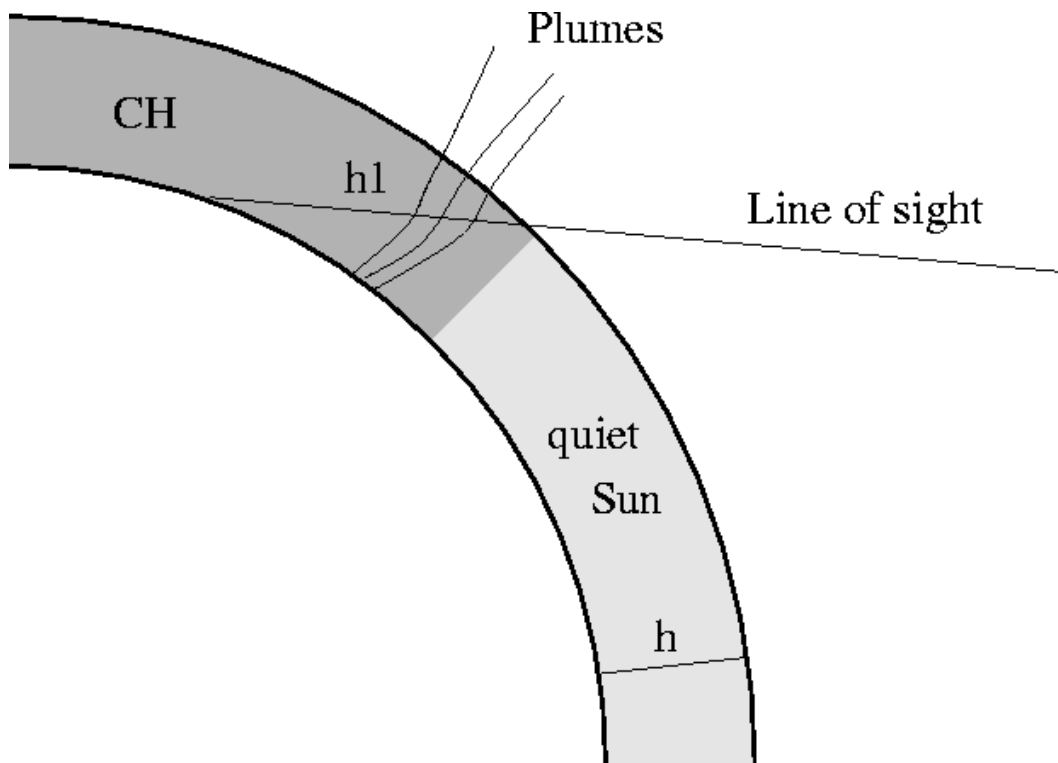
Kuva 10.14: Metsähovin radiokartassa näkyvät radiokirkkaat pisteet on merkitty numeroilla, alakuvan EIT kartassa on vastaavat paikat. Radiokirkkaat alueet sijaitsevat alueilla, joissa EUV:llä näkyy mm. kirkkaita pisteitä (bright points), pluumien tyviä ja koronan aukkojen reuna-alueita. Kuvan kartoissa alue 1S on ns. mysteerin radiokirkastuma – se sijaitsee koronan aukossa eikä sillä kohti näy mitään rakenteita EUV- tai röntgenalueella.

Table 1. Quiet Sun brightness temperatures near 3 mm

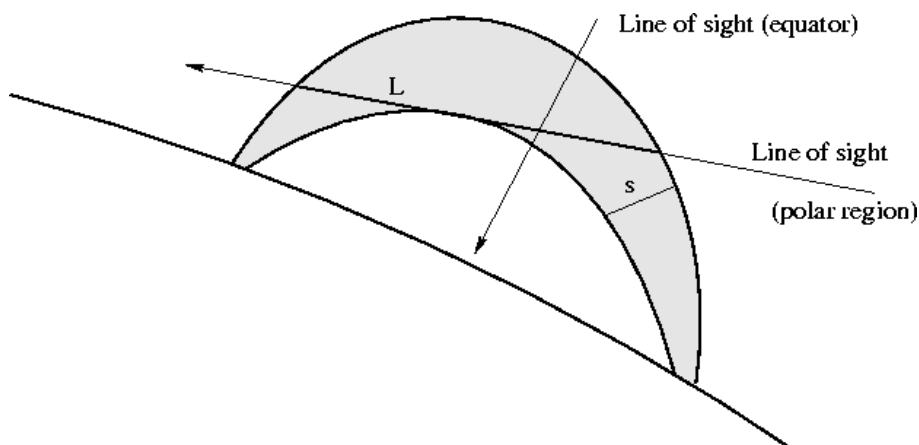
λ (mm)	T_b (K)	Estimated height (km)	Reference
3.5	7722–8106		Ulich et al., 1980
3.5	6300–7900	1500–2050	VAL, 1981 (summary)
3.4	6500–7300		Nagnibeda & Piotrovitch, 1994
3.4	6600–8000		Irimajiri et al., 1995
2.6	6600–7600		Linsky, 1973

Table 2. Temperatures and densities from recent EUV and soft X-ray observations

Location	T_e (K)	n_e (cm^{-3})	Estimated h (km)	Instrument/year	Reference
CH	800 000	8×10^7	14 000	SOHO/SUMER 1996	Doschek et al., 1997
CH/cell centre	max 800 000	3.0×10^8		SOHO/CDS 1996	Bromage et al., 1997
CH/network	max 800 000	2.2×10^8		SOHO/CDS 1996	Bromage et al., 1997
CH		2.3×10^8	0–35 000	SOHO/CDS 1998	Gallagher et al., 1999
CH/interplume	$1.0\text{--}1.1 \times 10^6$	10^8		SOHO/CDS 1998	Young et al., 1999
quiet sun	800 000	$1.4\text{--}2.0 \times 10^8$	8000–16000	SOHO/SUMER 1996	Doschek et al., 1997
quiet sun/cell centre		5.8×10^8		SOHO/CDS 1996	Bromage et al., 1997
quiet sun/network		6.0×10^8		SOHO/CDS 1996	Bromage et al., 1997
equator		6.3×10^8	0–35 000	SOHO/CDS 1998	Gallagher et al., 1999
BP		1.0×10^9		SOHO/CDS 1996	Bromage et al., 1997
BP	$1.4\text{--}2.0 \times 10^6$			Yohkoh/SXT 1992	Hara et al., 1994
BP	$1.6\text{--}2.6 \times 10^6$	$1.0\text{--}2.6 \times 10^9$		Yohkoh/SXT 1992	Kundu et al., 1994
BP	1.9×10^6	1.6×10^9		Yohkoh/SXT 1997	Preš & Phillips 1999
BP	4.9×10^6	5.9×10^8		Yohkoh/SXT 1997	Preš & Phillips 1999
plume	$1.0\text{--}1.1 \times 10^6$	$3.8\text{--}9.5 \times 10^8$	- 70 000	SOHO/CDS 1998	Young et al., 1999
plume base	2.0×10^6	$2.5\text{--}5.6 \times 10^9$		SOHO/CDS 1998	Young et al., 1999



Kuva 10.15: Geometry for observing the solar atmosphere at high latitudes: Polar coronal hole (CH) and the quiet Sun have scale height h and source length (radio path) $L =$ near the poles. If the same atmospheric layer is viewed near the center of the disk, the source length $L = h$. Note that L for polar plumes is not significant unless the plumes are seen along the line of sight (from the top).



