XFYS4336 Havaitseva tähtitiede II

Silja Pohjolainen Kaj Wiik

Tuorlan observatorio

Kevät 2014

◆□▶ ◆ 同▶ ◆ 国▶ □ □ 1/45

Osa kuvista on lainattu kirjasta Wilson, Rohlfs, Hüttemeister: 'Tools of Radio astronomy'

Kertausta

Antennit

Radiointerferometria

▲□▶▲圖▶▲臺▶ 臺 2/45

ALMA

SKA

Poincarén pallo ja Stokesin parametrit





 $S_{0} = I = E_{a}^{2} + E_{b}^{2} = \langle a_{1}^{2} \rangle + \langle a_{2}^{2} \rangle$ $S_{1} = Q = S_{0} \cos 2\chi \cos 2\Psi = \langle a_{1}^{2} \rangle - \langle a_{2}^{2} \rangle$ $S_{2} = U = S_{0} \cos 2\chi \sin 2\Psi = \langle 2a_{1}a_{2} \cos \delta \rangle$ $S_{3} = V = S_{0} \sin 2\chi = \langle 2a_{1}a_{2} \sin \delta \rangle \quad (1)$ $I^{2} > Q^{2} + U^{2} + V^{2} \quad (2)$

3/45

Faradayn polarisaatiokiertymä ja rotaatiomitta

Polarisaatiohavainnot antavat tietoa kohteen magneettikentän voimakkuudesta ja suunnasta ja myös elektronitiheydestä. Lineaarisesti polarisoituneen aallon polarisaatiokulma $\chi^{\rm lin}$ muuttuu jos se kulkee magneettikentän läpi:

$$\chi^{\rm lin}(\lambda) = \chi_0^{\rm lin} + {\rm RM} \cdot \lambda^2, \tag{3}$$

jossa

$$\mathrm{RM} = 0.81 \int_{\mathrm{kohde}}^{\mathrm{havaitsija}} n_e \overrightarrow{B} \cdot \mathrm{d} \overrightarrow{l}. \tag{4}$$

 χ_0^{lin} on alkuperäinen kohteen polarisaatiokulma, RM on rotaatiomitta (rotation measure) n_e on elektronitiheys (cm^3), B magneetikenttä (μG) ja matka I (parsec).

(Radioastronomiassa polarisaatiokulman symboli on yleisesti χ , tässä kirjassa sitä on käytetty toisessa tarkoituksessa, sen takia käytän merkintää χ^{lin})

Antennit ja pintahyötysuhde

Antennin tehtävä on kaapata sen pinnalle lankeava radiosäteily. Sen tärkein ominaisuus onkin **tehollinen pinta-ala** A_e (effective aperture) neliömetreissä. A_e tarkoittaa ideaalisen antennin pinta-alaa.



Toteutettavissa olevat antennit ovat vähemmän tehokkaita ja tätä epäideaalisuutta kuvaa **pintahyötysuhde** η_e joka on yleensä luokkaa 0.5...0.95. Pintahyötysuhteeseen sisältyy kaikki muodon poikkeamista, pintamateriaalista ja antennin rakenteesta johtuvat (varjostus) epäideaalisuudet. (Kuva: Meerkat, Etelä-Afrikka)

Apertuuriantennien pinta-ala

Ns. apertuuriantenneilla (esim. paraboloidi- ja torviantennit) tehollinen pinta-ala saadaan fysikaalisesta pinta-alasta

$$A_e = \eta_e A \quad [m^2] \tag{5}$$

< □ > < □ > < □ > < □ >



Bell-laboratorion paraboloiditorviantenni jolla Arno Penzias ja Robert Wilson löysivät 3 K taustasäteilyn. Kun antennille lankeaa radiosäteilyä, säteilyn fotonit saavat elektronit liikkeeseen ja antenniin muodostuu mitattavissa oleva sähkövirta ja -teho:

$$P_{a} = \frac{1}{2} A_{e} \int_{\nu}^{\nu + \Delta \nu} \int_{\Omega} B_{\nu} \,\mathrm{d}\Omega \,\mathrm{d}\nu. \tag{6}$$

Kaavassa kerroin $\frac{1}{2}$ johtuu siitä että yksittäinen antenni voi vastaanottaa kerrallaan vain yhtä kahdesta ortogonaalisesta polarisaatiokomponentista.

