

WS 2004/05

Hochauflösende Radiobeobachtungen aktiver Galaxienkerne

Silke Britzen

MPIfR, Bonn



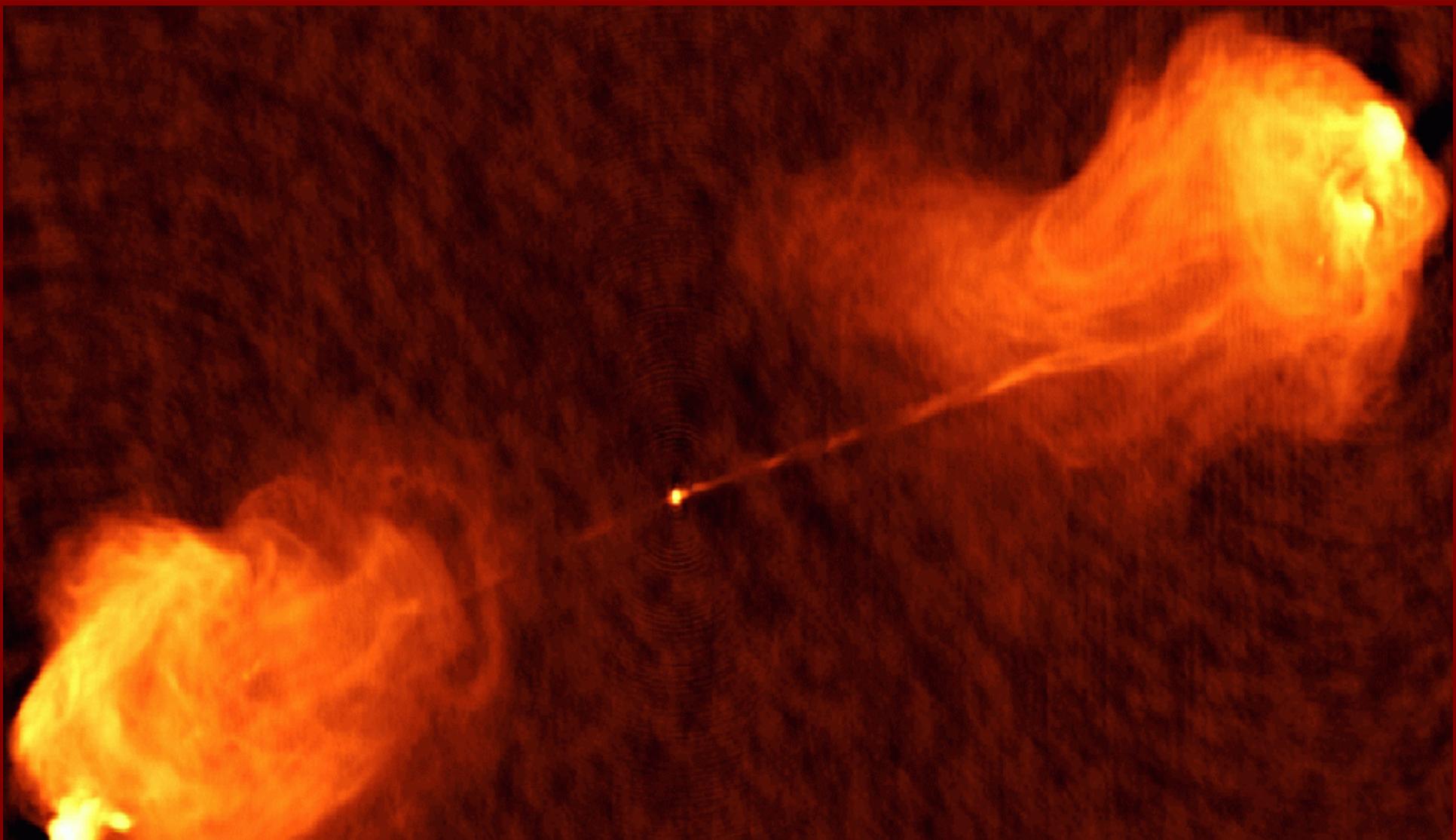
Max-Planck-Institut
für
Radioastronomie

Quasar



VLBI = Very Long Baseline Interferometry

Noise



Literatur

■ Bücher zum Thema:

■ *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy*

A.R. Thompson, J.M. Moran, and G.W. Swenson

■ *Very Long Baseline Interferometry and the VLBA*

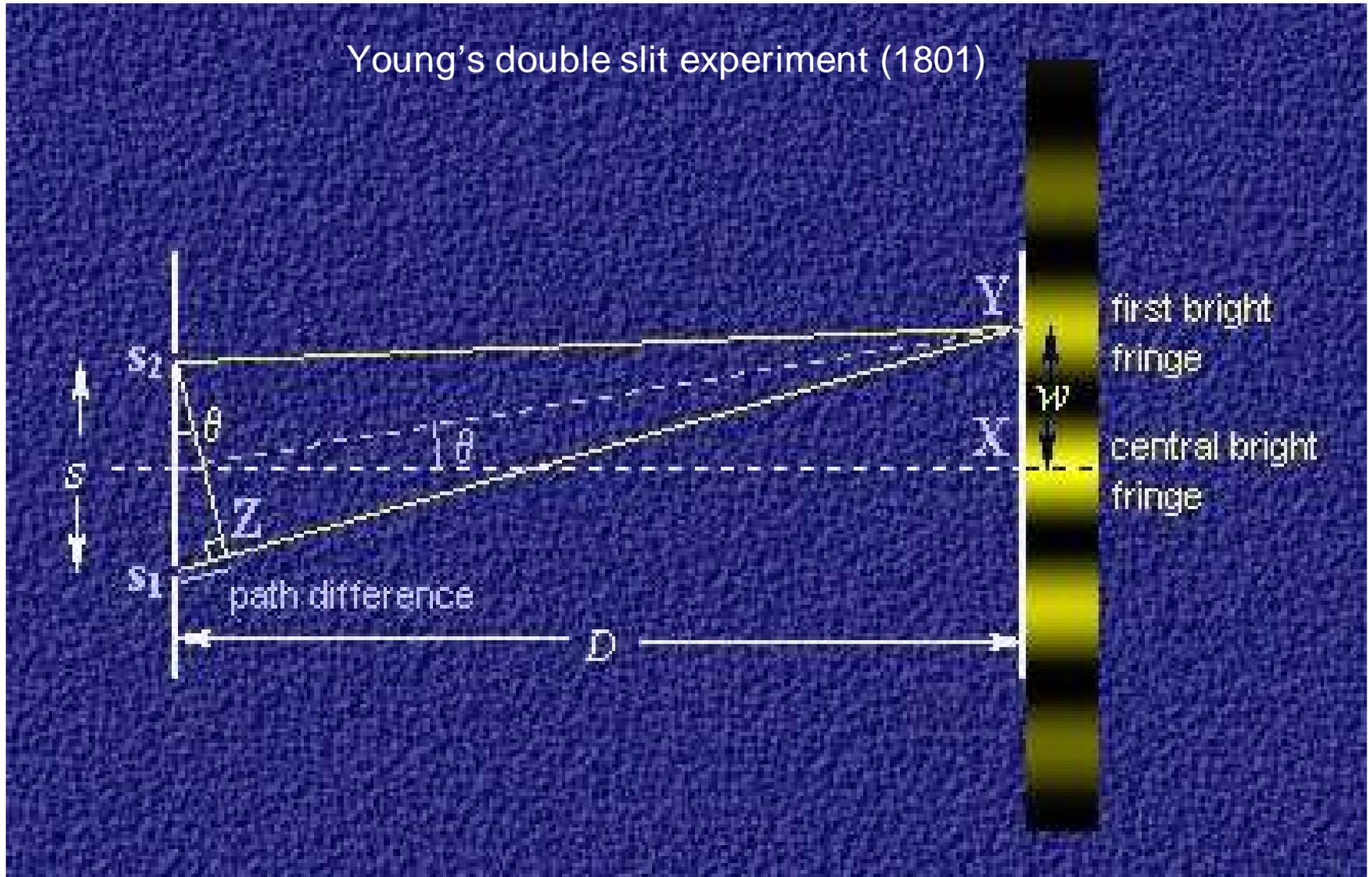
J.A. Zensus, P.J. Diamond, and P.J. Napier

■ *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II*

- Anfänge und Theorie der Interferometrie
- Interferometrische Beobachtungen: Datengewinnung
- Korrelation der Daten => Erzeugung von „visibilités“
- Datenreduktion:
 - Editieren
 - Kalibration
 - Bildrekonstruktion: Clean-Algorithmus

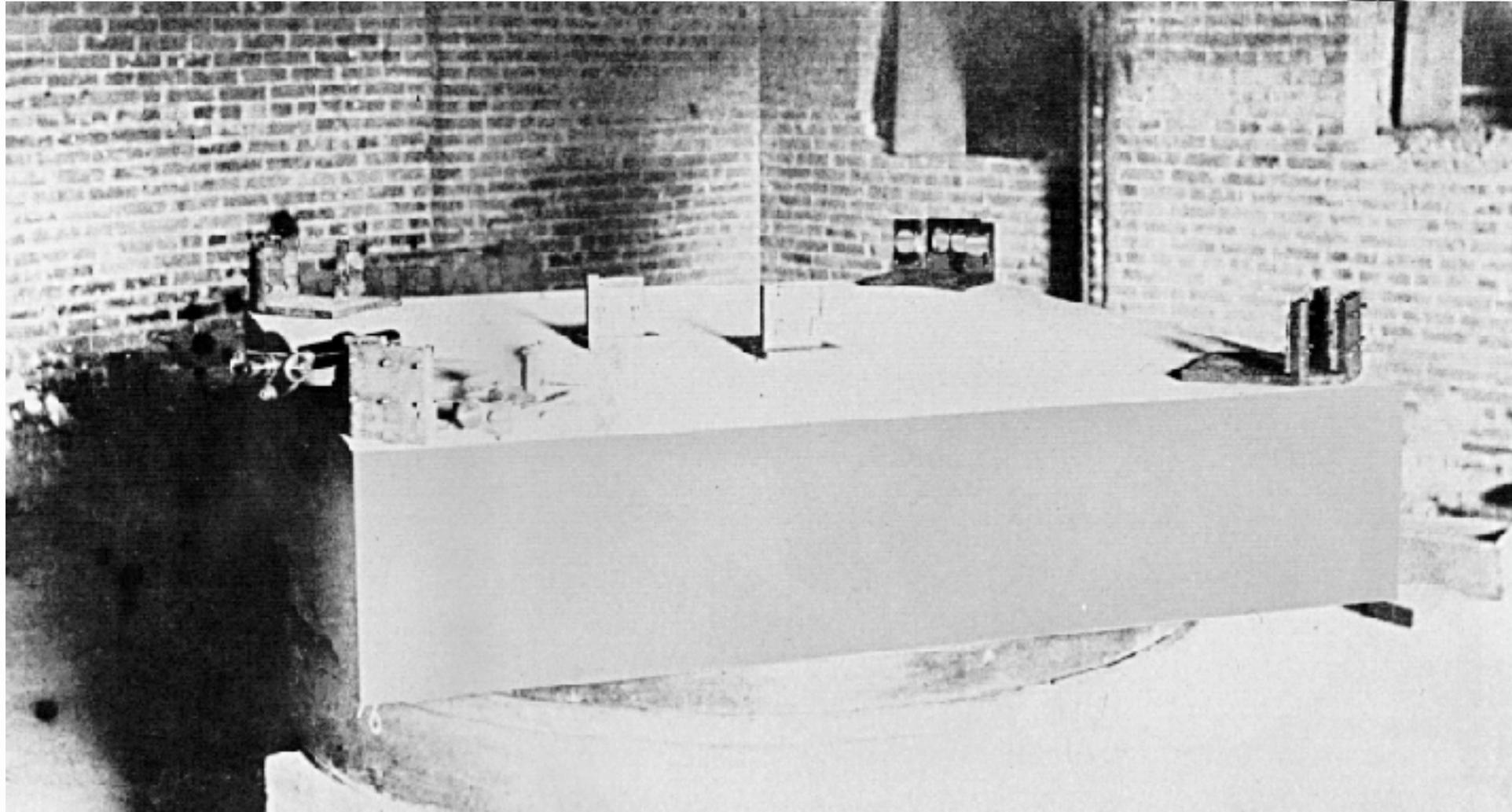
Anfänge der Interferometrie

Young's double slit experiment (1801)



Interferometrie

■ Optical work of Michelson (1890, 1920), Michelson Interferometer, Physics Nobel Prize 1907



$$I = 2A^2(1 + \cos \varphi) = 4A^2 \cos^2 \frac{\varphi}{2}$$

Brilliant fringes are obtained if:
 $\cos \varphi = 1$ if $\varphi = k\pi$ or $\delta = k\lambda$

$\cos \varphi = -1$ $\varphi = (2k+1)\pi/2$; $\delta = (k+1/2)\lambda$
Dark fringes are obtained if:

$$p = \frac{\delta}{\lambda} = \frac{2e}{\lambda} \left(1 - \frac{r^2}{2D^2}\right) \quad \text{with } p_0 = \frac{2e}{\lambda} \text{ at center}$$

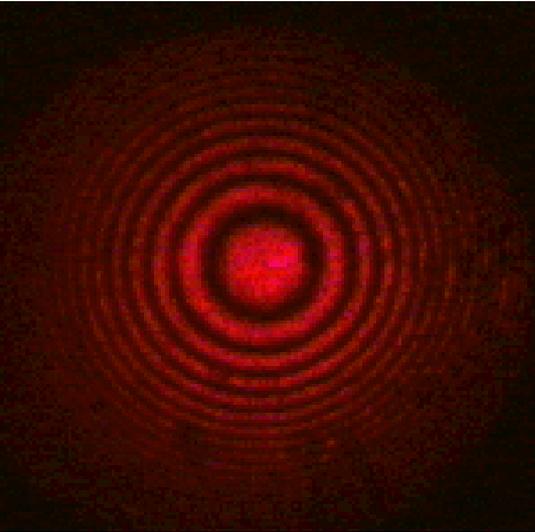
Let us use the interference order defined by:

$$r_p = D \sqrt{2 \left(\frac{\lambda}{2e} - p \right) \times \frac{\lambda}{2e}} = D \sqrt{2 \left(1 - p \times \frac{\lambda}{2e} \right)}$$

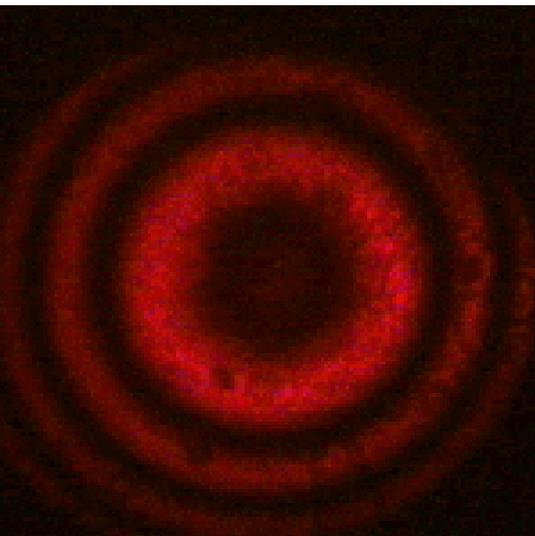
The radius of a ring defined by its interference order will thus be:

$$r_k = D \sqrt{2 \frac{p_0 - p}{p_0}} = D \sqrt{k \frac{\lambda}{e}} \quad \text{with } k = p_0 - p$$

Interferometrie



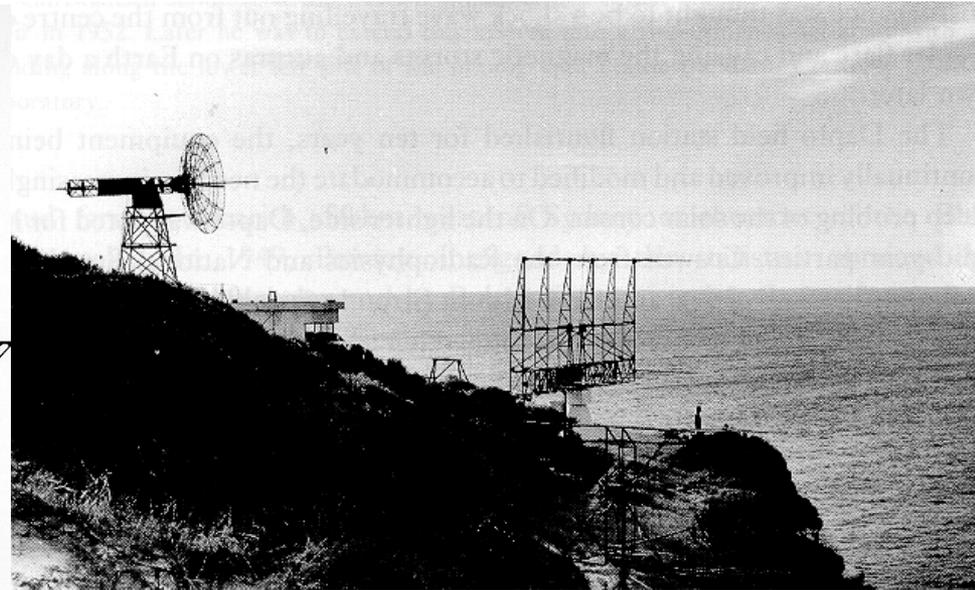
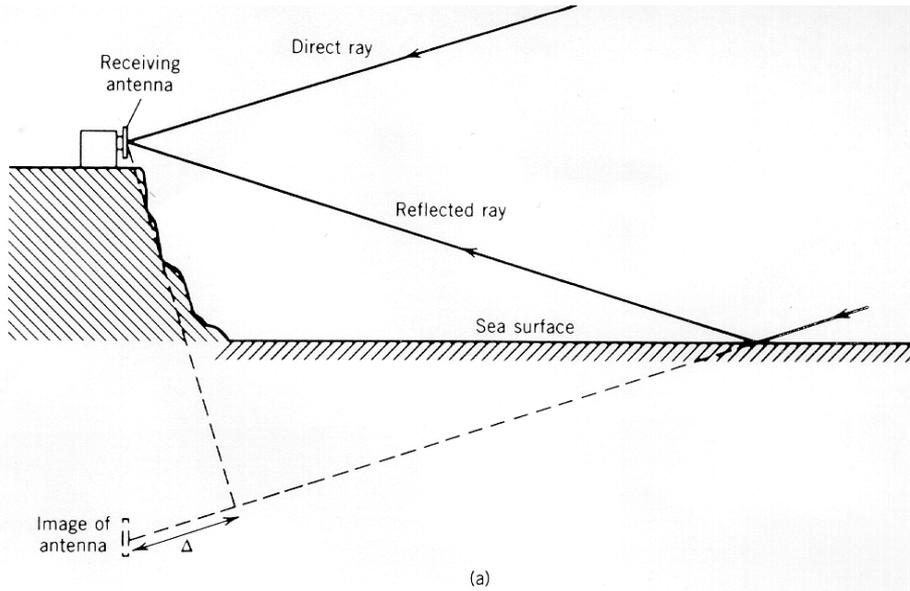
- (5) shows that if e decreases, the radius r_p of the ring bearing the interference order p decreases. Experimentally, to approach optical contact ($e=0$) mirror M2 shall be moved in such a direction that the rings disappear in the middle.