Kuva 10.16: Observations of high latitude bright points with source length (radio path) L . If the loop (or a system of loops between two regions of opposite polarities) is viewed from the top (e.g., near the solar disk center), the source length L is equal to the loop diameter s .

$$T_b = T_{\text{eff}}(1 - \bar{\epsilon}^L)$$

$$\tau \ll 1, T_b = T_{\text{eff}} \tau$$

$$\tau = \kappa_{\nu} L \approx 0.01 L \frac{n_e^2}{\nu^2 T^{3/2}} \times (24.5 + \ln T - \ln \nu)$$

\uparrow absorptiokerroin \uparrow jos $T > 2 \times 10^5$ K

CH: $L = 70000$ km ($h = 35000$ km) lähellä napaa
 $T_e = 800000$ K
 $n_e = 3 \times 10^8$ cm⁻³
 $\nu = 87$ GHz

$$\tau \ll 1, \tau = 0.01 \times 7 \times 10^9 \times \frac{(3 \times 10^8)^2}{(87 \times 10^9)^2 (800000)^{3/2}} \times (24.5 + 13.59 - 25.19)$$

$$= 1.5 \times 10^{-5}$$

$$T_{b, CH} = T \tau = 1.5 \times 10^{-5} \times 800000 \text{ K} = 12 \text{ K}$$

Quiet Sun: L, T_e, ν samat
 $n_e = 6.3 \times 10^8$ cm⁻³

$$T_{b, QS} = 53 \text{ K}$$

$$\Delta T_b = 53 \text{ K} - 12 \text{ K} = 40 \text{ K} \quad (\text{CH depression radiolla})$$

Metsähovin havainnot: depression 22...130 K (± 22 K)

Bright point: $S = 3500$ km
 $L = 10000$ km
 $T = 2 \times 10^6$ K
 $n_e = 1.5 \times 10^9$ cm⁻³
 $\nu = 87$ GHz

$$T_{b, BP} \sim 30 \text{ K}$$

Metsähovi havainnot 10...100 K

Pluvmiit: L liian lyhyt, ei voi näkää!!

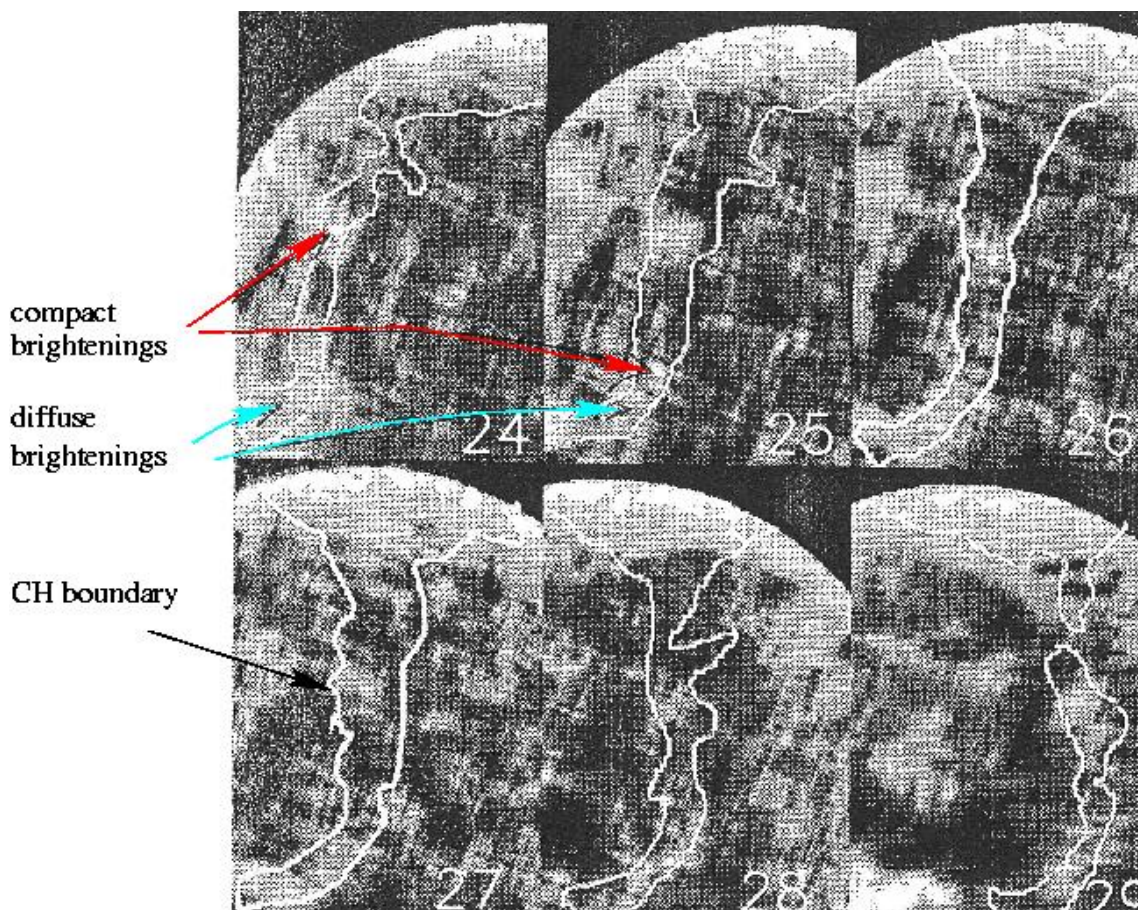
10.8 Koronan aukkojen radiokirkastumat

Noin puolet ekvaattoritasolla havaituista koronan aukoista on radiokirkkaita 37 GHz:llä (Kosugi et al., 1998)