Tämä tehonnousu voidaan tulkita myös *kohinalämpötilan* nousuna jolloin puhutaan **antennilämpötilasta** T_a :

$$P_a = kT_a \Delta \nu \tag{7}$$

◆□ ▶ ◆ □ ▶ ◆ □ ▶ ○ □ 7/45

DPFU

T_a eli antennilämpötilalla tarkoitetaan siis kohinalämpötilan lisääntymistä johtuen antennin säteilykeilaan siirtyvästä kohteesta, jonka kokonaisvuontiheys on S:

$$S = \frac{2kT_a}{A_e} \left[\frac{W}{m^2 Hz} \right]$$
(8)

Tästä yhtälöstä saadaan muokkaamalla näppärä luku joka kuvaa antennin suorituskykyä (Degrees Per Flux Unit):

$$DPFU = \frac{A_e}{2k} 10^{-26} \left[\frac{\mathrm{K}}{\mathrm{Jy}} \right]$$
(9)

Esim.				
Teleskooppi	halkaisija [m]	DPFU [mK/Jy]		
Tuorlan aurinkoteleskooppi	2	0.6		
Metsähovi	13.7	26.7		
Effelsberg	100	1580		
avaitseva tähtitiede II	Antennit		∃ >	э.

Antennin säteilykeila

Antennin säteilykeila koostuu *pääkeilasta* (main beam/lobe) ja *sivukeiloista* (sidelobes). Kuvassa säteilykeila on kuvattu polaarikoordinaatistossa jossa antennin *vahvistus* on suurin kun etäisyys origosta on suurin.

Keilan avaruuskulma Ω_A on avaruuskulma jossa kaikki antennin säteilemä teho kulkisi jos antennin säteily olisi vakio tässä kulmassa. Pääkeilan avaruuskulma Ω_M vastaa avaruuskulmaa jossa pääkeilan säteilemä teho kulkisi jos antennin säteily olisi vakio tässä kulmassa.

Antennin suuntaavuus määritellään:

$$D = \frac{4\pi}{\Omega_A} = \frac{4\pi A_e}{\lambda^2}$$



Antennit

(10)

Säteilykeilan leveyden määritelmiä

Antennin säteilykeilan leveys voidaan määritellä useilla tavoilla. Tavallisin määritelmä on *puolen tehon keilanleveys* (HPBW, FWHP) eli leveys jossa antennin vastaanottama teho putoaa puoleen kun antennia käännetään pois pistemäisestä kohteesta.



Muita harvemmin käytössä olevia määritelmiä ovat ensimmäisten minimien välinen kulma (BWFN) ja pääkeilan ekvivalentti leveys:

$$EWMB = \sqrt{\frac{12}{\pi}\Omega_M} \tag{11}$$

Antennin valaisu (illumination)

Antennin virtajakaumaa voidaan muokata jotta säteilykeila saadaan halutuksi. Virtajakauman ja säteilykeilan muodon välillä on Fourier-muunnosyhteys. Virtajakaumaa voidaan kuvitella myös siten että apertuuriantennia *valaistaan* sopivasti. Grading, taper ja apodisointi (varsinkin optiikassa) tarkoittavat samaa asiaa.



Kuvasta voi huomata että tasaisella valaisulla saa kapeimman keilan mutta suurimmat sivukeilat ja Gaussisella valaisulla sivukeilat häipyvät keilanleveyden ja vahvistuksen kustannuksella.

Säteilykeilan leveys eli resoluutio

Antennin säteilykeilan leveys riippuu siis antennin pinnan valaisusta, tasaisesti valaistun apertuurin puolen tehon keilanleveys θ_b (FWHP) on

$$\theta_b = 1.02 \frac{\lambda}{D} \, [\text{rad}] \simeq 58.4^\circ \frac{\lambda}{D}.$$
(12)

Kun valaisu poikkeaa tasaisesta, keilanleveys kasvaa. Oikealla erilaisia valaisufunktioita, p = 0 vastaa yläosan suoraa viivaa eli tasaista valaistusta, alla taulukko keilanleveyksistä.