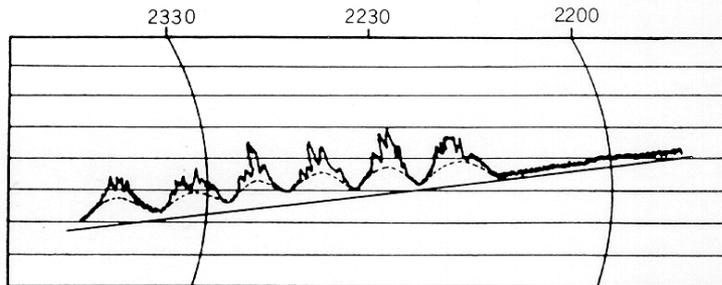
- (6) shows that the radius r_k of the dark fringe numbered from the centre increases when e decreases. Very near the optical contact, the radius of the rings becomes very large

Ein-Element Interferometrie

See Interferometer

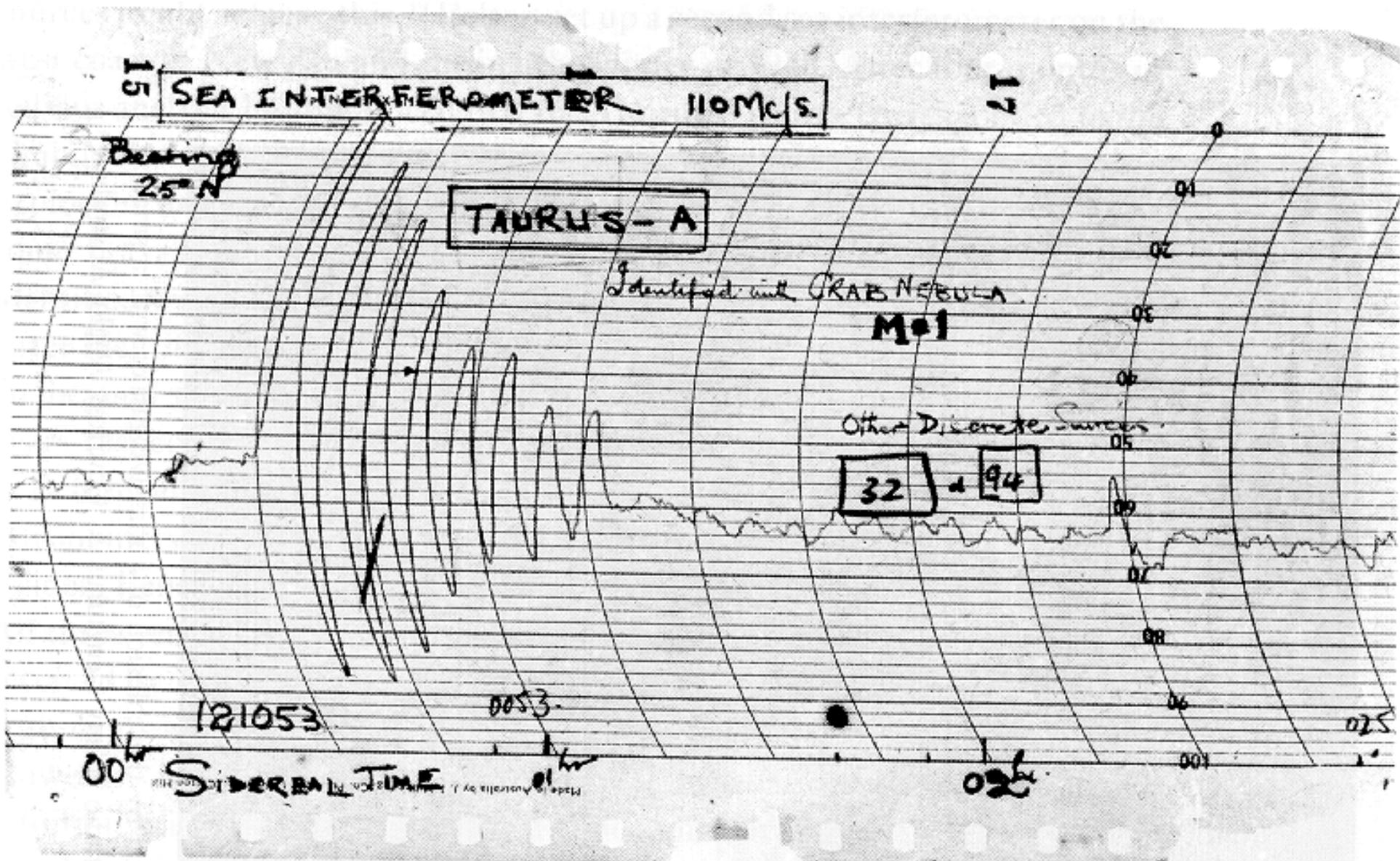


(a)



Ein-Element Interferometrie

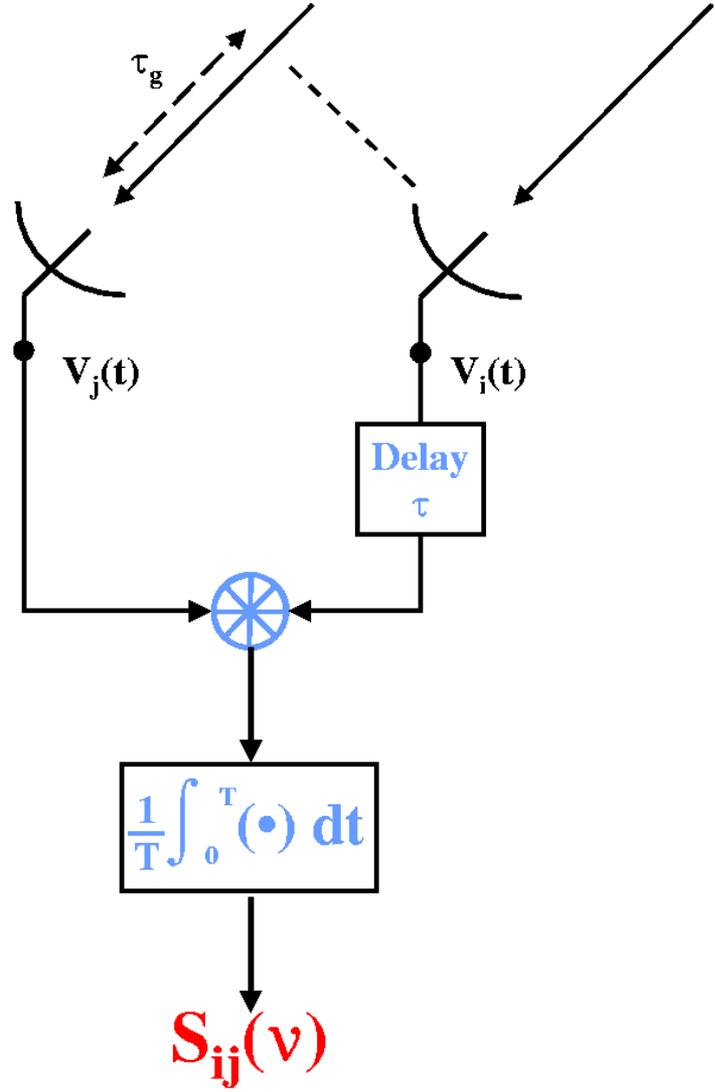
See Interferometer



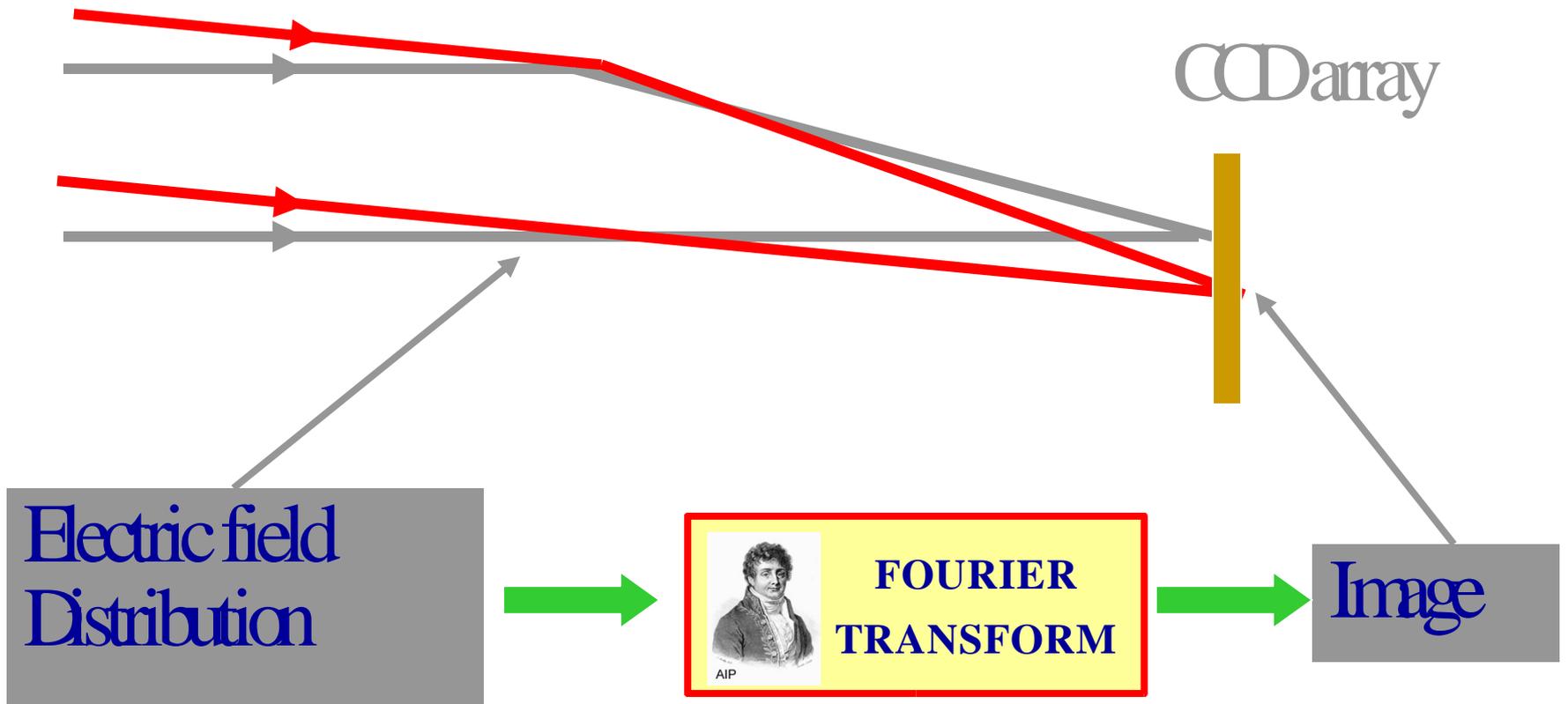
- Prinzip der Auflösung einer Quelle durch ein Interferenzmuster kann sowohl im Optischen als auch im Radio-Bereich angewandt werden
- Die response der Quelle ist abhängig von der Flußdichte der Quelle und der Form und Winkelgröße der Helligkeitsverteilung relativ zur Größe der Interferenzmuster
- Beobachtungen liefern Informationen über die Flußdichte und das Quellen-Profil => Theorie des **synthesis imaging** ist eine Weiterentwicklung dieser Idee;_

Interferometrie im Radiobereich

■ Bei einem Radio-Interferometer erzeugt der Korrelator die Interferenzmuster durch Korrelieren der Signale jeweils zweier Teleskope:

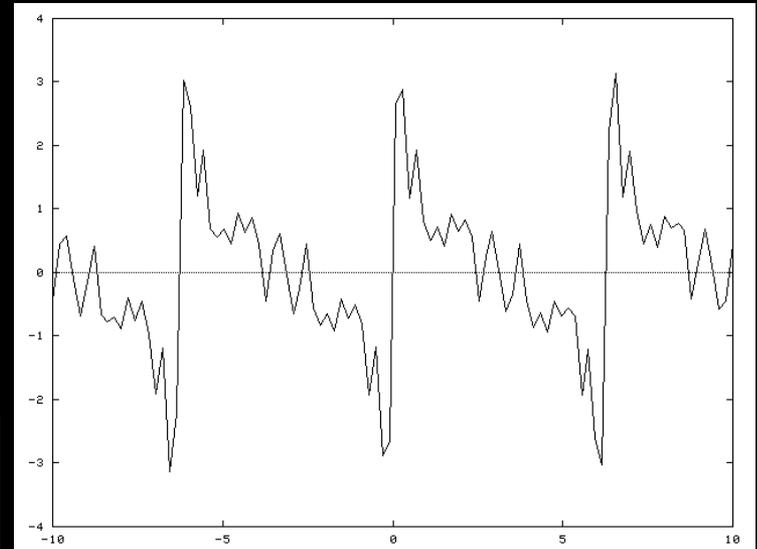


Was ist die Aufgabe der Linse?

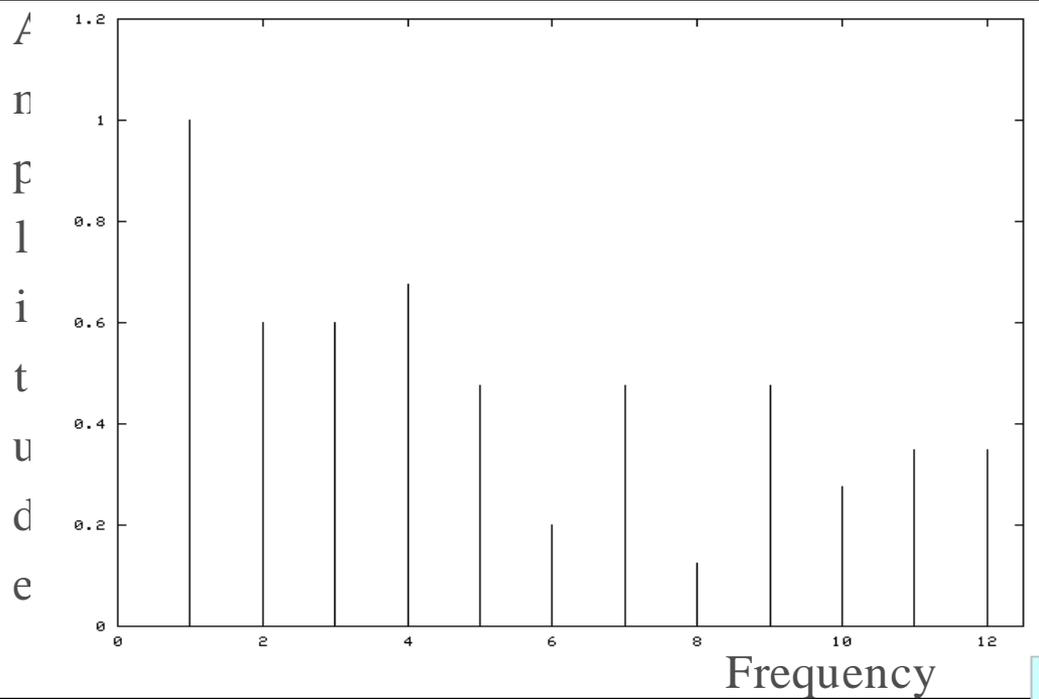


Eine Violin-Saite

The open D string of a violin has the following waveform in the time domain:



The Fourier Transform gives this frequency domain representation

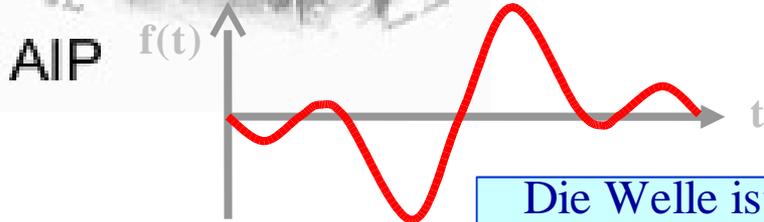


The amplitude and frequency of the twelve sine waves (the fundamental plus 11 overtones) which make up the vibration of the D-string are easily read from the graph.