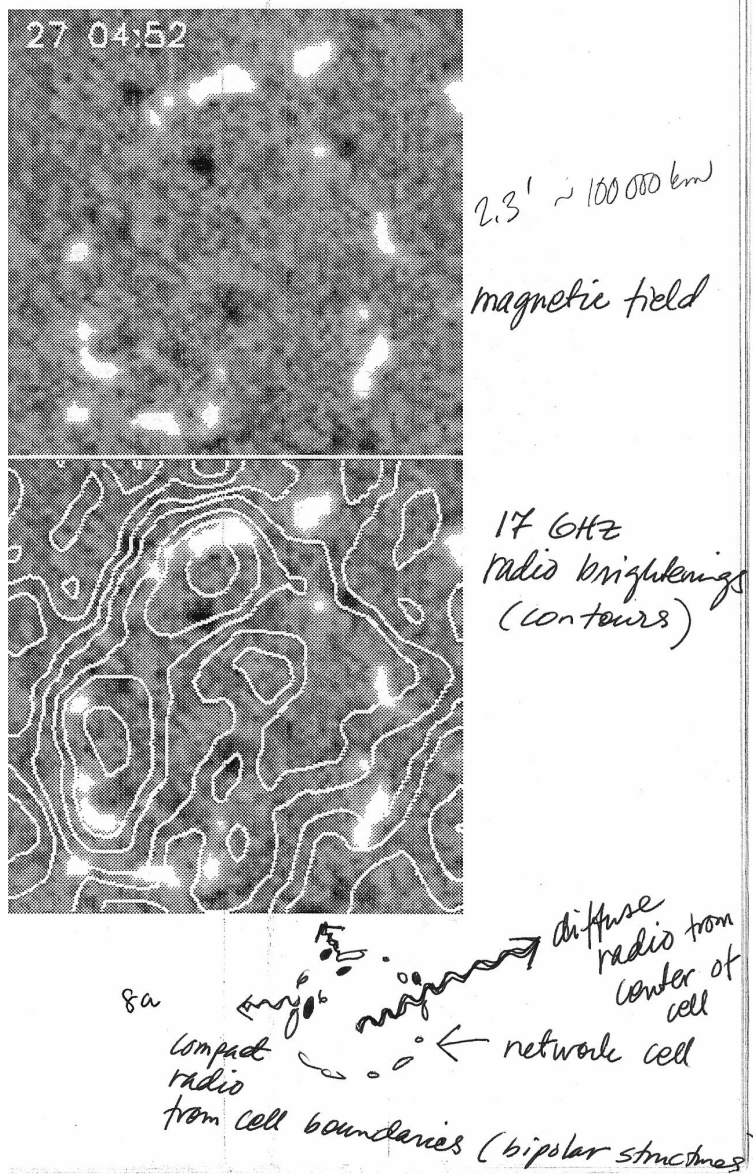
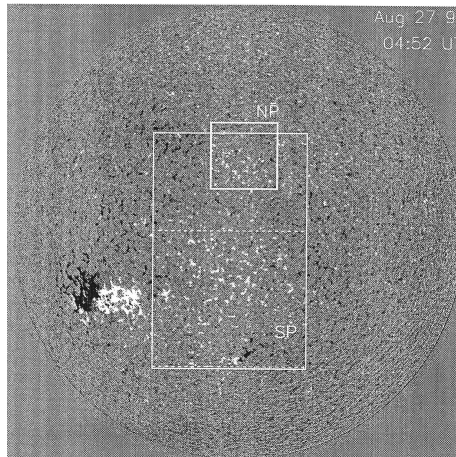
Radiokirkastumat ekvaattoritasossa:

'Elephant trunk' coronal hole, Nobeyaman radioheliografien havainnot 17 GHz:llä (Gopalswamy et al., JGR 104, 1999):

- CH:ssa pääsääntöisesti unipolaarinen magneettikenttä
- diffuusi radiokomponentti (+500 K) network-solukon sisältä
- kompakti radiokomponentti (+2000 K) network-solukon reunoilta (= magneettisia elementtejä)
- ajallisia muutoksia, kirkastumista varsinkin kompakteissa lähteissä
- aurinkotuulen syntysijoja??



Kuva 10.17: Kompakteja ja diffuuseja radiokirkastumia elefantin kärsän muotoisessa koronan aukossa (Gopalswamy et al., JGR 1999).

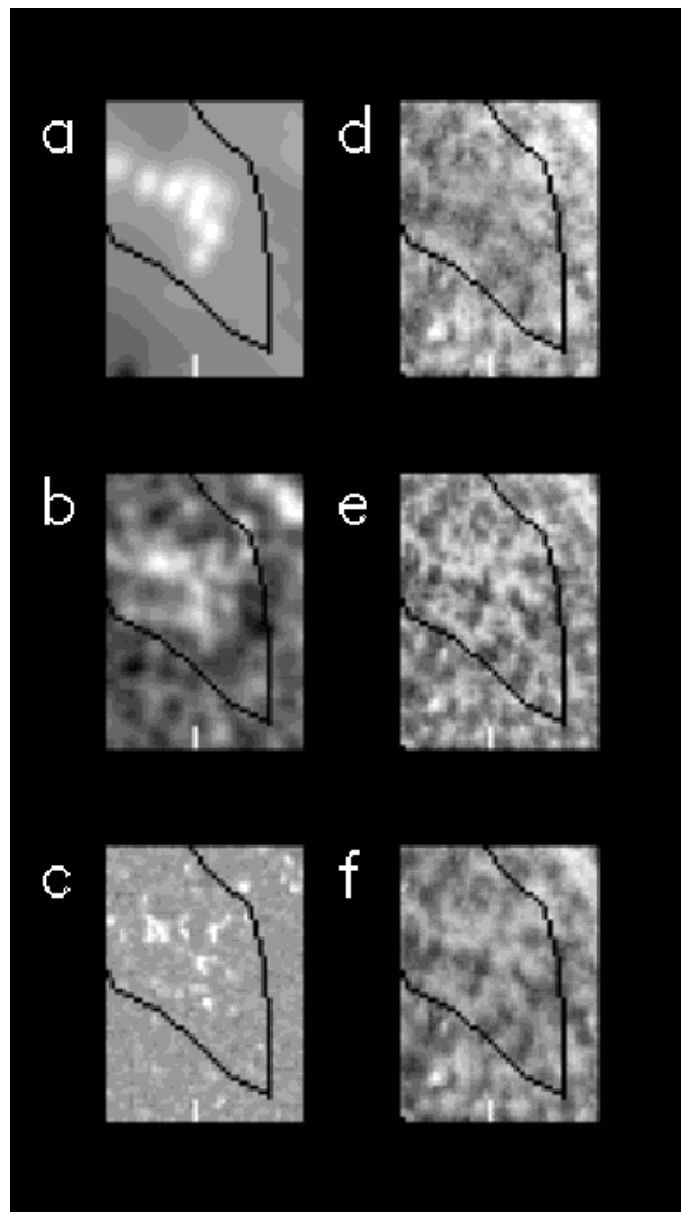


Kuva 10.18: *Ylinnä*: Elefantin kärsän muotoisen koronan aukon magneettikenttä oli pääsääntöisesti unipolaarinen. *Alhaalla*: Yksityiskohta elefantin kärsän muotoisen koronan aukon rakenteista: kompaktit radiokirkkaat pisteet sijaitsevat verkkorakenteen reunoilla, joissa nähdään myös kaksinapaisia (bipolaarisia) rakenteita, kun taas diffuusi radiosäteily tulee verkkosolujen keskiosista. Huom. myös spikuloiden ja pluumien tyvet sijaitsevat verkkosolujen reunoilla.

Koronan aukkojen radiokirkastumien moniaaltoaluetutkimus

Kromosfääri-skannaus UV-EUV-viivat + H_α (Moran et al., A&A 378, 2001):