р	Κ	FWHP (rad)	BWFN (rad)	Relative gain	First side lobe (dB)
0		1.02	2.44	1.00	-17.6
1		1.27	3.26	0.75	-24.6
2		1.47	4.06	0.56	-30.6
1	0.25	1.17	2.98	0.87	-23.7
2	0.25	1.23	3.36	0.81	-32.3
1	0.50	1.13	2.66	0.92	-22.0
2	0.50	1.16	3.02	0.88	-26.5

Table 6.1	Normalized power pattern characteristics produced by aperture illumination following	Ś
(6.75)		

Gaussin keilat ja antennilämpötila

Gaussin muotoisen säteilykeilan avaruuskulma on

$$\Omega = 1.133\theta_b^2. \tag{13}$$

Kun kohteen kokoa mitataan äärellisellä antennikeilalla, tulos on antennin keilan ja kohteen koon *konvoluutio*. Jos kohteen läpimitta on θ_s ja antennin keila on θ_b , tulokseksi saadaan

$$\theta_o^2 = \theta_b^2 + \theta_s^2. \tag{14}$$

Samoin jos keilaa pienempää kohdetta havaitaan, saadaan antennikohinalämpötilaksi

$$T_A = T_s \frac{\theta_s^2}{\theta_b^2 + \theta_s^2},\tag{15}$$

jossa T_s on kohteen kohinalämpötila. T_A on todellisuudessa hieman pienempi johtuen pääkeilan hyötysuhteesta $\eta_B = \Omega_M / \Omega_A$.

XFYS4336 Havaitseva tähtitiede l

Radioteleskooppien geometrioita

Radioteleskoopit ovat korkeilla taajuuksilla yleensä peiliheijastusantenneja joissa pää- ja apupeileillä kerätään säteily ja kohdistetaan se *syöttöantenniin*.



The geometry of (a) Cassegrain, (b) Gregory, (c) Nasmyth and (d) offset Cassegrain

Tyypillisin geometria on *Cassegrain*, jossa syöttöantenni ja vastaanotin saadaan peilin keskelle. *Nasmyth* fokus sijaitsee elevaatioakselilla jolloin syöttöanenni ei liiku elevaation suhteen. *Offset-Cassegrainissa* syöttö saadaan pois pääpeiliä varjostamasta jolloin hyötysuhde paranee. Peiliantennista voi myös puuttua apupeili kokonaan jolloin puhutaan *prime-focus* antennista.

- Kuva muodostetaan 'ottamalla näytteitä' virtuaalisen teleskoopin pinnalta
- Erottelukyky verrannollinen antennien suurimpaan etäisyyteen aallonpituuksissa
- Herkkyys verrannollinen ainoastaan antennien yhteenlaskettuun pinta-alaan
- Kuvan muodostaminen 'reikien' vuoksi hankalaa
- Matalilla taajuuksilla ongelmana ionosfäärin aiheuttama vaihteleva viive
- Korkeilla taajuuksilla ongelmana vesihöyryn aiheuttama vaimennus mutta erityisesti sen aiheuttama vaihteleva viive



Kaksielementtinen interferometri

x, y taso on kuvataso ja u, vtaso on taso jolta korrelaatiokertoimet eli visibiliteetit kerätään (teleskooppitaso). Kuva voidaan muodostaa visibiliteeteistä periaatteessa käänteisellä Fourier-muunnoksella:

$$I(x,y) = \int V(u,v)e^{-i2\pi(ux+vy)} \,\mathrm{d}u \,\mathrm{d}v$$
(16)

Käytännössä puuttuva u, v-tason tieto joudutaan interpoloimaan dekonvoluutiomenetelmillä (Clean, MEM, CS).





u, v-taso voidaan näytteistää joko suurella määrällä antenneja (snapshot) tai pidemmän ajan kuluessa käyttämällä maan pyörimisliikettä hyväksi. Tällöin teleskoopit piirtävät u, v-tasoon ellipsejä joiden elliptisyys riippuu kohteen deklinaatiosta. Fourier-muunnoksen symmetriaominaisuudesta johtuen 'toinen puoli' tasosta saadaan automaattisesti joten tason maksimitäyttöön vaaditaan vain puoli kierrosta eli 12 tuntia. Visibiliteettien ja kuvan välillä on Fourier-muunnosyhteys. Yksnkertaisen lähteen havaituista visibiliteeteistä voi jo sanoa melko paljon kohteen rakenteesta.