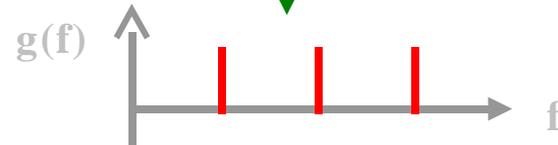
Die Fourier Transformation

Verbindet:

- Zeitl. Verteilung einer Welle - Frequenz-Verteilung
- Amplitude einer Wellenfront - Bild
- Viele andere Größen



Die Welle ist eine
Funktion der *Zeit*

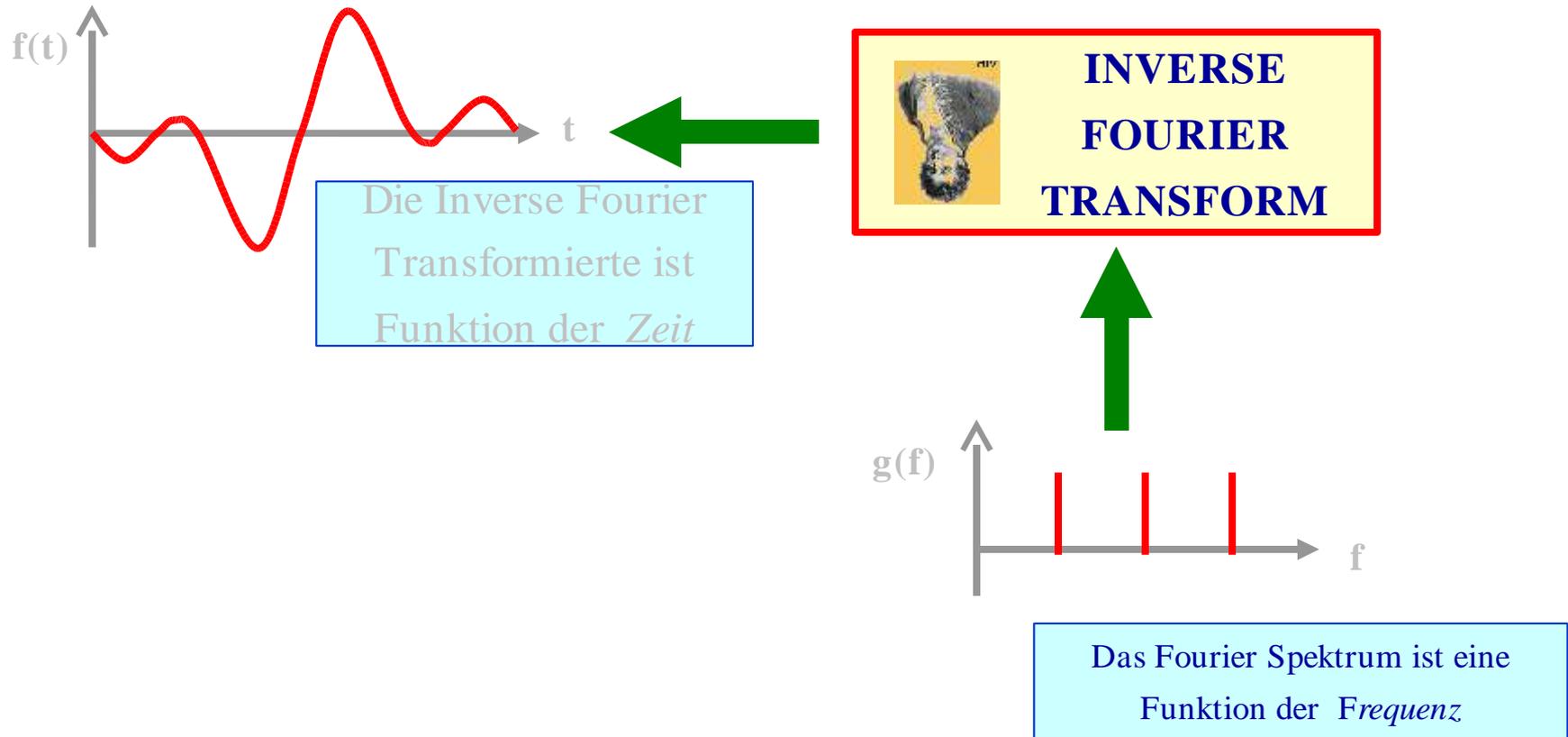


Die Fourier Transformierte ist eine
Funktion der *Frequenz*

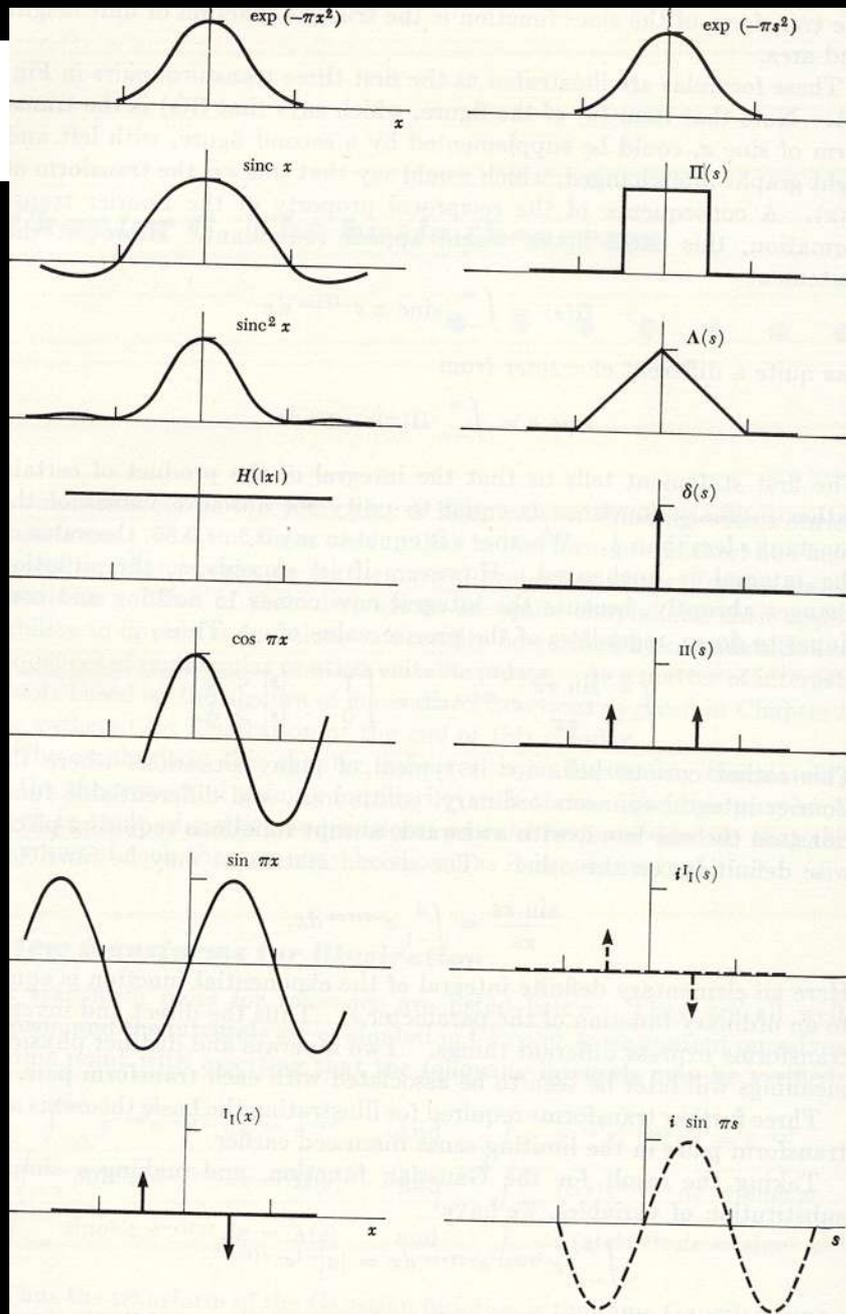
The Fourier Transform and
its Applications

Ronald N. Bracewell

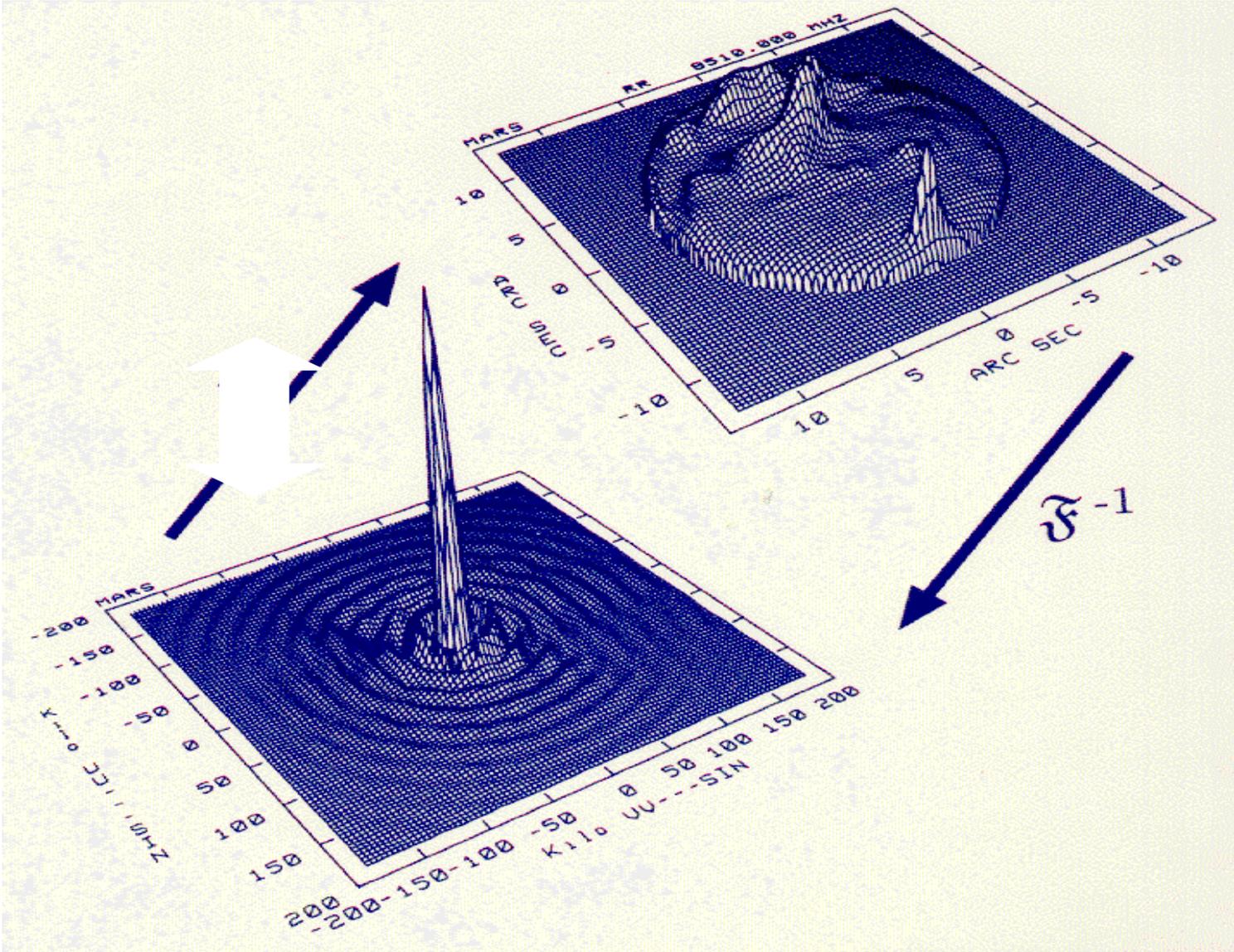
Die Fourier Transformation



Beispiele...



Inversion der Kohärenz Funktion



Apertursynthese

Apertursynthese

=> Die Strahlung an verschiedenen Orten aufnehmen,

entsprechend verzögern, überlagern um ein Bild zu erhalten

=> Das elektrische Feld an verschiedenen Orten messen, die

Fouriertransformierte dieser Verteilung bestimmen

■ Apertursynthese

- Korrelationen sequentiell
- Erdrotations-Synthese
- Speichern für spätere Verwendung

■ Redundante Basislinien

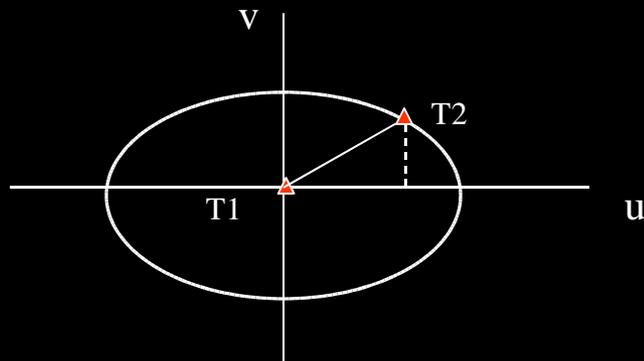
■ Nicht-redundante Apertur

■ Nicht-gefüllte Apertur

- Einige Basislinien fehlen!

Die uv- Ebene

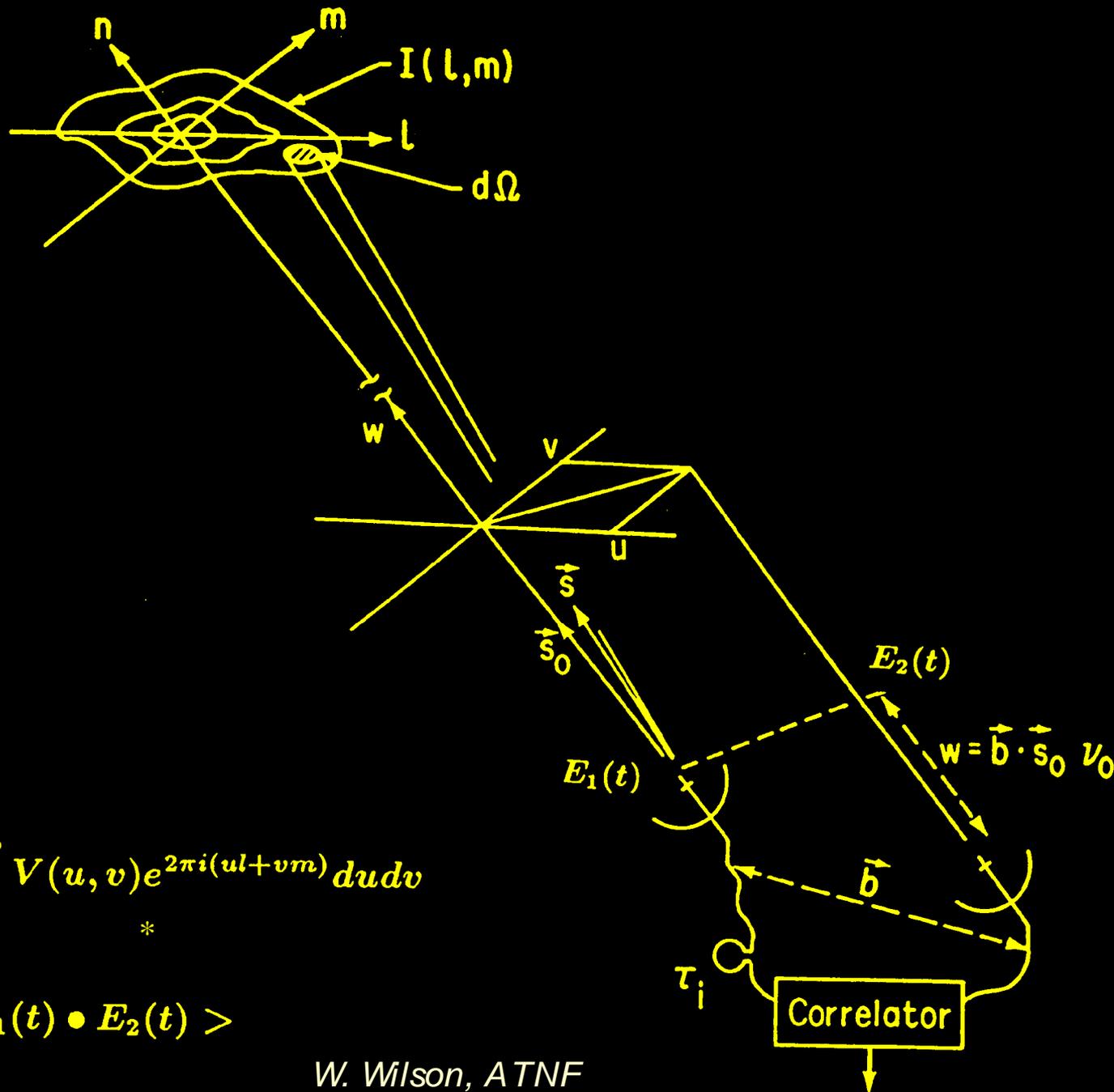
- Aus der Sicht der Quelle erzeugt jede Basislinie eine Ellipse mit einem Teleskop im Zentrum der Ellipse:



Die projizierte Basislinie kann durch uv-Koordinaten beschrieben werden, wobei

- u die Ost-West Komponente der Basislinie; und
- v die Nord-Süd Komponente der Basislinie beschreibt.