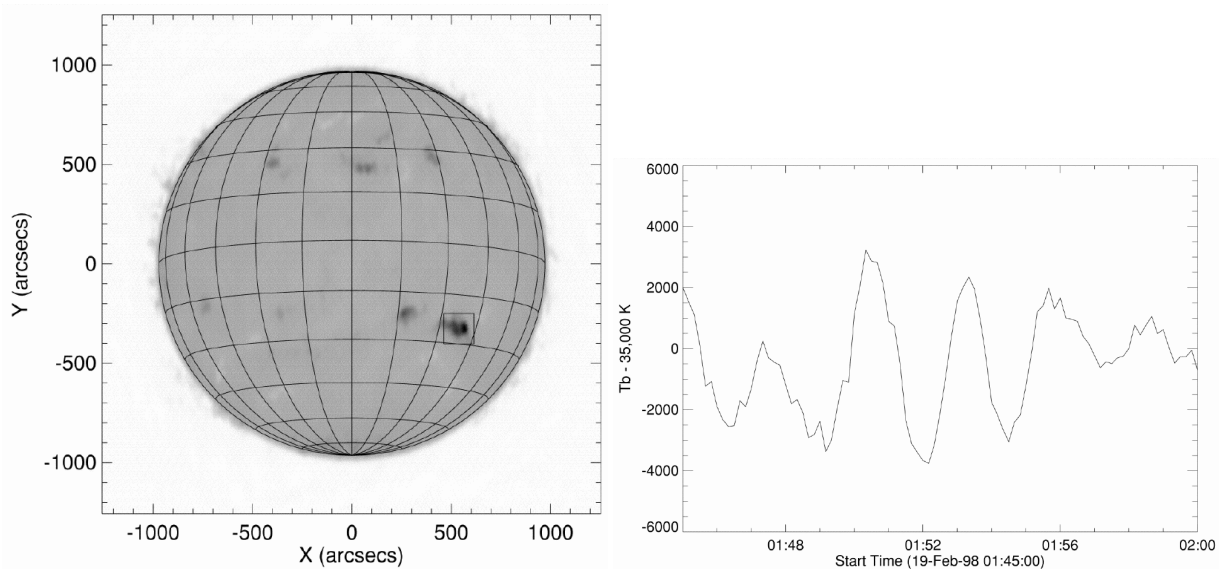
- UV-EUV alueella ei mitään erityistä radiokirkastumien alueella
- H_α -kirkastumia radiokirkastumien kohdalla
- H_α -kirkastumat: bright fibrils, bright points and a lack of dark fibrils
- H_α -viivan synty??
- Radiokirkastumien suuret vaihtelut: ei-terminen mekanismi??



Kuva 10.19: SUMER field of view sub-frames of the October 24, 1999 observations. a) 17 GHz radio data, b) re-binned, smoothed H image, c) magnetogram, and SUMER d) O I 948.7 Å, e) H I Ly 4 949.7 Å, and f) He II 958.6 Å images. (Moran et al., 2001)

10.8.1 Aktiiviset alueet radiolla

- Aktiiviset alueet muodostuvat auringonpilkkuryhmistä, joiden alueella magneettikenttä on voimakas (2000–3000 G)
- Koska gyrotaajuus riippuu magneettikentän voimakkuudesta, havaitaan aktiivisista alueista lyhytaaltoista radiosäteilyä gyrotaajuudella & muutamilla harmonisilla
- Magneettikentän kaariin aktiivisten alueiden yllä on sitoutunut tiheää ja kuumaa plasmaa, joka voidaan havaita jarrutussäteilynä sekä radiotaajuuksilla että röntgenillä.
- Gyrosynkrotron-säteilyn ja jarrutussäteilyn erottaa siitä, että jarrutussäteily on vain hyvin vähän polarisoitunutta (yleensä ei edes pystytä havaitsemaan)
- Aktiivisten alueiden radiosäteilyn yhteydessä puhutaan ns. S-komponentista (slowly varying component)



Kuva 10.20: Aktiivisen alueen seuranta 17 GHz:llä, Nobeyaman radioheliografilla (Shibasaki ApJ 550, 2001). Laatikolla merkityn alueen kirkkauslämpötilaa seurattiin 15 minuutin ajan. Aktiivisen alueen kirkkauslämpötilan havaittiin vaihtelevan 3 minuutin jaksoissa. Rauhallisen Auringon $T_b = 10\,000$ K, aktiivisen alueen $T_b = 25\,000$ K, ja vaihtelu maksimissaan 3000 K. Vaihtelevan vuontiheyden amplitudi oli vain 0.08 sfu:ta, mikä on erittäin vähän verrattuna koko Auringon vuohon tällä taajuudella (600 sfu). Oskillaatiota olisi tuskin pystytty havaitsemaan kokonaisvuomittauksissa pienemmällä teleskoopilla. (Shibasaki ApJ 550, 2001).

Shibasaki, ApJ 550 (2001):

$$\nu_B = \frac{qB}{\mu mc} \sin \psi \approx 2.8 \times 10^6 B \quad (\text{gyrofrequency})$$

$$B = 2000 \text{ G}, \nu_B \approx 5.6 \text{ GHz} \Rightarrow 17 \text{ GHz} = 3^{\text{rd}} \text{ harmonic}$$

- 3 minute oscillation period?

upward-travelling acoustic wave $\frac{\delta N}{N} = \frac{v}{c_s}$

c_s = sound speed

v = oscillation velocity amplitude

N = density, δN = density oscillation amplitude

$$T_b = T \propto T^3 N$$

$$\frac{\partial T_b}{T_b} = 3 \frac{\partial T}{T} + \frac{\partial N}{N} \quad (\text{brightness temp. oscillation})$$

• observed 17 GHz $\frac{3000 \text{ K}}{25000 \text{ K}} = \underline{0.12}$

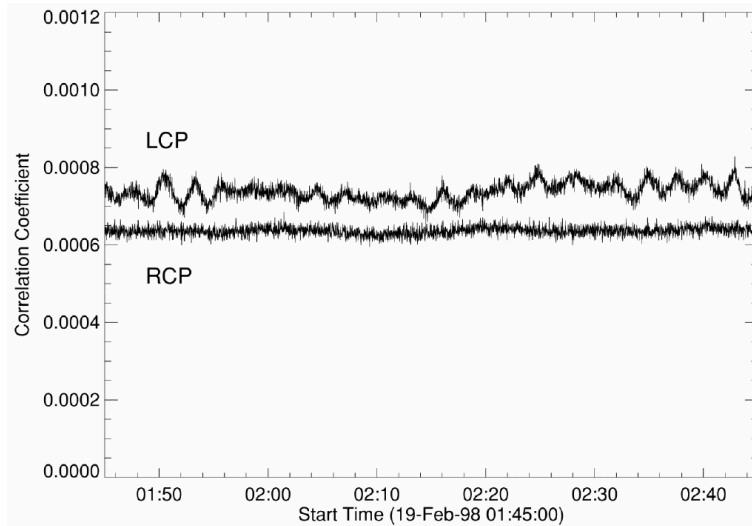
• SUMER (EUV) intensity variation = 0.1
 \Rightarrow " density oscillation = 0.05

$$\frac{\partial T}{T} = (\beta - 1) \frac{v}{c_s} \Rightarrow \text{temperature oscillation} = 0.03$$