Voidaan ajatella että kuva muodostuu pistelähteistä joiden aiheuttamien visibiliteettien summa havaintodata on. Klassinen esimerkki on kaksi pistelähdettä: ne aiheuttavat *u*, *v*-tasoon sinimuotoisen vaihtelun.



Interferometrian pioneereja



Sir Martin Ryle (G3CY)



K.39. Teekkari J.J. Riihimaa etuvahvistinta virittämässä.

Jorma J. Riihimaa (OH8PX)

A new radio interferometer and its application to the observation of weak radio stars

By M. Ryle

(Communicated by Sir Lawrence Bragg, F.R.S.—Received 19 June 1951— Revised 10 October 1951)

Proceedings of the Royal Society of London 3/1952

A new type of radio interferometer has been developed which has a number of important advantages over earlier systems. It is use enables the radiation from a weak 'point' source such as a radio star to be recorded independently of the radiation of much greater intensity from an extended source. It is therefore possible to use a very much greater recorder sensitivity than with earlier methods. It is, in addition, possible to use greatmplifters at the aerials, and the resolving power which may be used is therefore not restricted by attenuation in the aerial cables.

Besides improved sensitivity, the new system has a number of other advantages, particularly for the accurate determination of the position of a radio source. Unlike earlier systems the accuracy of position finding is not seriously affected by rapid variations in the intensity of the radiation. It also has important applications to the measurement of the angular diameter and polarization of a weak source of radiation.

The new system has been used on wave-lengths of 1-4, 3-7, 6-7 and 8 m for the detection and accurate location of radio stars, and for the investigation of the scintillation of radio stars. It has also been used in a number of special experiments on the radiation from the sun. The results which have been obtained in these experiments have confirmed the advantages predicted analytically.



K.43. Ensimmäinen rekisteröinti Cass A:n ohikulusta Credit: J. Riihimaa 2-3.8.1953. (81.5 MHz)

- Riihimaan ensimmäiset havainnot 1953
- 1973 Riihimaa aloitti Jupiterin dekametrihavainnot kahdesta LDPA-antennista koostuneella interferometrilla Oulun yliopistossa
- 1979 Ensimmäiset 5 GHz (6 cm) VLBI-testit TKK:n Metsähovin 13.7 metrin teleskoopilla (S. Tallqvist)
- 1991 Ensimmäiset 22 GHz (1.3 cm) havainnot Suomessa rakennetuilla laitteilla (Metsähovi)
- 1995 mm-VLBI havainnot aloitetaan Metsähovissa (3 mm, 86 GHz)
- 2001 Ensimmäiset 150 GHz (2 mm) havainnot
- Metsähovi (Aalto yliopisto) on vahvasti mukana kehittämässä internetiin perustuvaa havaintojen siirtoa (eVLBI)



(日)(日)(日)(日) э

EM frequency-resolution space



24/45

CREATING A BLACK HOLE TELESCOPE

2: Combined Array for Research in Millimeter wave Astronomy – California



3: Arizona Radio Observatory



1. Submillimeter Array and James Clerk Maxwell Telescope – Hawaii





Supermassive blackhole detection

Sgr A*



For 440 GHz, 20 μas resolution needs a baseline of ${\sim}7000$ km

EM frequency-resolution space



27/45

VSOP (HALCA)



•Weight: 0.83 ton

- •Aperture: 8 m
- •Launch: 1997-02-12
- •Apogee: 21,000km
- •Perigee: 560 km
- •Period: 6.3 hr
- Inclination: 31°
 Bands: L/C