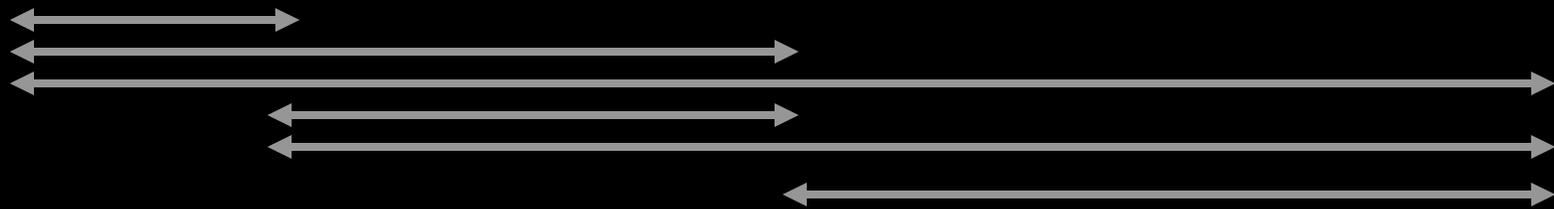
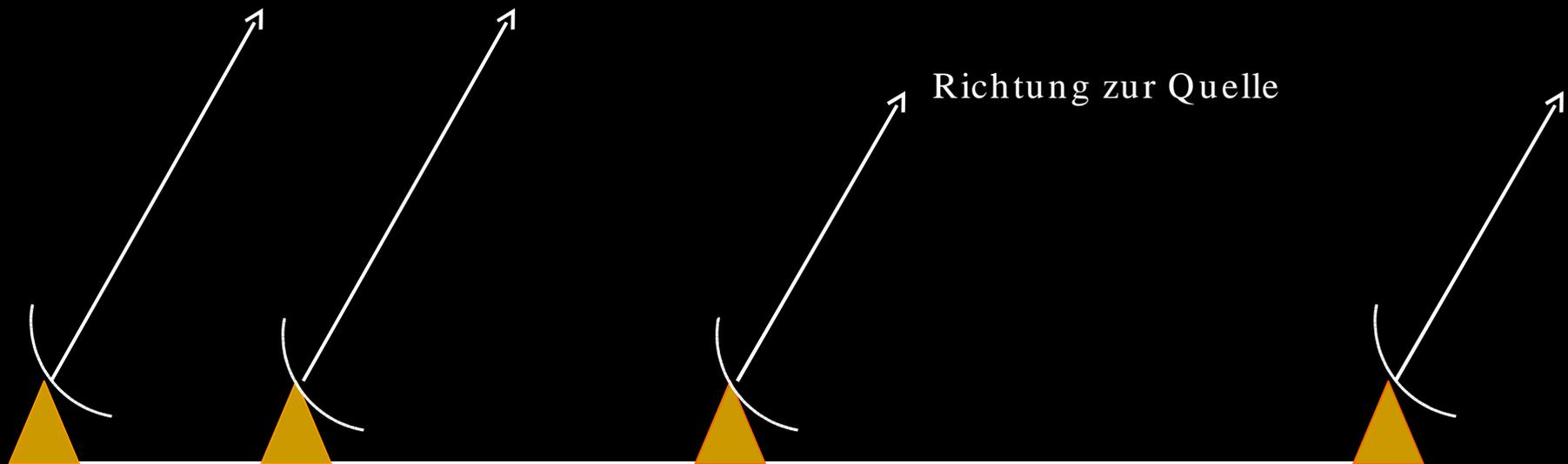
Die projizierte Basislinie ist gegeben durch $B \sin\theta = (u^2 + v^2)^{1/2}$



$$A(l, m)I(l, m) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} V(u, v) e^{2\pi i(ul+vm)} du dv$$

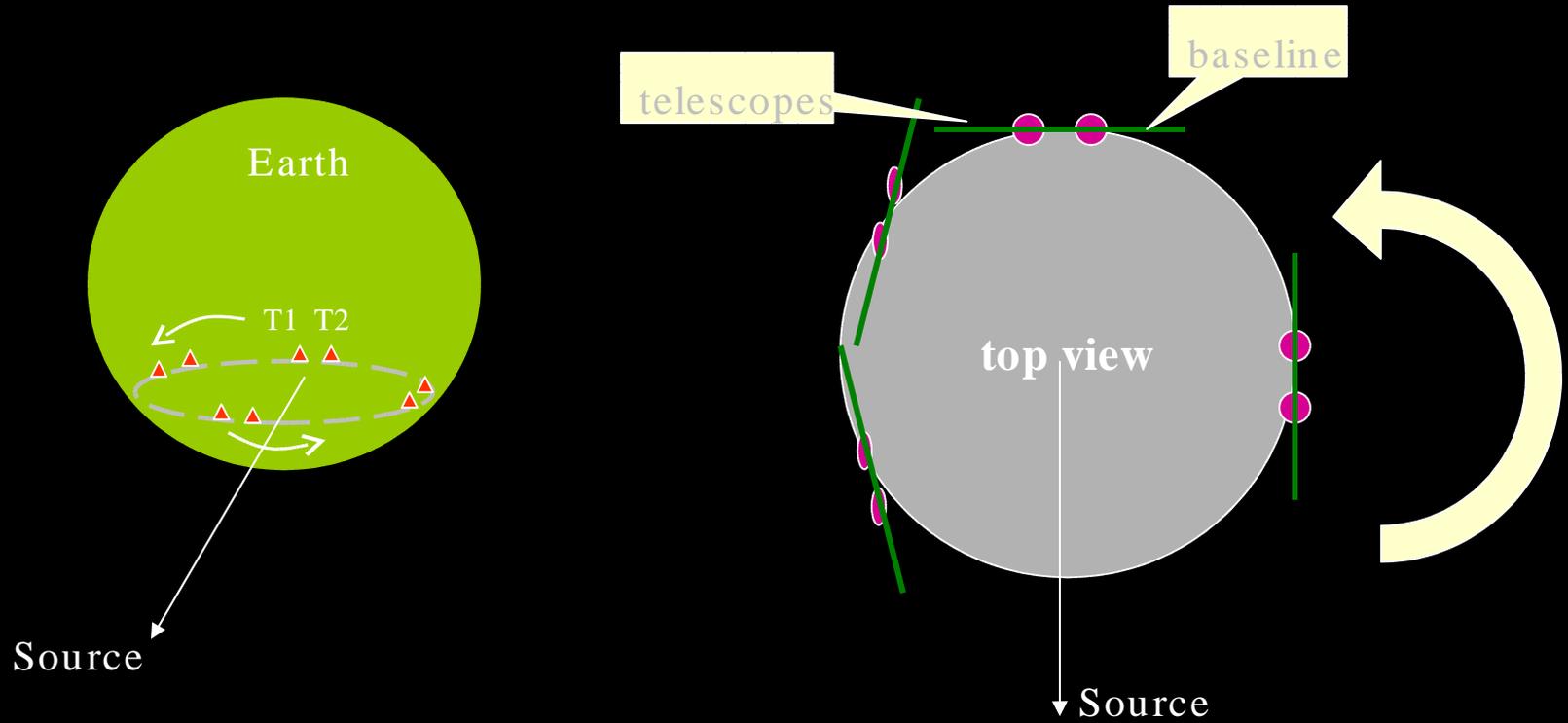
$$V(u, v) = \langle E_1(t) \bullet E_2(t) \rangle$$

Die Kreuzkorrelationen sollten über möglichst viele Basislinien bestimmt werden



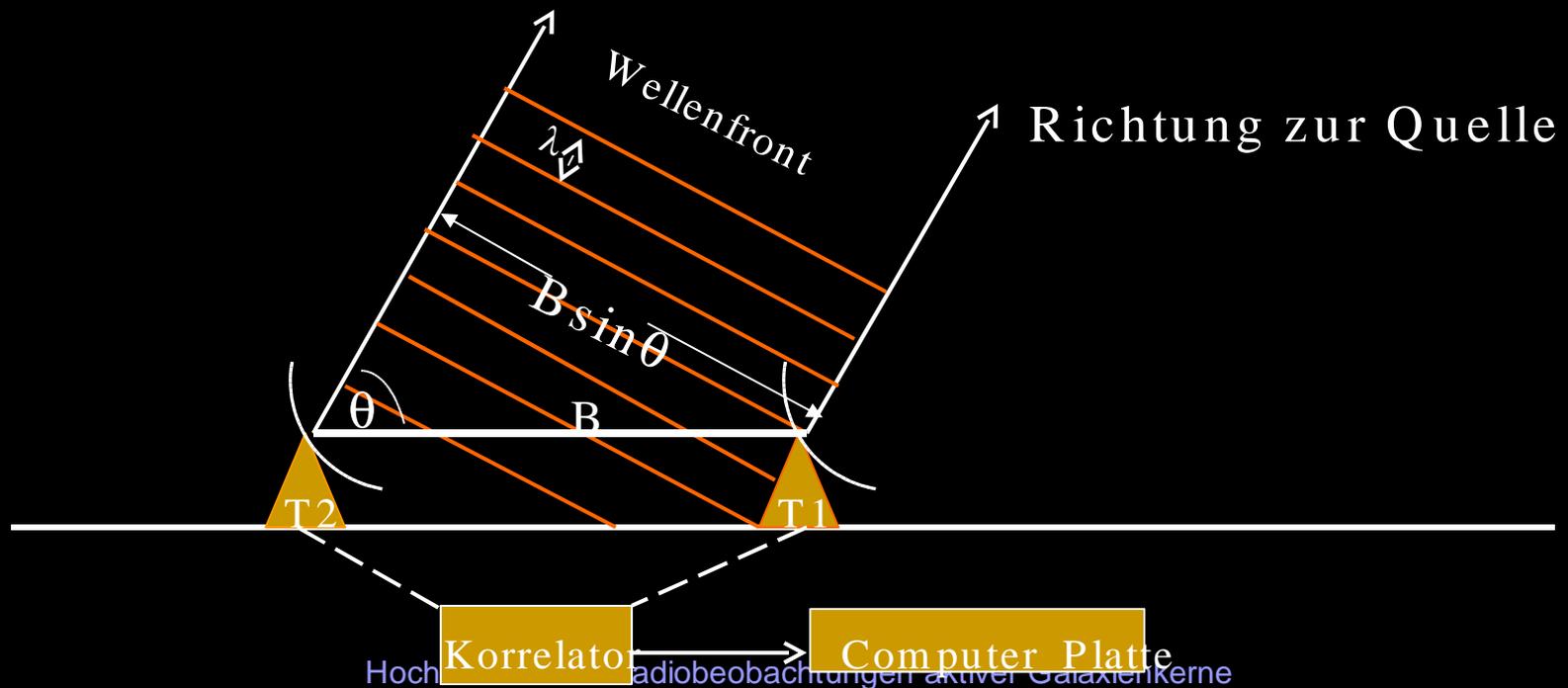
Für n Antennen: $n(n+1)/2$ Basislinien

Ausnutzen der Erdrotation

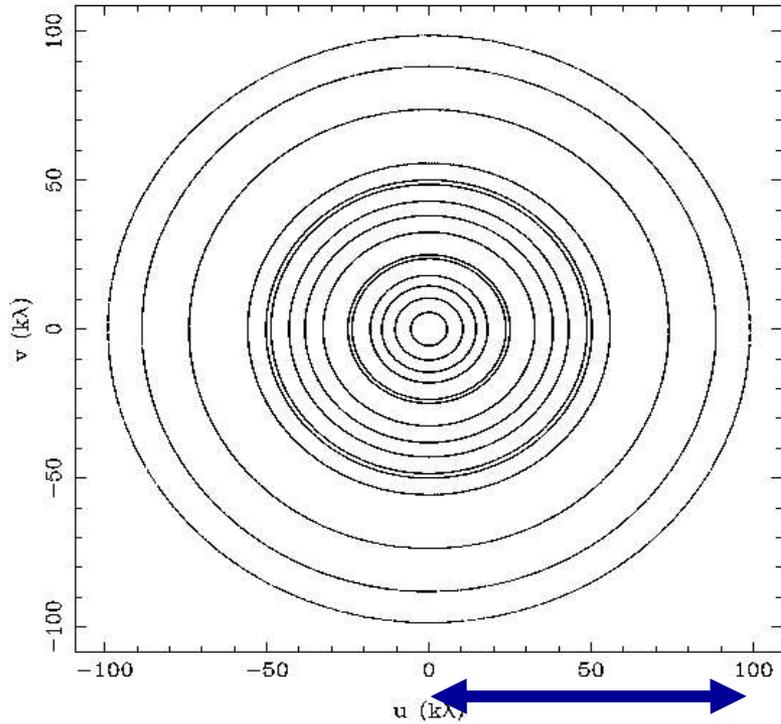


Synthesis Beobachtungen

- Die Quelle für einige Stunden beobachten, während die Erde die Basislinie rotieren läßt
- Die Signale an den Teleskopen auf Band speichern
- Die Signale an zentralem Korrelator korrelieren und die Resultate der Multiplikationen speichern
- Fourier Transformation der uv-Ebene um das Bild zu erzeugen