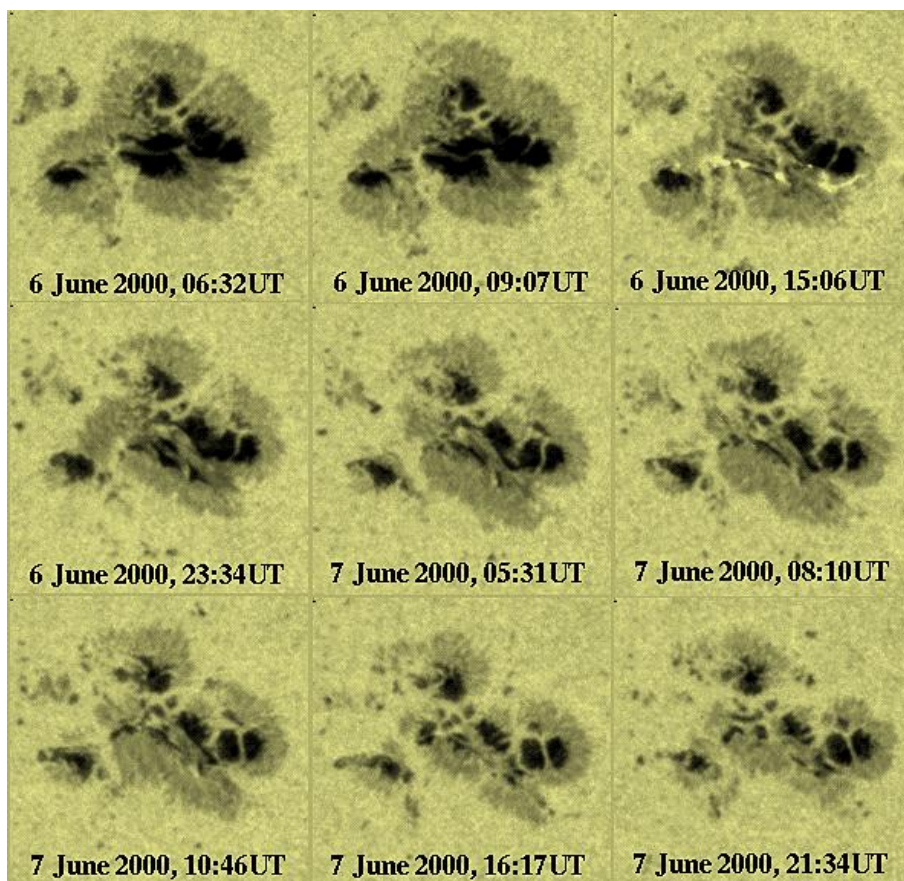
$$\frac{\partial T_b}{T_b} = 3 \frac{\partial T}{T} + \frac{\partial N}{N} = 3 \times 0.03 + 0.05 = \underline{0.14}$$

$$\frac{\partial T_b}{T_b} (17 \text{ GHz}) \approx \frac{\partial T_b}{T_b} (\text{EUV}) \Rightarrow \text{radio brightness}$$

oscillations due to acoustic waves in sunspot umbra!



Kuva 10.21: Radiosäteily oli myös ympyräpolarisoitunutta, mutta vain toisella polarisaatiolla (Left Hand Circular Pol. - LCP). Tästä päätellen säteily tuli optisesti ohueelta alueelta. (Shibasaki ApJ 550, 2001)

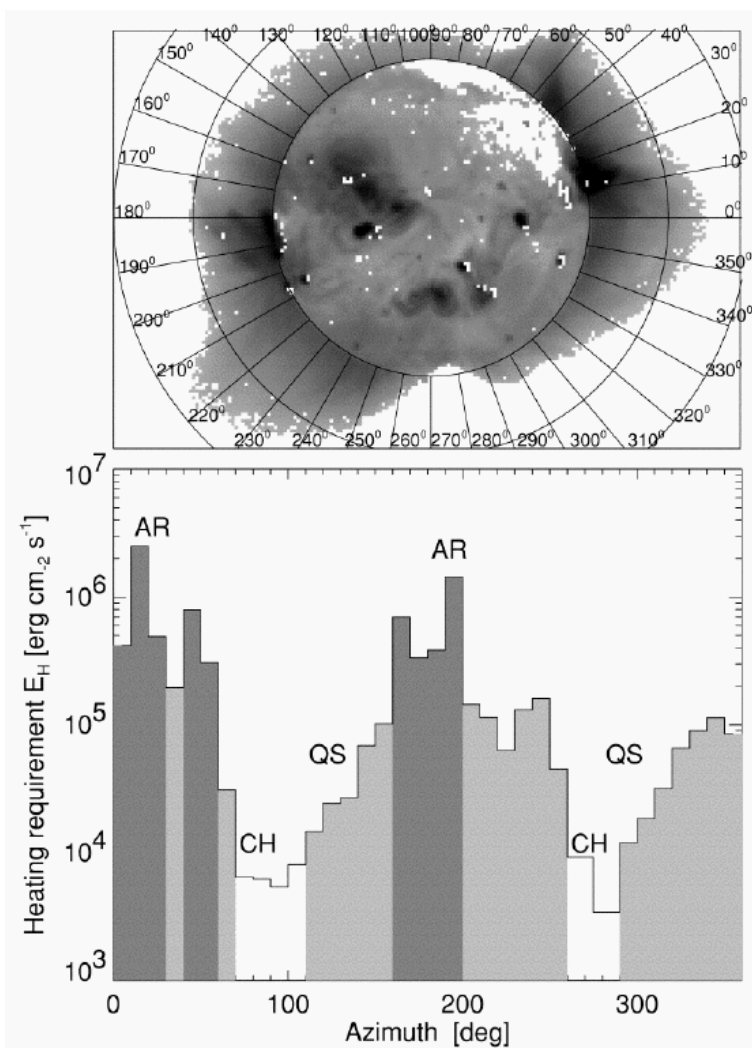


Kuva 10.22: Auringonpilkkualueet hajoavat ja leviävät ajan kuluessa, sanotaankin että 'rauhallinen aurinko' koostuu hajonneista pilkuista eli käytännössä heikentyneestä magneettikentästä (polariteetti säilyy).

10.9 Koronan lämmitys

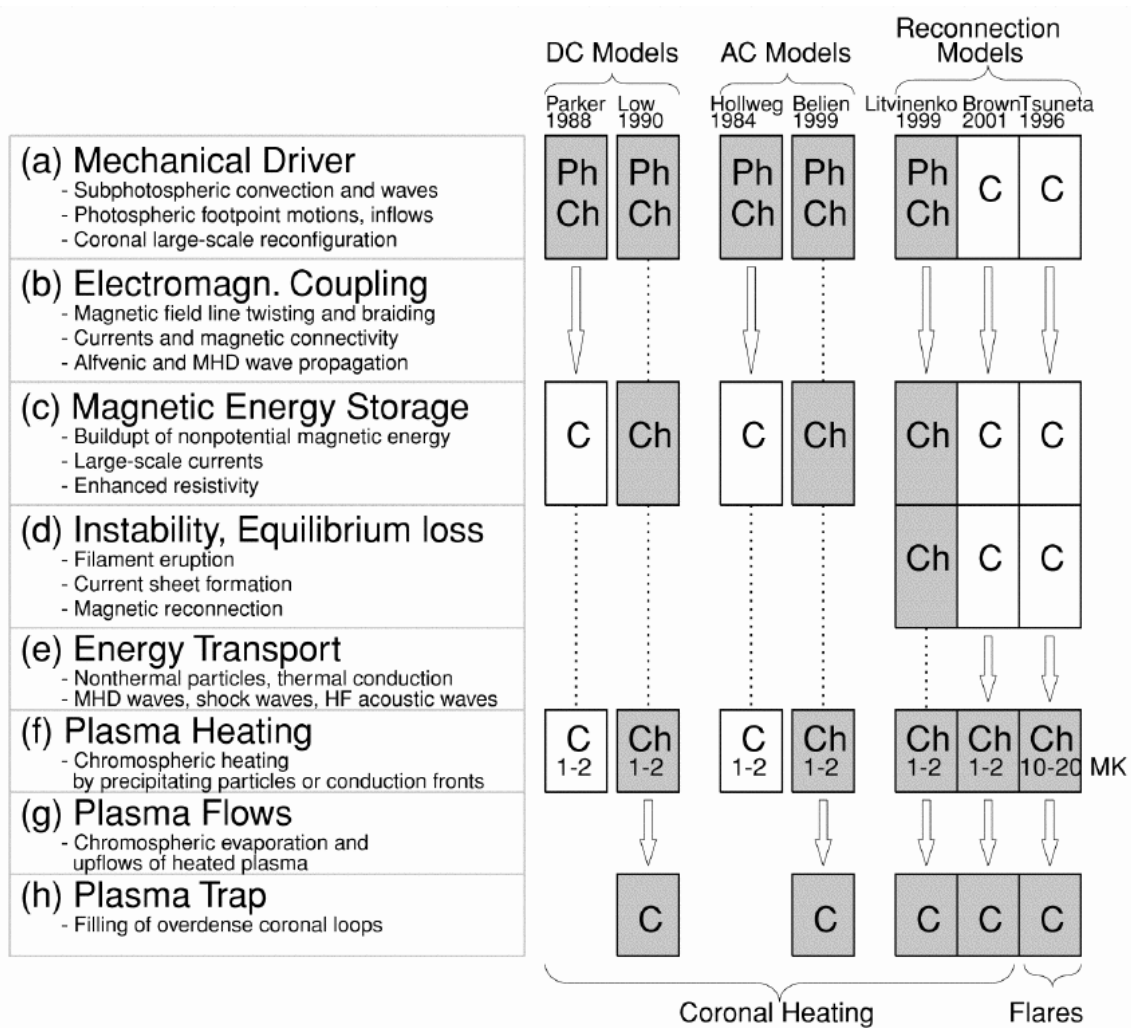
Yksi aurinkotutkimuksen peruskysymyksiä on koronan kuumentuminen - mikä saa koronan lämpötilan nousemaan yli 200 kertaiseksi kromosfäärin lämpötilaan verrattuna? Vastausta on haettu kahdelta eri suunnalta