< □ > < 同 > < 三 >





◆□ ▶ ◆ □ ▶ ◆ □ ▶ □ □ 29/48

ALMA (Atacama Large mm Array)

- Kansainvälinen, tällä hetkellä kallein tähtitieteellinen projekti
- Tavoitteena vähintään viisikymmentä 12 metristä millimetriteleskooppia kytkettynä yhteen, antennien suurin välimatka 16 km (62/66 teleskooppia valmiina käyttöön maaliskuussa 2014)

	Specification				
Number of Antennas	At least 50×12 m, plus 12×7 m & 4×12 m total power antennas				
Maximum Baseline Lengths Angular Resolution (")	0.15 - 16 km $0.2'' \times (300/\vee \text{ GHz}) \times (1 \text{ km} / \text{ max. baseline})$				
12m Primary beam * (")	$20.6'' \times (300/\sqrt{GHz})^+$				
Effective Bandwidth	16 GHz (2 polarizations × 4 basebands × 2 GHz/baseband)				
Velocity Resolution	As narrow as $0.008 \times (v/300 \text{GHz}) \text{ km/s}$				
Polarimetry	Full Stokes parameters				

ALMA Full Array Specifications

* Note that the Primer uses the usual definition of primary beam diameter ~1.2 λ /D, whereas the Observing Tool (OT) uses λ /D to define the primary beam size, where λ is the observed wavelength and D is the diameter of the antenna.

						Compact		Most Extended		
Band	Frequency (GHz)	Wave- length (mm)	Primary Beam (FOV; ")	Ap- prox. Largest Scale (")	Contin- uum Sensi- tivity (mJy/ beam)	Angular Resolu- tion (")	ΔT _{line} (K)	Angular Resolution (")	ΔT _{line} (K)	
<i>1</i> ‡	31.3-45	6.7-9.5	145-135	93	ŧ	13-9	ŧ	0.14-0.1	ŧ	
2‡	67-90	3.3-4.5	91-68	53	ŧ	6-4.5	ŧ	0.07-0.05	ŧ	
3	84-116	2.6-3.6	72-52	37	0.05	4.9-3.6	0.07	0.05-0.038	482	
4	125-163	1.8-2.4	49-37	32	0.06	3.3-2.5	0.071	0.035-0.027	495	
5	163-211	1.4-1.8	37-29	23	*	*	*	*	*	
6	211-275	1.1-1.4	29-22	18	0.10	2.0-1.5	0.104	0.021-0.016	709	
7	275-373	0.8-1.1	22-16	12	0.20	1.5-1.1	0.29	0.016-0.012	1128	
8	385-500	0.6-0.8	16-12	9	0.40	1.07-0.82	0.234	0.011-0.009	1569	
9	602-720	0.4-0.5	10-8.5	6	0.64	0.68-0.57	0.641	0.007-0.006	4305	
10	787-950	0.3-0.4	7.7-6.4	5	1.2	0.52-0.43	0.940	0.006-0.005	_	

[‡]To be developed in the future.

*Available on a limited number of antennas

¹Note: These sensitivities were calculated using the expected receiver temperatures at the time of writing, and may not represent the values that are currently available. For the most up-to-date values, use the ALMA Sensitivity Calculator.







Figure 11: Examples of use of the CASA Simulata simulator at 345GHz (ALMA Band-7). The images are about 16" on a side, approximately the size of the primary beam, and the resolution is about 0.6", using a configuration with maximum baseline 250 m.









36/









SKA (Square Kilometer Array)

- Interferometriaan perustuva radioteleskooppi jonka yhteenlaskettu pinta-ala on noin neliökilometri
- Yli 50 kertaa herkempi kuin mikään olemassaoleva radioteleskooppi, taajuusalue 70 MHz – 10 GHz (4 m – 3 cm)
- SKA rakennetaan eteläiseen Afrikkaan ja Australian aavikolle näiden alueiden vähäisten radiohäiriöiden vuoksi
- Havaintodatan siirtämiseen tarvittava kaista on suurempi kuin koko maailman internetliikenne, oma verkko valokuiduilla.



SKA Central Region

Dishes

Dense Aperture Arrays

Sparse Aperture Arrays