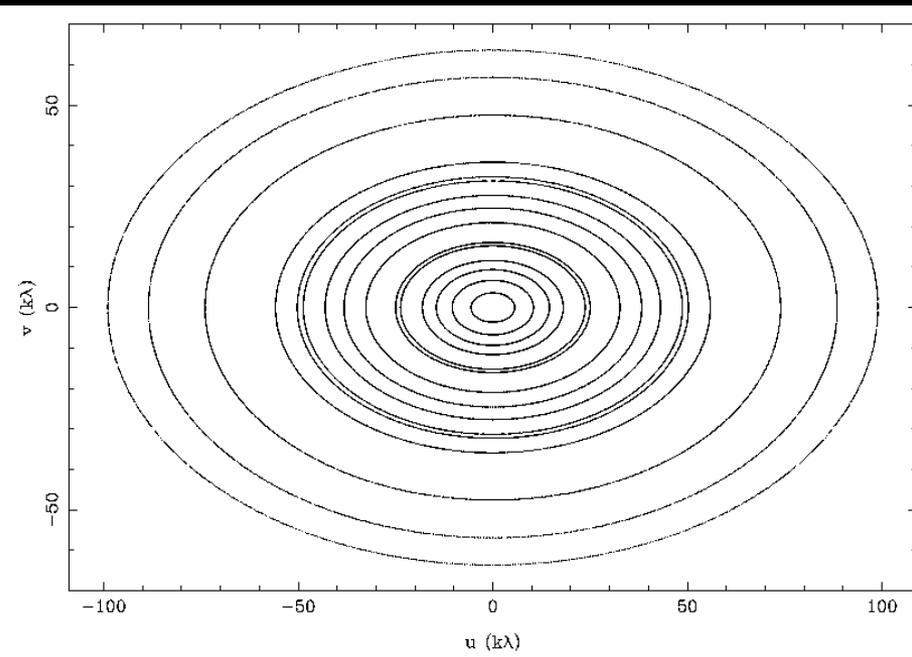


Beispiel 1: ATCA at Deklination = -85 Grad



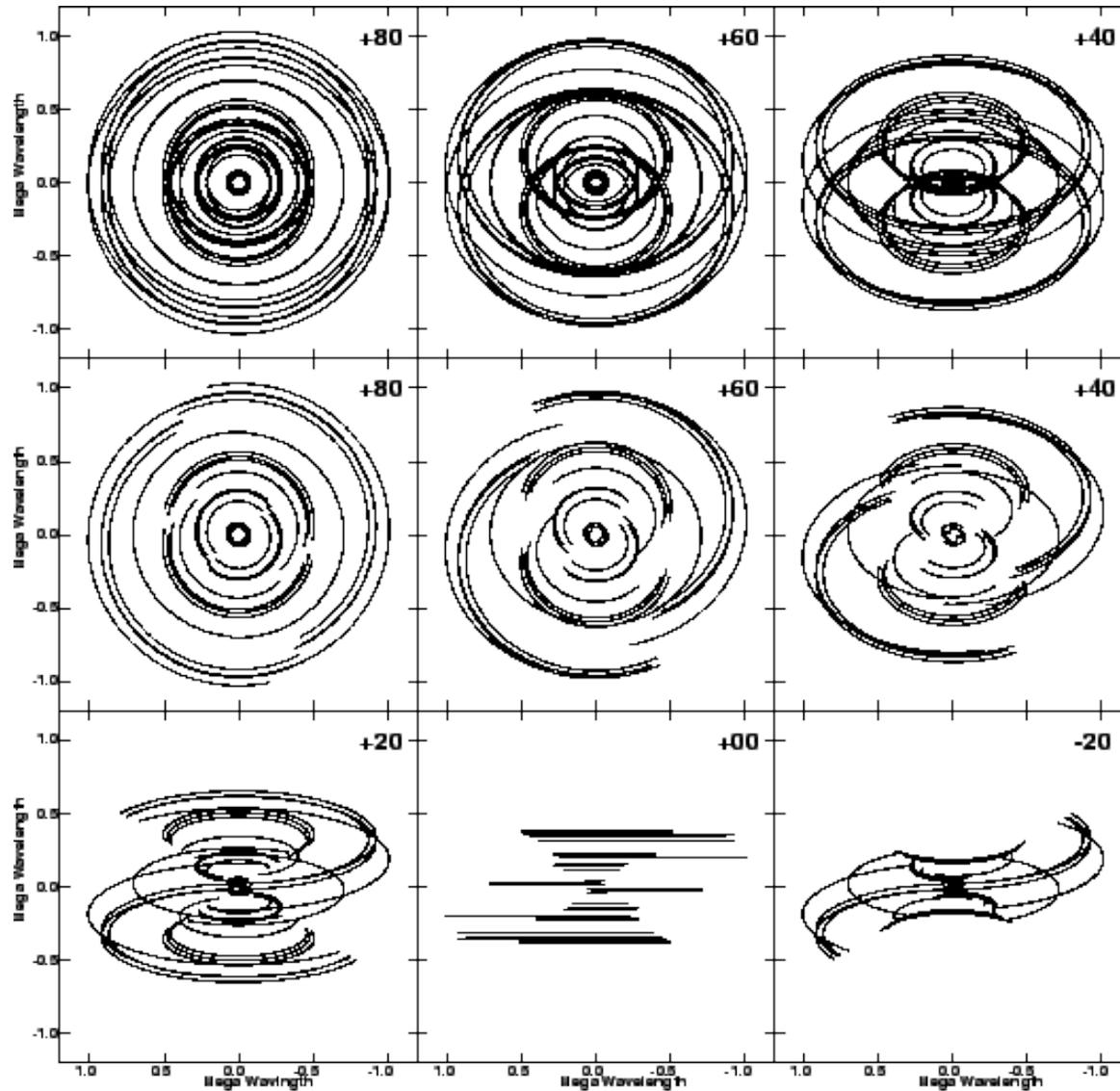
$100 k\lambda = 6 \text{ km}$ bei 6 cm

Beispiel 2: Deklination = -40 Grad



24 h

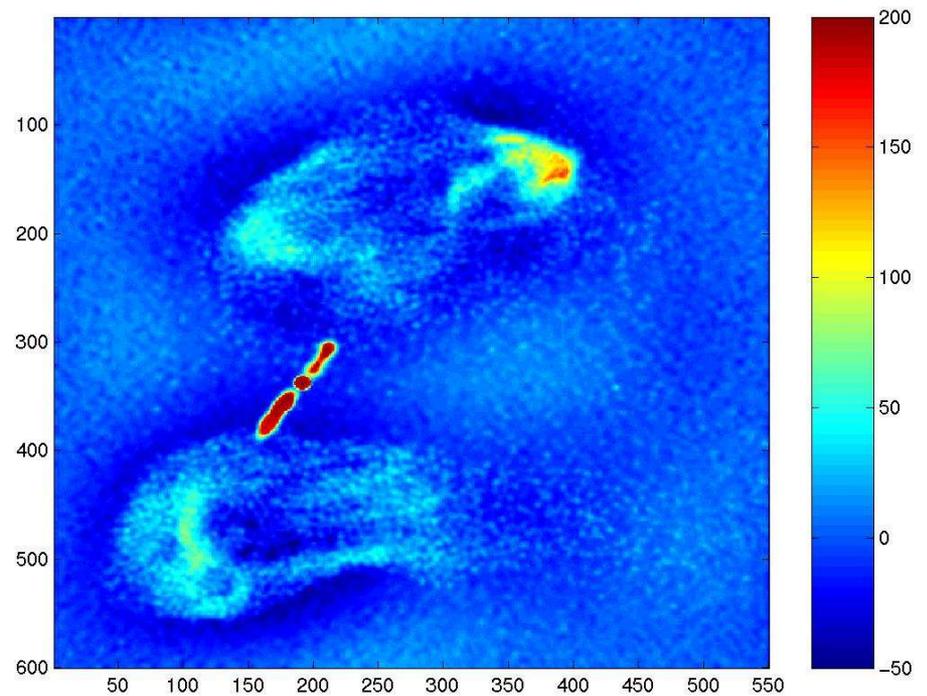
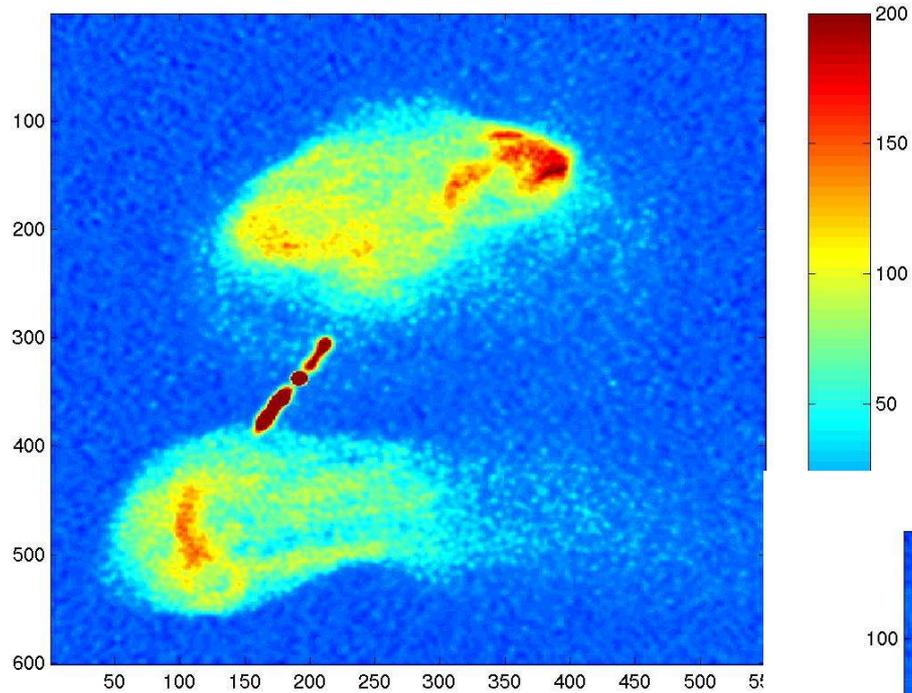
12 h



zirkumpolar

Die uv -Bedeckung von MERLIN mit 6 Antennen

Effekte fehlender kurzer Basislinien



Keine kurzen Basisl. →

Hochauflösende Radio

uv-Bedeckung unvollständig

$$I_{\mathbf{v}}(l, m) = \iint V_{\mathbf{v}}(u, v) e^{2\pi i(lu + mv)} d\mathbf{d}$$

Normalerweise ist es nicht möglich $V_{\mathbf{v}}(u, v)$ für alle (u, v) -Punkte zu bestimmen
– die Bedeckung der (u, v) Ebene ist unvollständig!

Definition einer sampling function: $S(u, v) = 1$ für die Punkte an denen Messungen existieren, sonst $S(u, v) = 0$.

$$I_{\mathbf{v}}^D(l, m) = \iint S(u, v) V_{\mathbf{v}}(u, v) e^{2\pi i(lu + mv)} d\mathbf{d}$$

$I_{\mathbf{v}}^D(l, m)$ heißt auch “**dirty image**”

Unvollständige uv-Bedeckung

Die Transformierte eines Produkts von Funktionen entspricht der Faltung ihrer Transformaten. Also gilt:

$$I_{\nu}^D = I_{\nu} * B$$

Das Bild, welches durch Transformation der unvollständigen Messungen von V_{ν} (u, v) erzeugt wird, ist die wahre Intensitätsverteilung I_{ν} gefaltet mit $B(u, v)$, dem “**synthetisierten beam**” oder der “**point spread function**”

$$B(l, m) = \iint S(u, v) e^{2\pi i(lu + mv)} \mathbf{d}$$

Vereinfachende Annahmen

Annahme 1: Behandle das elektrische Feld als Skalar – ignoriere die Polarisation

Polarisation ist wichtig in der Radioastronomie, Beobachtungen müssen entsprechend durchgeführt werden .

Annahme 2: Enorme Entfernungen der Quellen, Tiefe als Dimension kann vernachlässigt werden und Oberflächenhelligkeit wird bestimmt: $E_v(\mathbf{R})$ elektrische Feldverteilung am Himmel

In der Radioastronomie ist dies normalerweise angebracht. Ausnahme beim Kartieren von nahen Objekten (z.Bsp. Planeten mit VLBI).

Vereinfachende Annahmen

Annahme 3: der Raum ist leer

Nicht ganz! Das Medium enthält Magnetfelder, geladene Teilchen, usw. Dies verursacht Dispersion, Faraday Rotation, Absorption, etc.

Annahme 4: Strahlung von astronomischen Quellen ist nicht räumlich kohärent

Vereinfachende Annahmen

Die Kohärenz Funktion ist umkehrbar wenn eine der beiden folgenden Annahmen hinzukommt:

- Annahme 5(a): die Vektoren $(\mathbf{r}_1 - \mathbf{r}_2)$ liegen in einer Ebene
- Annahme 5(b): die Endpunkte des Vektors \mathbf{s} liegen in einer Ebene

5(a) stimmt nur für Ost-West arrays

5(b) stimmt nicht für großes Gesichtsfeld

Das Problem bleibt überschaubar, aber die Umkehrfunktion ist nicht länger eine einfache zweidimensionale Fourier-Transformation.

Formale Beschreibung

- Für kleine Gesichtsfelder ist die visibility Function die 2-D Fourier Transformierte der Helligkeitsverteilung am Himmel:

$$V(u, v) = \int I(l, m) \cdot e^{j \cdot 2\pi \cdot (u \cdot l + v \cdot m)} dl \cdot dm$$

- Die Fourier Ebene wird an diskreter Anzahl von Punkten aufgenommen:

$$S(u, v) = \sum_k \delta(u - u_k) \cdot \delta(v - v_k)$$

- Die invers Transformierte ist:

$$I^D(x, y) = \mathcal{F}^{-1}[S(u, v) \cdot V(u, v)]$$

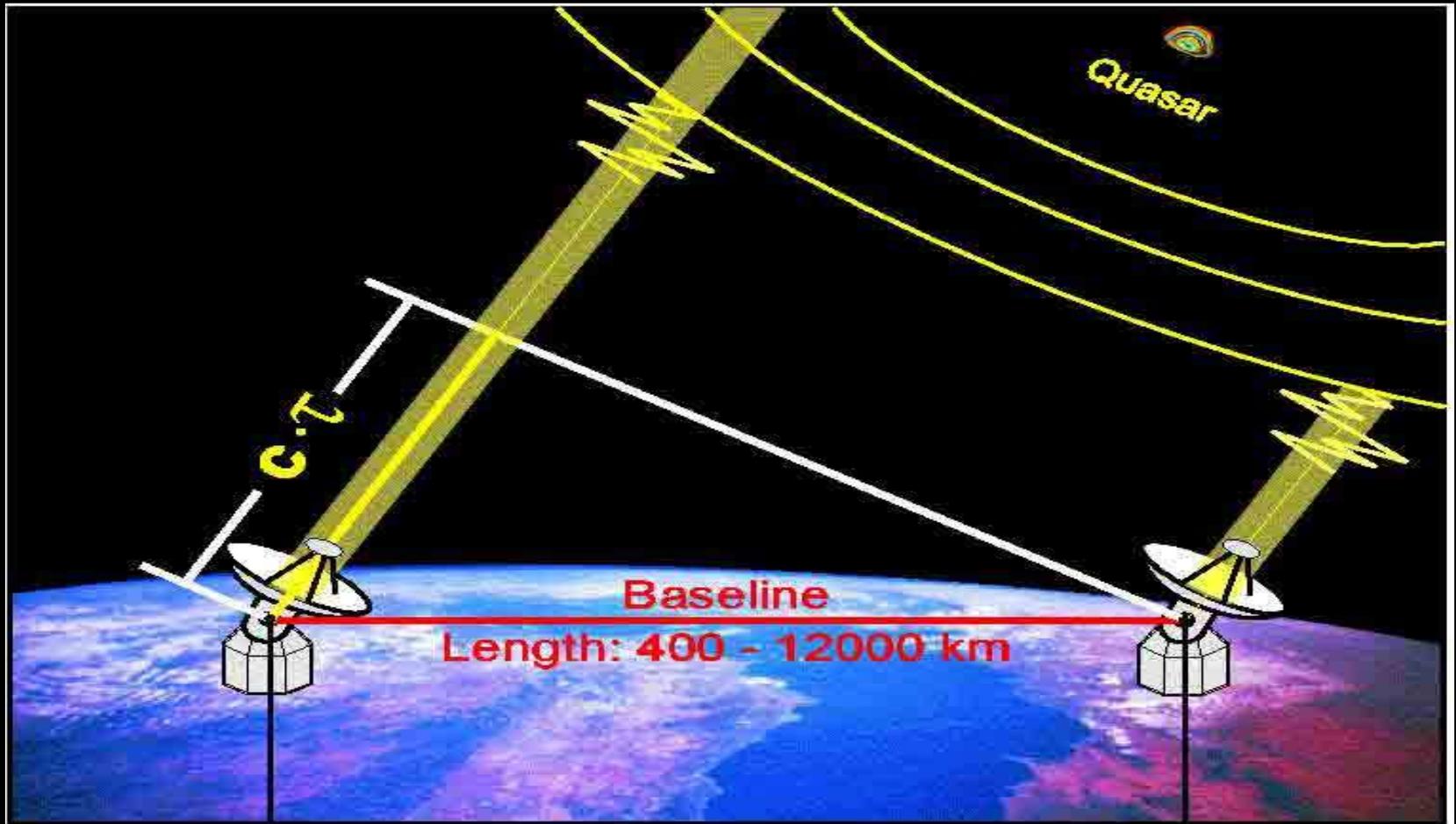
- Mit dem Fourier Faltungs-Theorem:

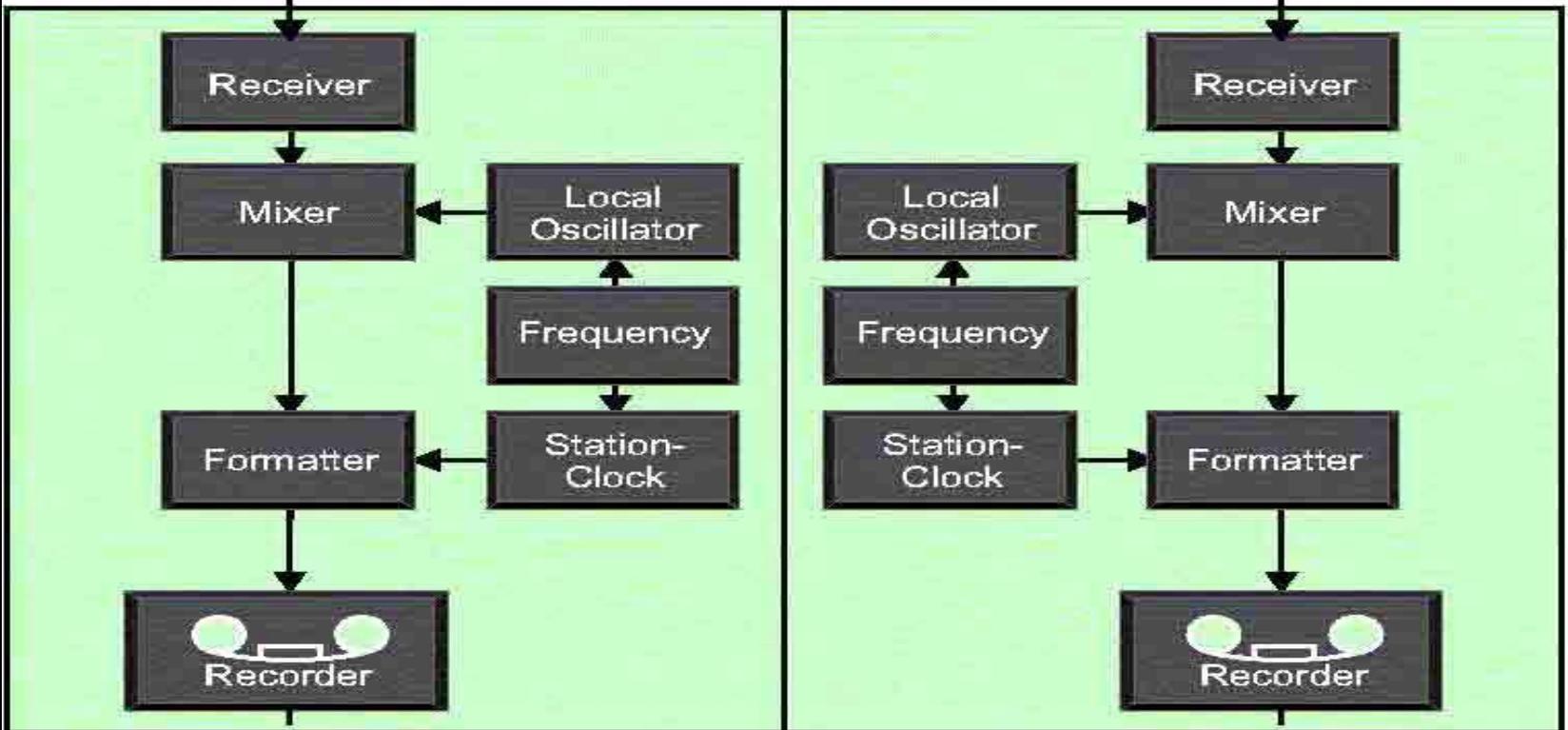
$$I^D(x, y) = B(x, y) \otimes I(x, y) \quad \text{dirty image}$$