- AC-mallit: energialähteenä konvektio tai turbulenssit fotosfäärin alakerroksissa, energia siirtyy MHD-aaltojen mukana ylös. Eniten tutkitaan Alfven-aaltojen kykyä lämmittää kromosfääriä ja koronaa.
- DC-mallit: energialähteenä magneettikentät ja niissä kulkeva virta, energia vapautuu esimerkiksi rekonektiossa – pienessä tai suuressa mittakaavassa (flaret, nano-flaret, EUV jetit, spikulat, jne.).



Kuva 10.23: Composite soft X-ray image of the Sun observed on 1992 August 26 with Yohkoh (top panel). The histogram shows the heating rate requirement (bottom panel) in the 36 azimuthal sectors around the Sun. The labels indicate the locations of active regions (AR; dark gray), quiet-Sun regions (QS; light gray), and coronal holes (CH; white). (Aschwanden ApJ 560, 1035-, 2001)

Ongelmana on, että magneettisen energian muuttaminen termiseksi energiaksi tapahtuu parhaiten hyvin pienissä pinta-alayksiköissä, liian pienissä jotta nykyisillä instrumenteilla voitaisiin sitä havaita. Voimmekin ainoastaan turvautua teoreettisiin malleihin ja verrata malleista saatavia tuloksia havaintoihin. Esimerkiksi MHD-aaltomalleja on kritisoitu siitä, että ne kyllä siirtävät energiaa ylös koronaan mutta eivät aiheuta plasman tiheyden kasvua koronan kaarissa tai kaarien juurien (footpoints) liikettä kromosfäärissä (joita on havaittu). Myöskään havaitut flare-tyyppiset rekonnektiot Auringon pinnalla eivät energiataloudeltaan riitä lämmittämään korona, mikä voi johtua yksinkertaisesti siitä, että nykyiset laitteet eivät havaitse kaikilla aalonpituuksilla/lämpötiloilla tai että niiden aikaresoluutio ei ole kyllin hyvä havaitsemaan kaikkia purkauksia (esim. alle nanosekunnin kestäviä 'flareja').



Kuva 10.24: The eight main physical processes (ah) that occur in theoretical models of coronal heating are shown on the left side, and the corresponding flow charts of seven categories of theoretical models (with a reference to a typical representative listed at the top) are shown on the right side. Boxes mark the physical steps that are part of the models, arrows mark transport processes between different locations, and dotted lines mark cospatial locations. The boxes are colored in gray if the physical process takes place in a high-density region (photosphere, chromosphere, overdense coronal loops) and appear white for low-density regions (coronal background plasma). (Aschwanden ApJ 560, 1035-, 2001)

TABLE 1
CORONAL HEATING MODELS AND MATCHING OF OBSERVATIONAL CONSTRAINTS

Theoretical Model	Overdensity	Chromospheric Upflows	Heating Scale Height	References
Coronal DC Stressing				
Stress-induced reconnection				
Coronal	No	No	No	1, 2, 3, 4, 5, 6
Chromospheric	Yes	Yes	Yes	7
Stress-induced current cascade				
Coronal	No	No	No	8, 9, 10
Chromospheric	?	?	?	
Stress-induced turbulence				
Coronal	No	No	No	11, 12, 13, 14, 15, 16
Chromospheric	?	?	?	
Coronal AC Wave Models				
Alfvénic resonance				
Coronal	No	No	No	17, 18
Chromospheric	?	?	?	
Resonant absorption				
Coronal	No	No	No	19, 20, 21, 22, 23, 24, 25
Chromospheric	Yes	Yes	Yes	26
Phase mixing				
Coronal	No	No	No	27, 28, 29
Chromospheric	?	?	?	
Current layers				
Coronal	No	No	No	30
Chromospheric	?	?	?	
Turbulence				
Coronal	No	No	No	31
Chromospheric	?	?	?	
Magnetic Reconnection Models				
Dipolar				
Coronal	Yes	Yes	Yes	32
Chromospheric	Yes	Yes	Yes	33
Photospheric	Yes	Yes	Yes	34, 35, 36, 37, 38
Tripolar				
Coronal	Yes	Yes	Yes	
Chromospheric	Yes	Yes	Yes	39
Photospheric	Yes	Yes	Yes	
Quadrupolar				
Coronal	Yes	Yes	Yes	40
Chromospheric	Yes	Yes	Yes	
Photospheric	Yes	Yes	Yes	41

REFERENCES.—(1) Sturrock & Uchida 1981. (2) Berger 1991. (3) Parker 1988. (4) Berger 1993. (5) Galsgaard & Nordlund 1997. (6) Parker 1983. (7) Low 1990. (8) Van Ballegoijen 1986. (9) Hendrix et al. 1996. (10) Galsgaard & Nordlund 1996. (11) Einaudi et al. 1996. (12) Dmitruk & Gomez 1997. (13) Heyvaerts & Priest 1992. (14) Inverarity et al. 1995. (15) Inverarity & Priest 1995a. (16) Milano et al. 1997, 1999. (17) Hollweg 1984. (18) Litwin & Rosner 1998. (19) Ionson 1978, 1982, 1983. (20) Mok 1987. (21) Davila 1987. (22) Steinolfson & Davila 1993. (23) Ofman et al. 1994a, 1994b, 1995. (24) Halberstadt & Goedbloed 1995a, 1995b. (25) Ruderman et al. 1997. (26) Belien, Martens, & Keppens 1999. (27) Heyvaerts & Priest 1983. (28) De Moortel et al. 1999. (29) De Moortel, Hood, & Arber 2000. (30) Galsgaard & Nordlund 1996. (31) Inverarity & Priest 1995b. (32) Brown et al. 2000. (33) Litvinenko 1999. (34) Longcope & Kankelborg 1999. (35) Furusawa & Sakai 2000. (36) Sakai et al. 2000a, 2000b, 2001a, 2001b. (37) Tarbell et al. 1999. (38) Ryutova et al. 2001. (39) Chae et al. 1999. (40) Aly & Amari 1997. (41) Sturrock 1999.