- Wobei B der **point spread function** entspricht:

$$B(x, y) = \mathcal{F}^{-1}[S(u, v)]$$

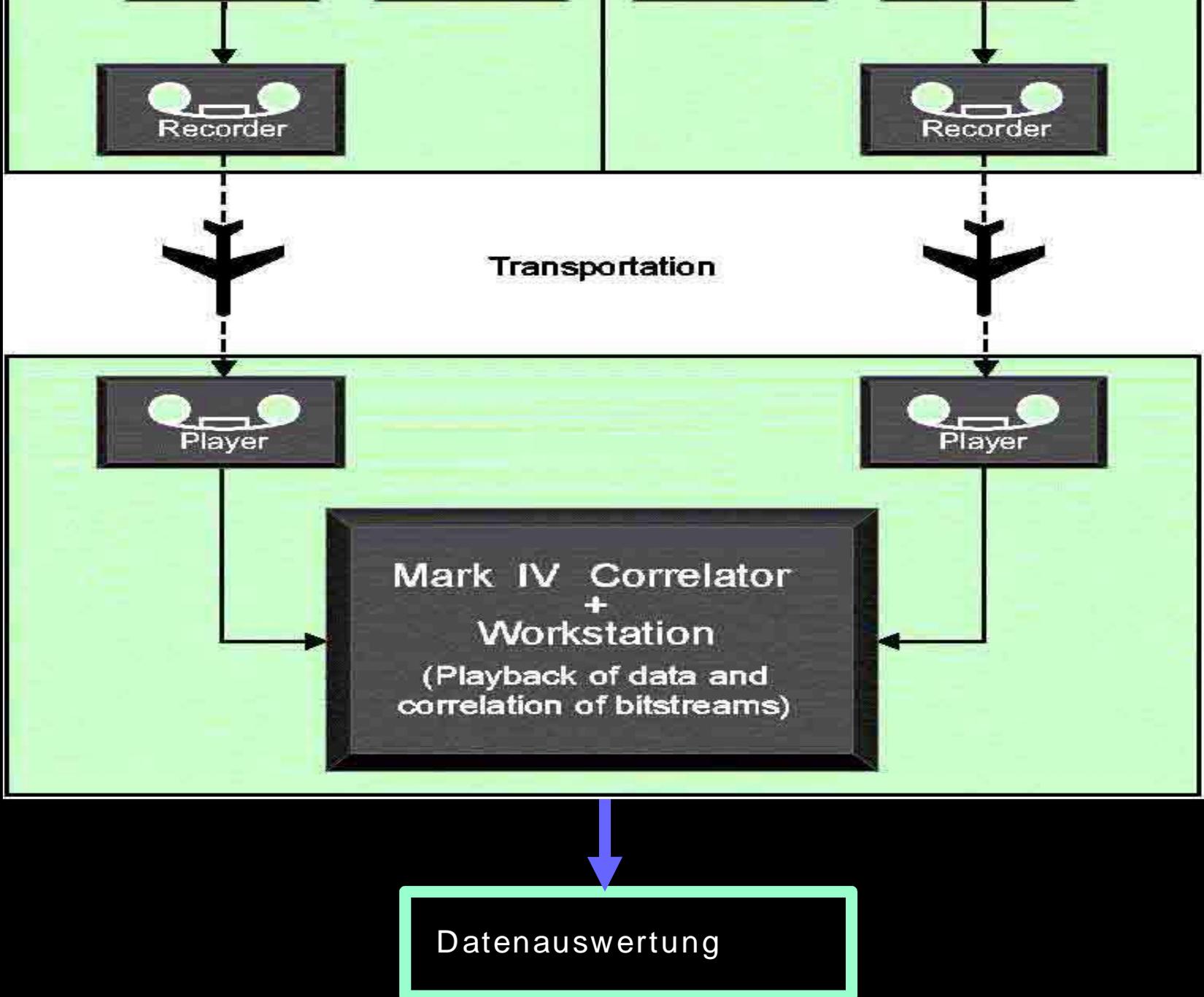
Prinzip der VLBI





Transportation





■ Die wichtigsten Beobachtungsgrößen sind **komplexe visibilities**:

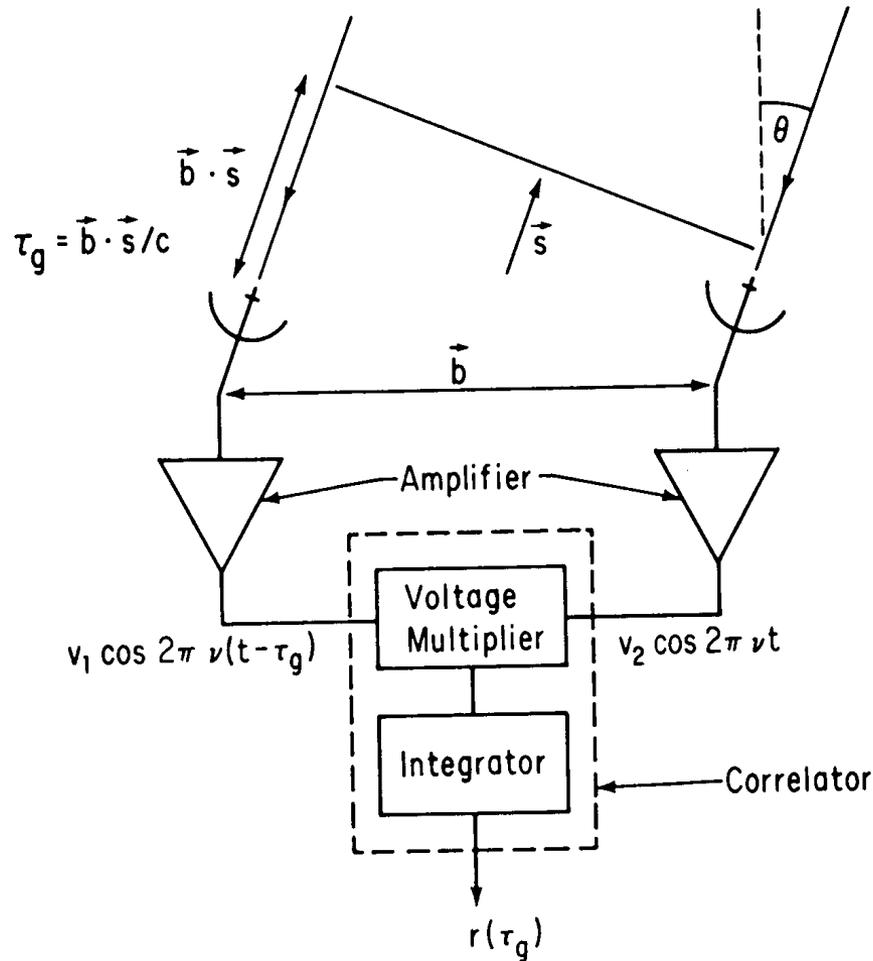
■ **Amplitude & Phase**

als Funktionen von

■ **Basislinie, Zeit und Frequenz.**

■ Der Korrelator liest die Signale der individuellen Teleskope, vergleicht die Signale, sucht nach “fringes” und erzeugt als Ausgabe die “visibilities”.

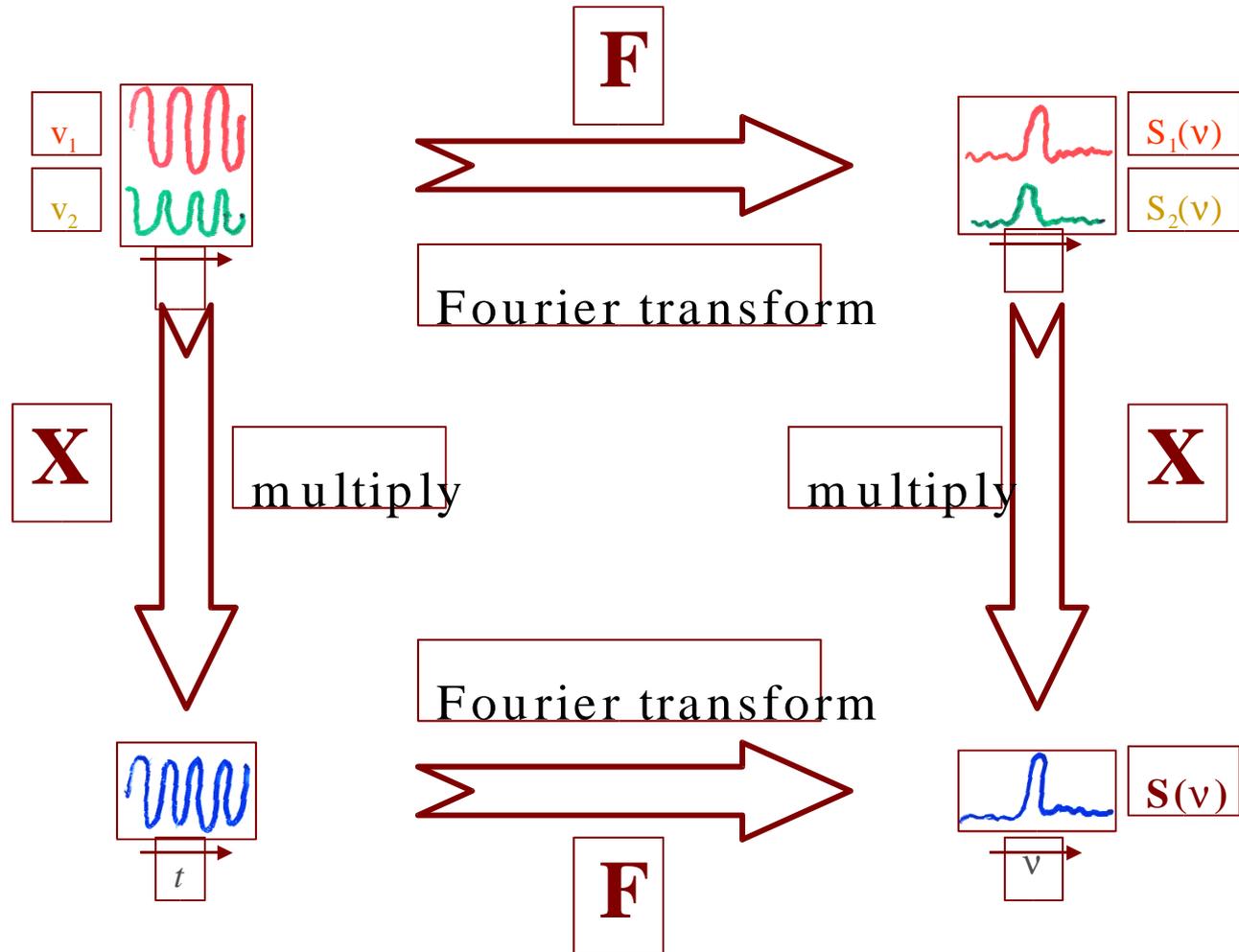
Interferometrie

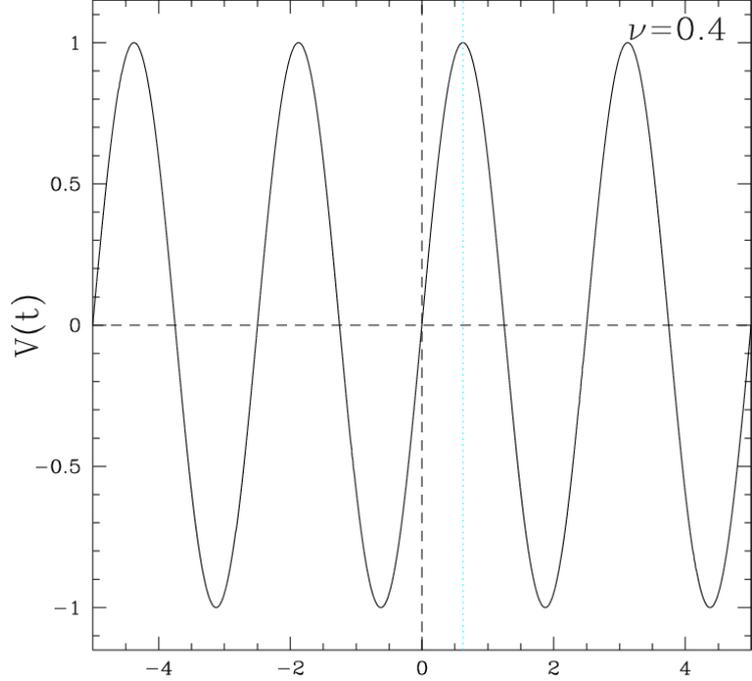


θ und entsprechend τ_g ändern sich mit der Erdrotation. Dies erzeugt schnelle Änderungen im Korrelator Ergebnis $r(\tau_g)$.

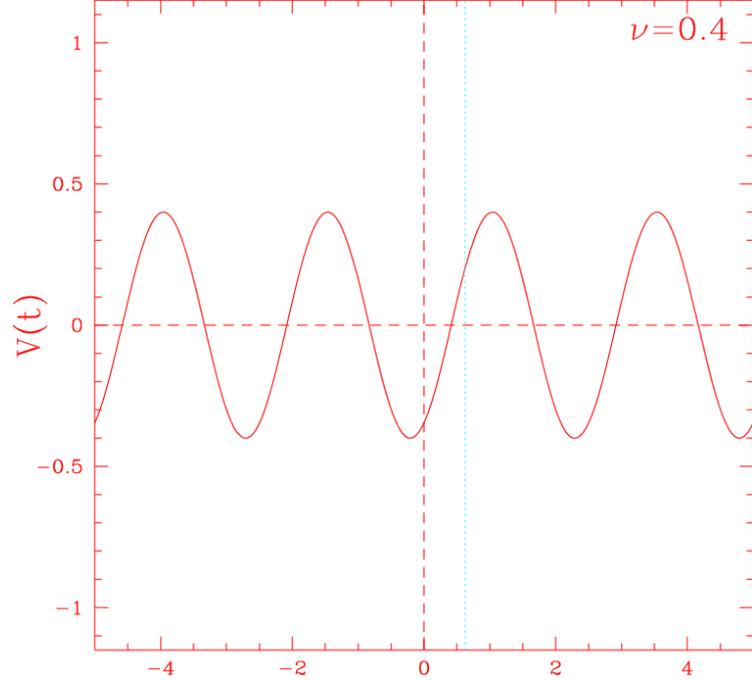
Diese Variation kann interpretiert werden als: "die Quelle wandert durch das Interferenzmuster".