Kuva 10.25: Coronal Heating Models and Matching of Observational Constraints (Aschwanden, ApJ 560, 1035-, 2001)

Luku 11

Tulevaisuuden aurinkotutkimusta

11.1 Hinode

Hinode, eli Solar-B ennen laukaisua, on Japanin avaruustutkimuskeskuksen (ISAS/JAXA) uusi aurinkotutkimussatelliitti, joka jatkaa Yohkoh-satelliitin (Solar-A) aloittamaa Japani–Iso-Britannia–USA-yhteistyötä. Satelliitti laukaistiin syyskuussa 2006 ja havaintomateriaalin pitäisi tulla yleiseen käyttöön 6 kk myöhemmin. Hinoden kolme instrumenttia (optinen kaukoputki SOT, röntgenkaukoputki XRT ja ääriultraviolettialueen kuvantava spektrometri EIS) tulevat havaitsemaan 'rauhallisen' Auringon ilmiöitä aktiivisuusminimin aikaan.

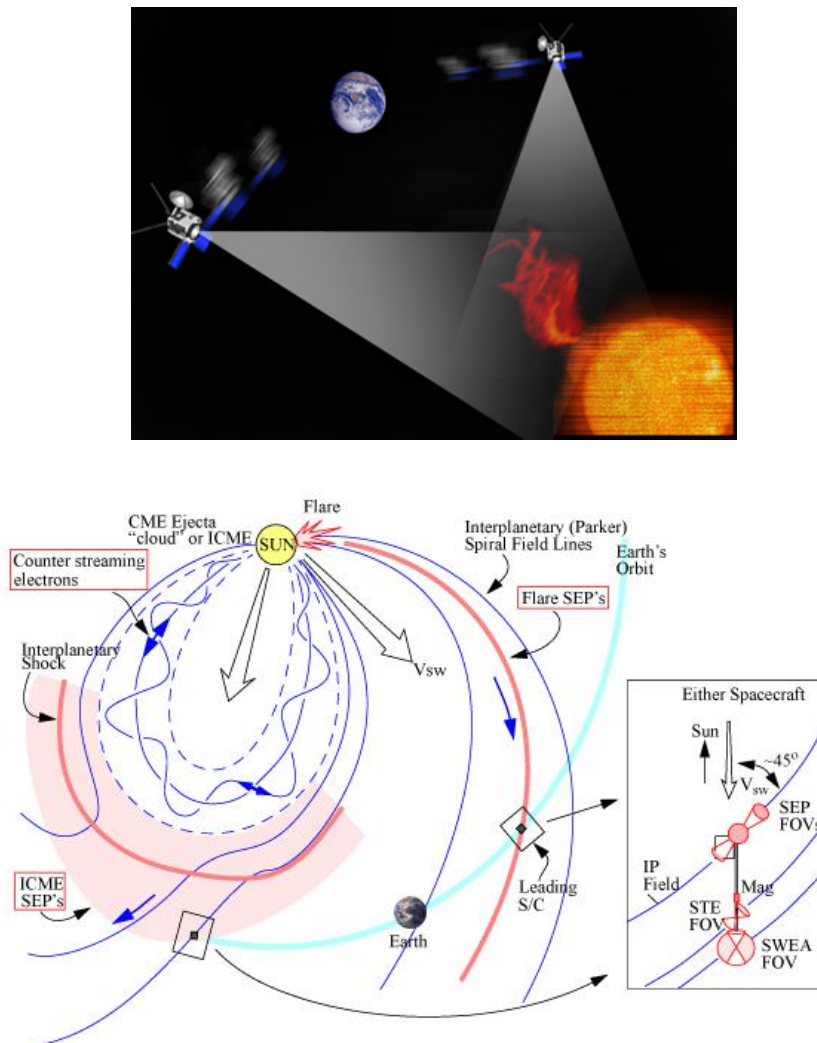
http://solar-b.nao.ac.jp/index_e.shtml



Kuva 11.1: Hinode instruments: The 50cm diameter Solar Optical Telescope (SOT) will obtain a continuous, seeing-free series of diffraction-limited images (0.2-0.3") in 388-668 nm range. The X-Ray Telescope (XRT) is a high resolution grazing incidence telescope, which is a successor to the highly successful Yohkoh. The Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer (EIS) can observe many EUV emission lines from the transition region, the corona, and flares are contained in these wavelength ranges and observers can select the number of spectral windows up to 25 in the imaging area of two CCDs.

11.2 STEREO

STEREO koostuu nimensä mukaisesti kahdesta satelliitista, joiden havainnoista muodostetaan stereoskooppinen kuva Auringosta saapuvista purkauksista. Satelliitit liikkuvat Maan radan mukaisesti, yksi edellä ja yksi jäljessä, mutta ne ovat suunnattuna koko ajan Aurinkoon päin. STEREO:n instrumentteja ovat mm. radiotaajuuksilla toimiva CME-seuraaaja, koronografi ja ääriultra-violetialueen kaukoputki. Satelliitit laukaistiin lokakuussa 2006 ja tammikuussa 2007 ne saavuttivat omat, Aurinkoa kiertävät ratansa. STEREO on osa NASA:n Aurinko-Maa projektia, jossa painopiste on tutkia Auringon vaikutuksia Maan lähialueilla.

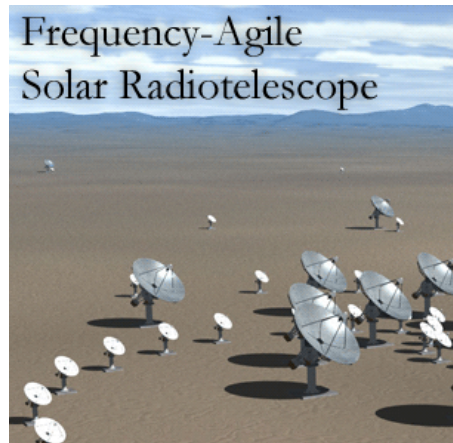


Kuva 11.2: STEREO consists of two Sun-pointed observatories with identical instrument complements, the heliocentric orbits drifting away from the Earth, one leading and one lagging. Instrumentation includes a CME radio tracker and a Doppler imager in Helium 304. STEREO capabilities: First stereo viewing of Sun from out-of-Earth-orbit vantage points, first imaging and tracking of space disturbances from Sun to Earth, first continuous determination of interplanetary shock positions by radio triangulation, first simultaneous imaging of solar activity with in-situ measurement of energetic particles at 1 AU

11.3 FASR

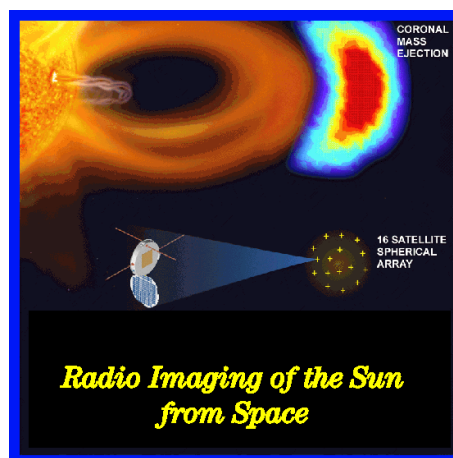
The Frequency-Agile Solar Radiotelescope (FASR) is a multi-frequency ($\sim 0.1\text{-}30$ GHz) imaging array composed of many (~ 100) antennas. It is designed specifically for observing the Sun. It will produce high-quality images of the Sun with high spatial resolution (1 arcsec at 20 GHz), high spectral resolution ($dn/n \sim 0.01\text{-}0.03$), and high time resolution (<1 s), across more than two decades in frequency. In so doing, it will produce a continuous, three-dimensional record of the solar atmosphere from the chromosphere up into the mid-corona. FASR is now under Design Study in the U.S.

<http://www.ovsa.njit.edu/fasr/>



11.4 SIRA – ALFA

High resolution (<1 arcmin), very low frequency (<30 MHz) observations cannot be done from the ground. The ionosphere is too severe a restriction. At these frequencies ionospheric phase and amplitude fluctuations become so large that even the strongest calibration sources become decorrelated and selfcal techniques fail in interferometry.



The plasma frequency of the ionosphere is approx. 15 MHz on the day side of the earth near sunspot maximum and approx. 10 MHz on the night side near sunspot minimum, making the

layer opaque to all lower frequencies. Even at preferred sites near the magnetic poles, such as Canada and Tasmania, and near sunspot minimum when ground based observations can be taken as low as 2 MHz, the available resolution is extremely poor (several degrees). Therefore, to study this last unexplored window on the electromagnetic universe, one must go to space. JPL in collaboration with NRL, GSFC, and other members of the ALFA Mission Team submitted a proposal for the Astronomical Low Frequency Array (ALFA) - the ALFA proposal was directed at both solar physics and astrophysics goals.

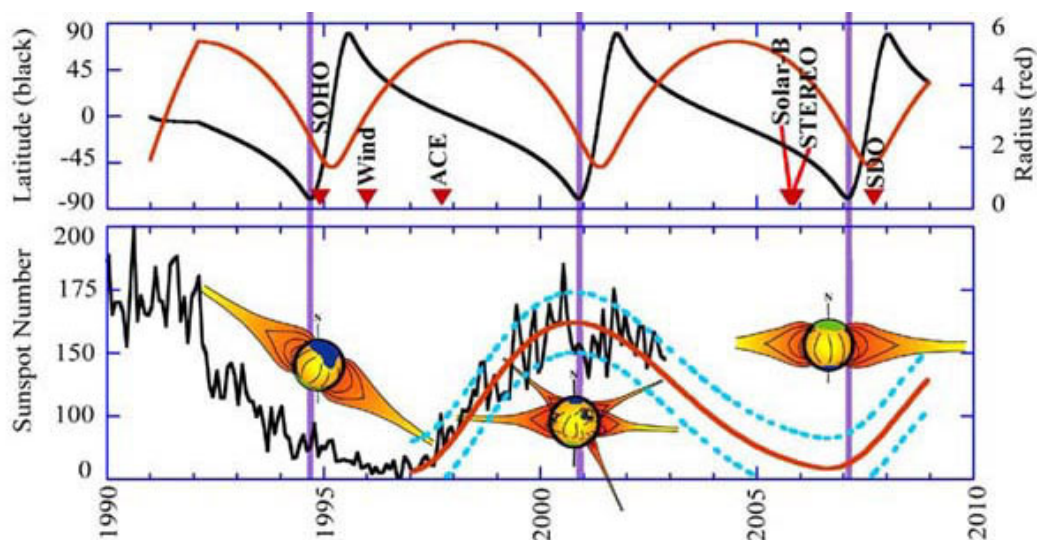
Solar Imaging Radio Array SIRA at <http://sira.gsfc.nasa.gov/>

11.5 Solar Dynamics Observatory

Solar Dynamics Observatory (SDO) on NASA:n satelliitti, joka tulee tutkimaan Auringon magneettikenttiä ja muuttuvaa luonnetta kolmella eri instrumentilla, jotka kuvaavat Auringon pintaa ultraviolett- ja ääriultraviolettialueella ja mittaavat samanaikaisesti erittäin tarkkoja magnetogrammeja. Laukaisuaika 2008 osuu Auringon aktiivisuuden nousuajalle.

11.6 Solar Orbiter

Solar Orbiter on Euroopan avaruusjärjestön ESA:n tutkimussatelliitti, joka laukaistaneen 2013 seuraavan Auringon aktiivisuusmaksimin jälkeen, ja jonka suunniteltu elinikä ulottuu vuoteen 2020 asti. Solar Orbiter liikkuu nimensä mukaisesti Auringon ympäri elliptisellä radalla. Satelliitin instrumenttivalinnat ovat vielä suunnitteluasteella, ja niiden rakentamisessa täytyy ottaa huomioon hankalat ja laitteille vaaralliset olosuhteet lähellä Aurinkoa.



Middle: Ulysses orbital latitude and radius, plus the launch dates for SOHO, Wind, ACE, Solar-B, STEREO, and SDO. Bottom: Solar sunspot number and predicted sunspot number through 2008 (Hathaway et al., 1994, & priv. comm.). Schematics of the typical shape of the corona at various times in the solar cycle are superimposed on this panel. The time scale runs from just before the launch of Ulysses in 1990 through 2010. Vertical lavender bars mark the beginning of each Ulysses fast latitude scan.

Kirjallisuutta

- Bastian T.S., Benz A.O., Gary D.E. 'Radio emission from solar flares', Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 1998, 36, 131-188
- Benz A.O. 'Plasma Astrophysics (Kinetic processes in solar and stellar coronae)', Kluwer Academic Publishers, 1993
- Bruzek A. - Durrant C.J. 'Illustrated Glossary for Solar and Solar-Terrestrial Physics', Kluwer Academic Publishers, 2002
- Dulk G.A. 'Radio emission from the Sun and the stars', Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 1985, 23, 169-224
- Foukal P.V. 'Solar Astrophysics', Wiley-VCH, 2004
- Golub L.- Pasachoff J.M. (suom. T. Perhoniemi) 'Lähin tähtemme', Ursa 2004
- Harju J.-Juvela M.-Kontinen S.-Heikkilä A.-Wiik K. 'Johdatus radioastronomiaan', Helsingin yliopisto Observatorio, luentomoniste, 2001
- Hudson H., Ryan J. 'High-energy particles in solar flares', Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 1995, 33, 239-282
- Kahler S.W. 'Solar flares and coronal mass ejections', Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 1992, 30, 113-141
- Kallenrode M-B. 'Space Physics', Springer-Verlag, 1998
- Kitchin C.R. 'Astrophysical Techniques', Adam Hilger Ltd, 1991
- Kraus J.D. 'Radio Astronomy', Cygnus-Quasar Books, 1986
- Mursula K. 'Geokosmofysiikka', Oulun yliopisto luentomoniste, 1999, <http://spaceweb.oulu.fi/education/Geokosmofysiikka/>
- Phillips K.J.H. 'Guide to the Sun', Cambridge University Press, 1992
- Pohjolainen S. 'Energy release by solar flares: Observations at radio and X-ray wavelengths' (PhD thesis), Metsähovi Report 24, 1996
- Rohlfs K.-Wilson T.L. 'Tools of Radio Astronomy', Springer-Verlag, 1996
- Räisänen A.-Lehto A. 'Radiotekniikka', Otatieto 1993+
- Tayler R.J. 'The Sun as a Star', Cambridge University Press, 1997