FX vs. XF

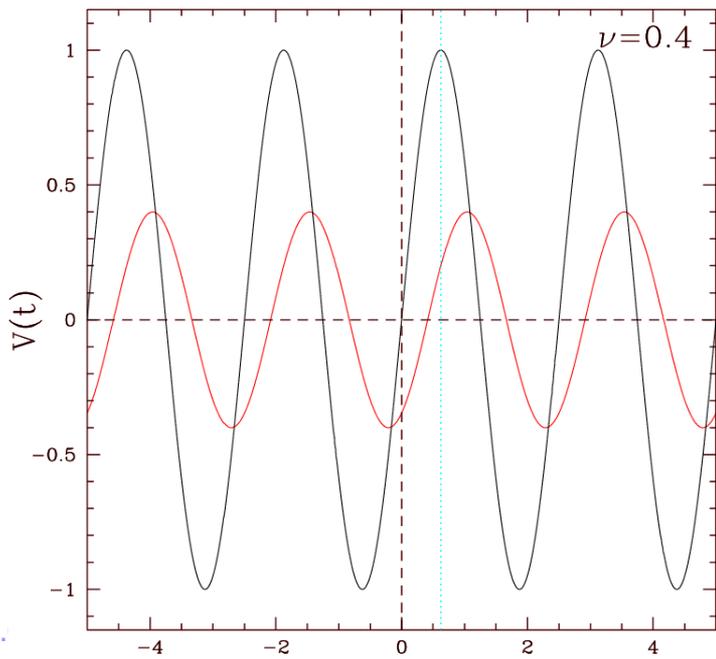




Antenna 1

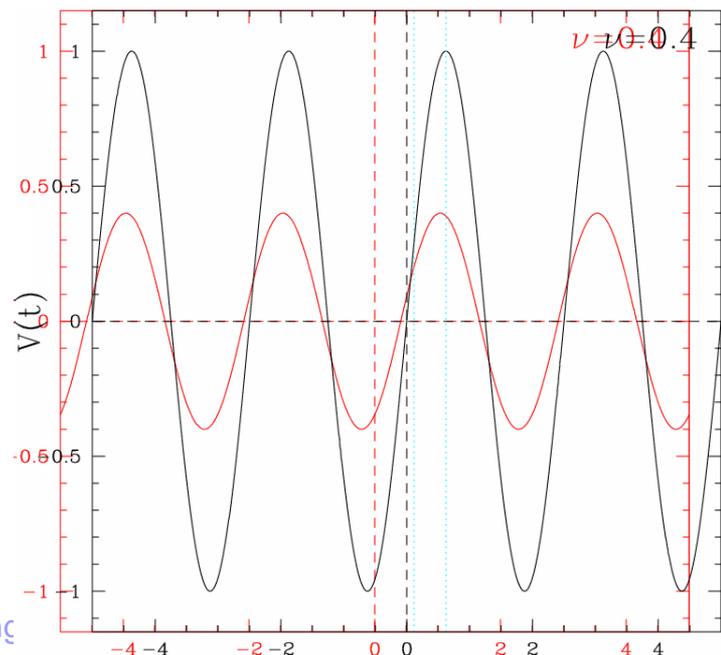


Antenna 2:

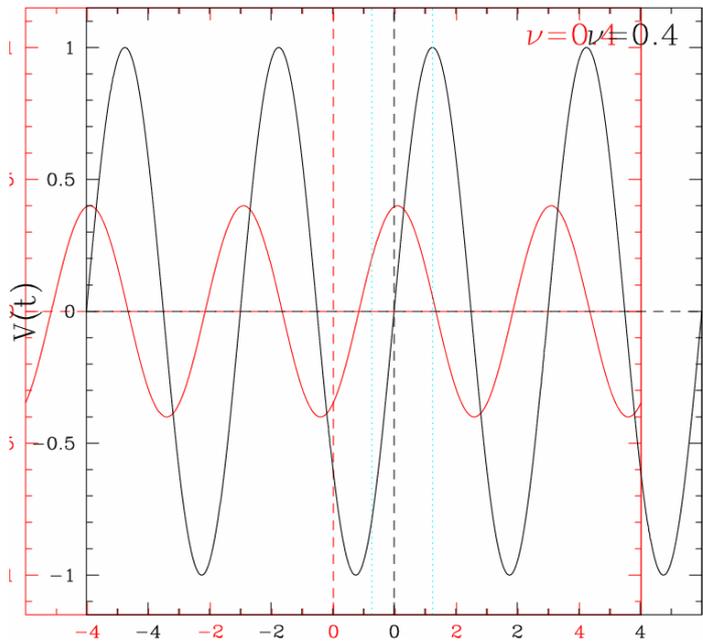


$\tau=0$

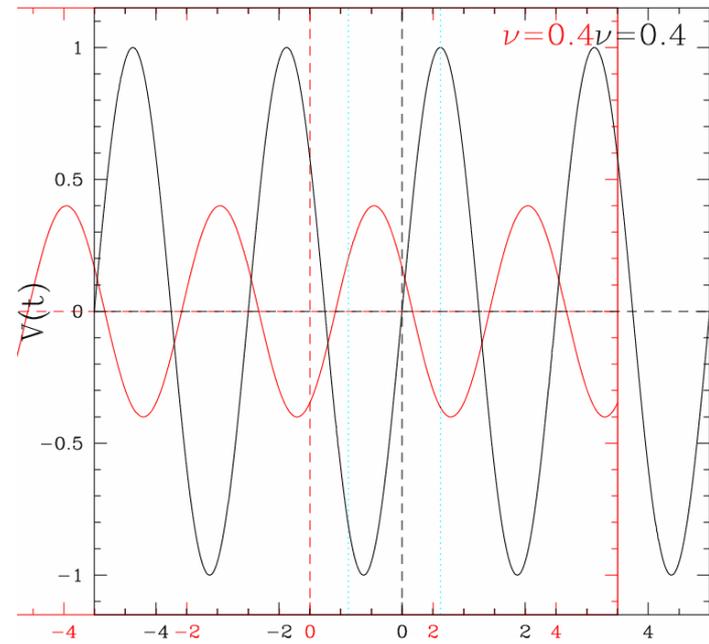
$\tau=0.5$



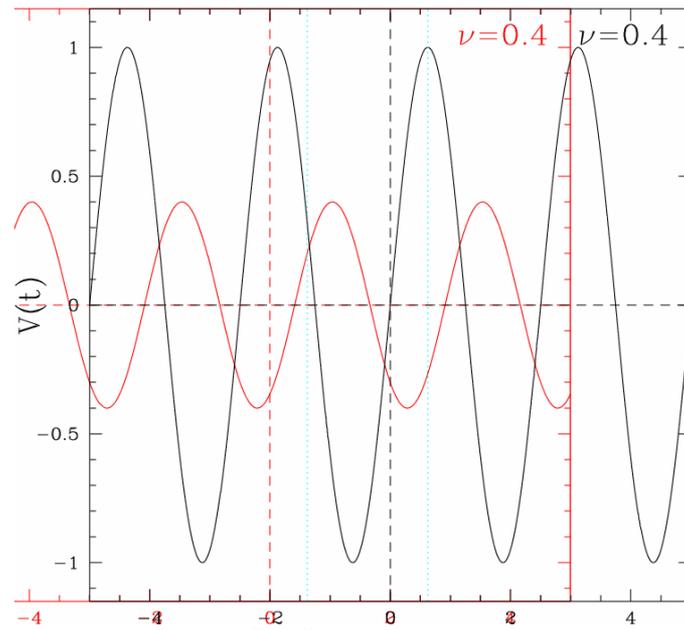
Radiobeobachtung



$\tau=1$

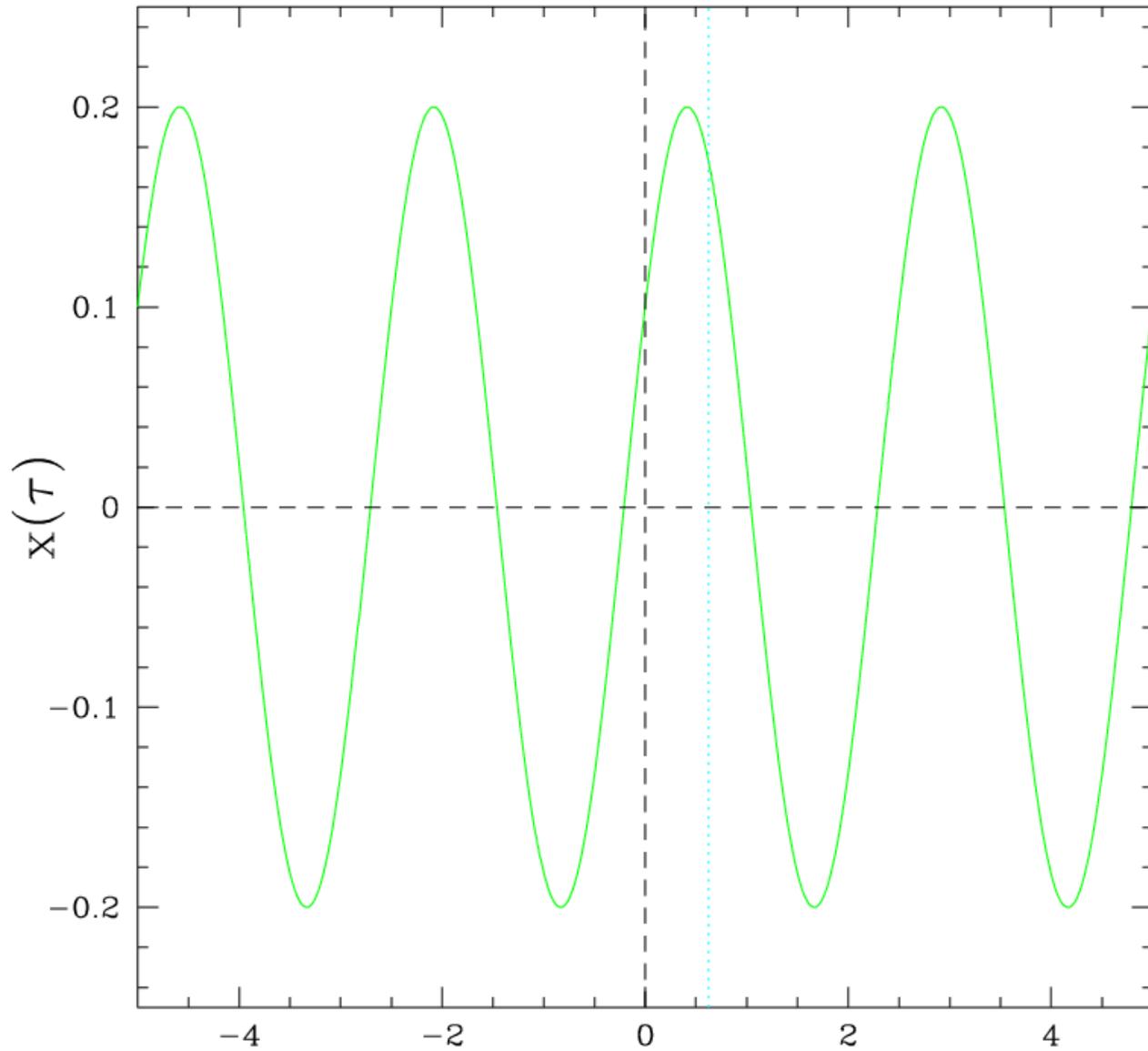


$\tau=1.5$



$\tau=2$

Correlation:



Mark IV Korrelator in Bonn



Mark IV arrival

Datenaufzeichnungssysteme



Mk3, Mk4, Mk5, K4
Datenträger

Kronsnabl

VLBI-Datenträger von 1980 bis 2004

Mk3-Tapes



Mk3A-Tapes



Mk4-Tapes



Mk4-Tape-Recorder



- Kiste mit 24 Standard Tapes (ca. 10 GB / Tape; ca. 3-5 Monate)
- 2 bis 3 High-Density-Tapes (ca. 130 GB / Tape; ca. 2-3 Monate)
- 1 Thin-High-Density Tape mit ca. 520 GB / Tape; ca. 1 Monat
- 1 Standard Mk5 8-Pack (A) mit 960 GB / 8-Pack; ca. 10-12 Tage
- 1 HD MK5 8-Pack (Type D) mit (3.2 TB / 8-Pack; ca. 8 Tage)
- 2008 ? => 5 TByte

Mk5 Single Disk and 8-Pack

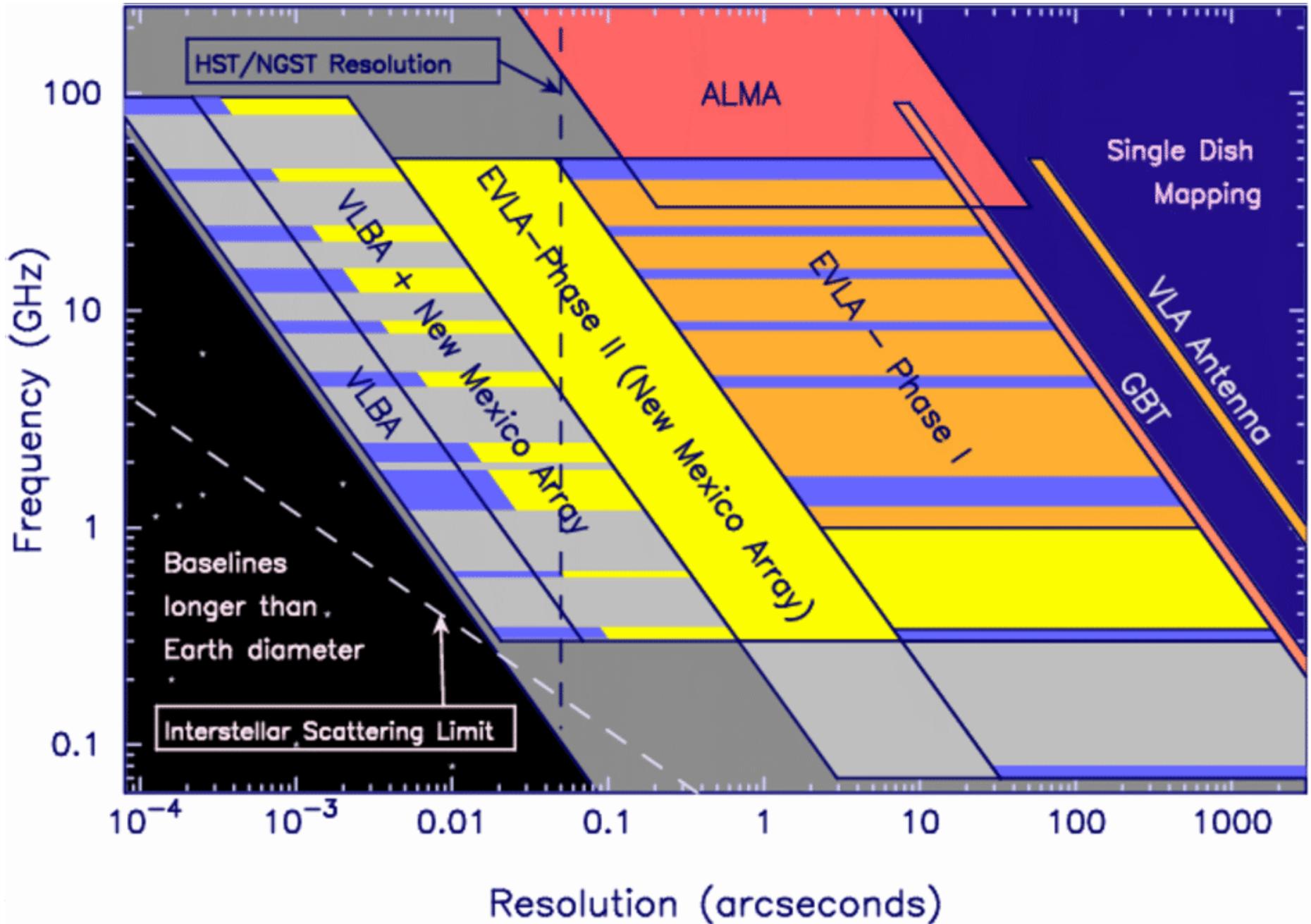


Mk5-System

Development of the Mark IV Correlator

- Conceived in 1993 to support large VLBI correlators at 1-Gbit/sec/station data rates, as well as specialized CEI requirements for SMA and Westerbork.
- A single basic correlator design serves as the basis for 6 large correlator processors:
 - Haystack VLBI correlator
 - USNO VLBI correlator (Washington, D.C.)
 - BKG/MPI (Bonn) VLBI correlator
 - JIVE VLBI correlator (Netherlands)
 - Westerbork CEI correlator (Niederlande)
 - Smithsonian Submillimeter Array CEI correlator (Mauna Kea, Hawaii)
- The correlator design was a joint effort of Haystack/JIVE/NFRA, funded by NASA/USNO/CfA/BKG/JIVE/NFRA
- Haystack design responsibility was primarily in the correlator proper area.
- JIVE/NFRA design responsibility was primarily in VLBI Station Unit area.
- The centerpiece of the design effort was the first full-custom ASIC VLBI correlator chip.
- The design effort, begun in 1993, reached fruition with the deployment to USNO and BKG/MPI in Dec 1999.

Auflösung als Funktion der Frequenz



New Mexico Correlators

	VLA	EVLA	VLBA
Architecture	XF	(WIDAR) filter-XF	FX
Quantization	3-level	16/256-level	2- or 4-level
N_{ant}	27	40	20
Max. $\Delta\nu$	0.2 GHz	16 GHz	0.256 GHz
N_{chan}	1-512	16,384-262,144	256-2048
Min. $\delta\nu$	381 Hz	0.12 Hz	61.0 Hz
dt_{min}	1.7 s	0.01 s	0.13 s
Power req't.	50 kW	135 kW	10-15 kW
Data rate	3.3×10^3 vis/sec	2.6×10^7 vis/sec	3.3×10^6 vis/sec

Faltungs Theorem

- Die inverse Fourier Transformierte der “visibilities” liefert den wahren Himmel gefaltet mit der “point spread function”
- Unvollständige Fourier-Bedeckung => fehlende Information über die Himmels-Helligkeit

Um die wahre Himmels-Helligkeit zu finden, muß die “point spread function” vom “dirty image” entfaltet werden

Von der Idee zum Bild

VLBI-Beobachtungen

■ Wissenschaftliche Motivation

- Was will ich wissen? Wie hell ist die Quelle, wo steht sie? Welche Teleskope werden benötigt? Welche Kalibratoren sind nötig? Wieviel Zeit auf der Quelle, bei welcher Frequenz, mit welchen Teleskopen? Begleitende Messungen? Wann sind Antragsfristen? Wie den Antrag formulieren? Sichtbarkeit der Quelle, momentane Helligkeit der Quelle

■ Antrag schreiben, warten, Begutachtung, warten, Schedule vorbereiten und an alle Teleskope verteilen, Beobachtung, warten, Korrelation, warten, Daten sind da!

■ Datenauswertung

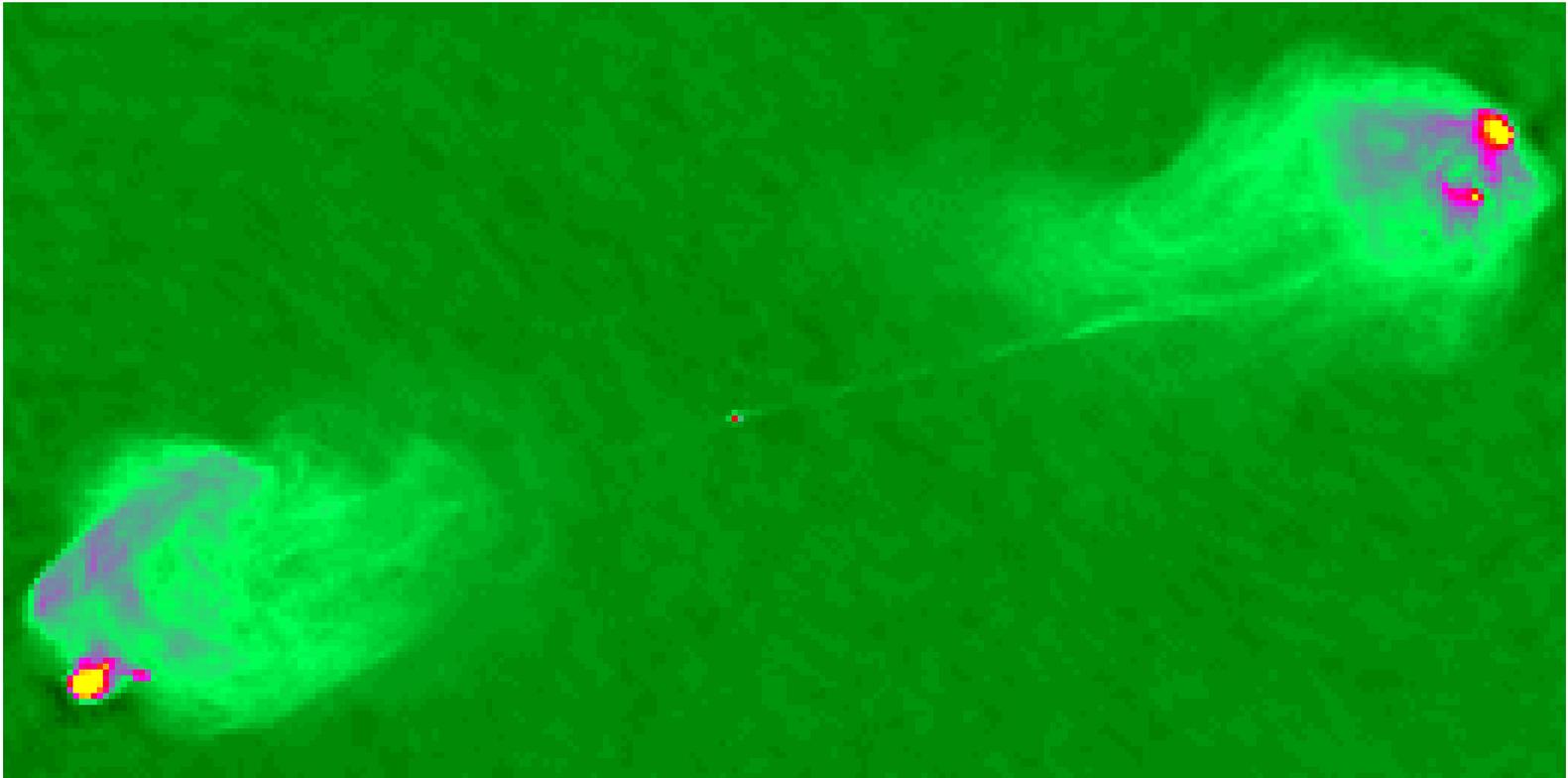
- Editieren, Kalibrieren (Flußdichte und Struktur)
- **Bildgewinnung: Kartieren (Clean Algorithmus)**
- Modelfits

■ Datenanalyse

■ Neue Beobachtungen

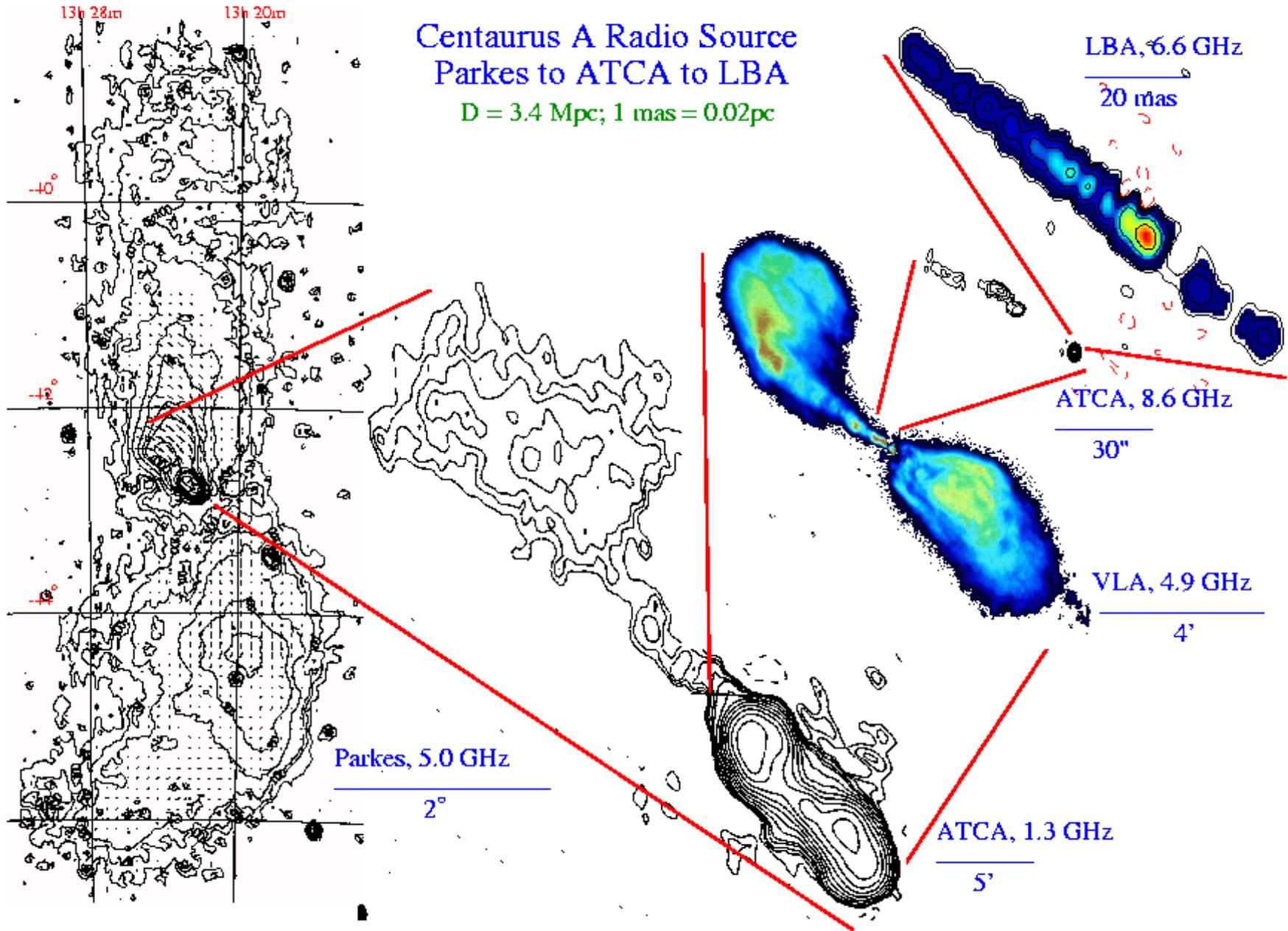
Bildgewinnung

- Wie erzeugt man ein Bild des Radiohimmels oder der Radioquelle aus den Messungen der Kohärenz-Funktion des elektrischen Feldes empfangen an den Antennen?



Centaurus A Radio Source Parkes to ATCA to LBA

$D = 3.4 \text{ Mpc}; 1 \text{ mas} = 0.02 \text{ pc}$



Vom Editieren und Kalibrieren

Die Notwendigkeit zu kalibrieren und editieren

- Interferometer – obwohl sorgfältig durchdacht – sind nicht perfekt (Oberflächenungenauigkeiten, Empfängerrauschen, ...)
- Hardware oder Kontroll-Software fällt manchmal aus oder verhält sich unerwartet
- Scheduling/Beobachtungs Fehler (z.Bsp., falsche Koordinaten für die Position)
- Atmosphärische Bedingungen können schlecht sein (schlechtes Wetter, ...)
- Instrumentelle Eigenschaften müssen bestimmt werden

Kalibration: die schwierigen Fälle

■ Fehler im geometrischen/Zeit Modell des Korrelators

- Routine Problem wird gelöst durch fringe-fitting

■ Basislinien-Fehler lassen sich nicht in Antennen-Fehler auflösen

- z. Bsp. Korreliertes Rauschen (.... RFI)
- Geodäten: Radioquellen-Struktur ist Basislinieneffekt, benötigt um die Antennen-Position möglichst genau zu bestimmen

Die Kalibration

■ A priori Kalibration (wird durch die Beobachtungsstationen bereit gestellt)

- Antennen Positionen, Erdrotations-Parameter
- Uhren/Zeit
- Antennen pointing, gain, voltage pattern
- Kalibrator Koordinaten, Flußdichten, Polarisationseigenschaften

■ Absolute Kalibration?

- Sehr schwierig, verlangt ungeheure Anstrengungen von den Beobachtern, Ingenieuren, etc.

Die Kalibration

■ Cross-Kalibration ist die bessere Wahl

- Beobachtungen einer nahen Quelle für die die Kalibrations-Komponenten bestimmt werden können und Transfer der Lösungen auf die Zielquelle
- Die geeignete Kalibrator-Quelle muß gewählt werden, meistens Punktquellen (frequenzabhängig!!)
- Zeitskalen richtig wählen

Atmosphärische Störungen: Einfluß der Ionosphäre

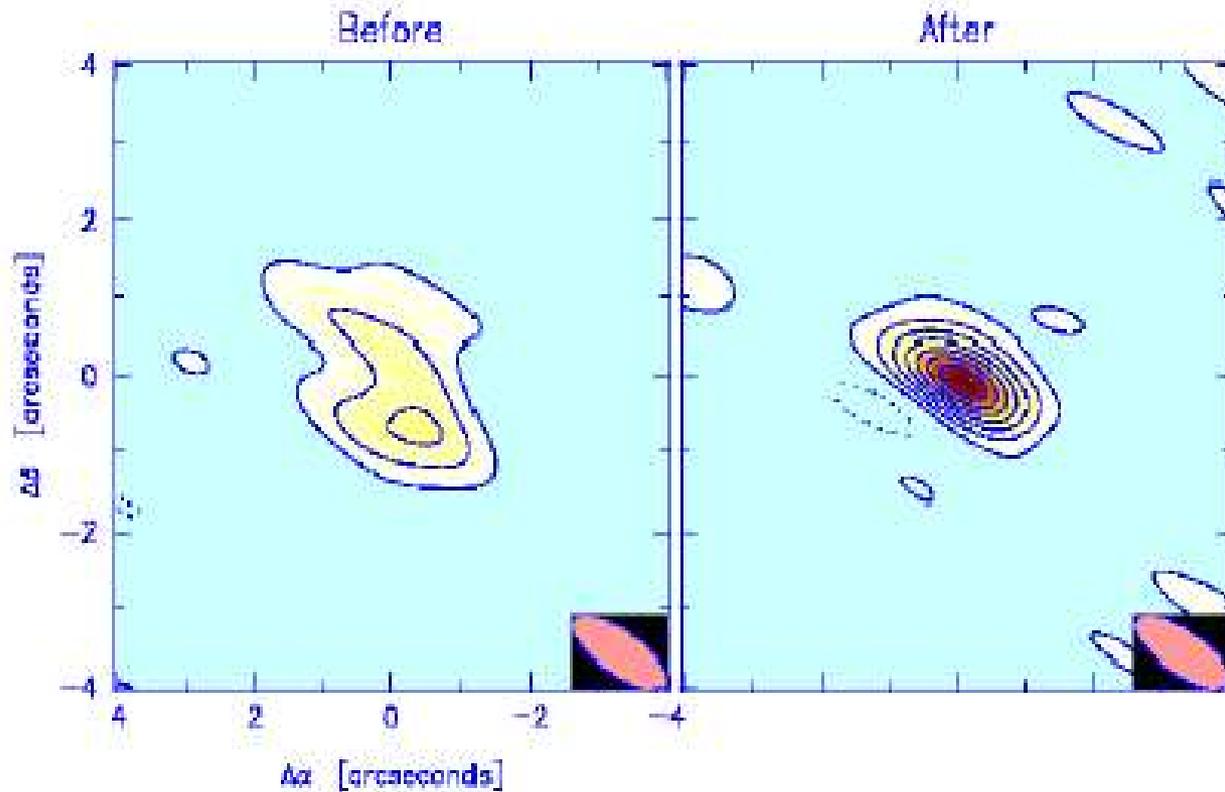


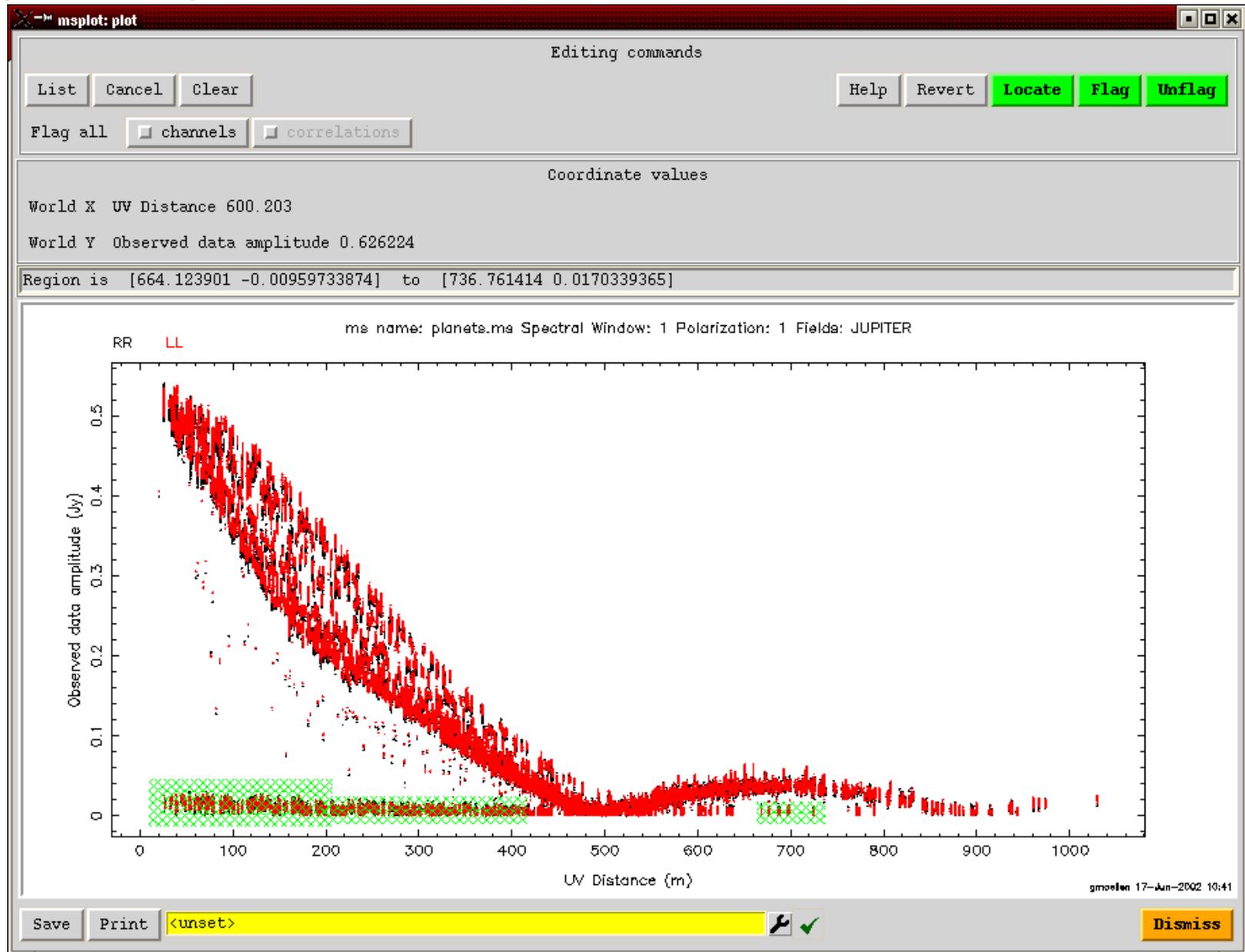
Abbildung 13: Astronomische Beobachtung mit einem 98 GHz Interferometer ohne (links) und mit Korrektur der atmosphärischen Fluktuationen (rechts)



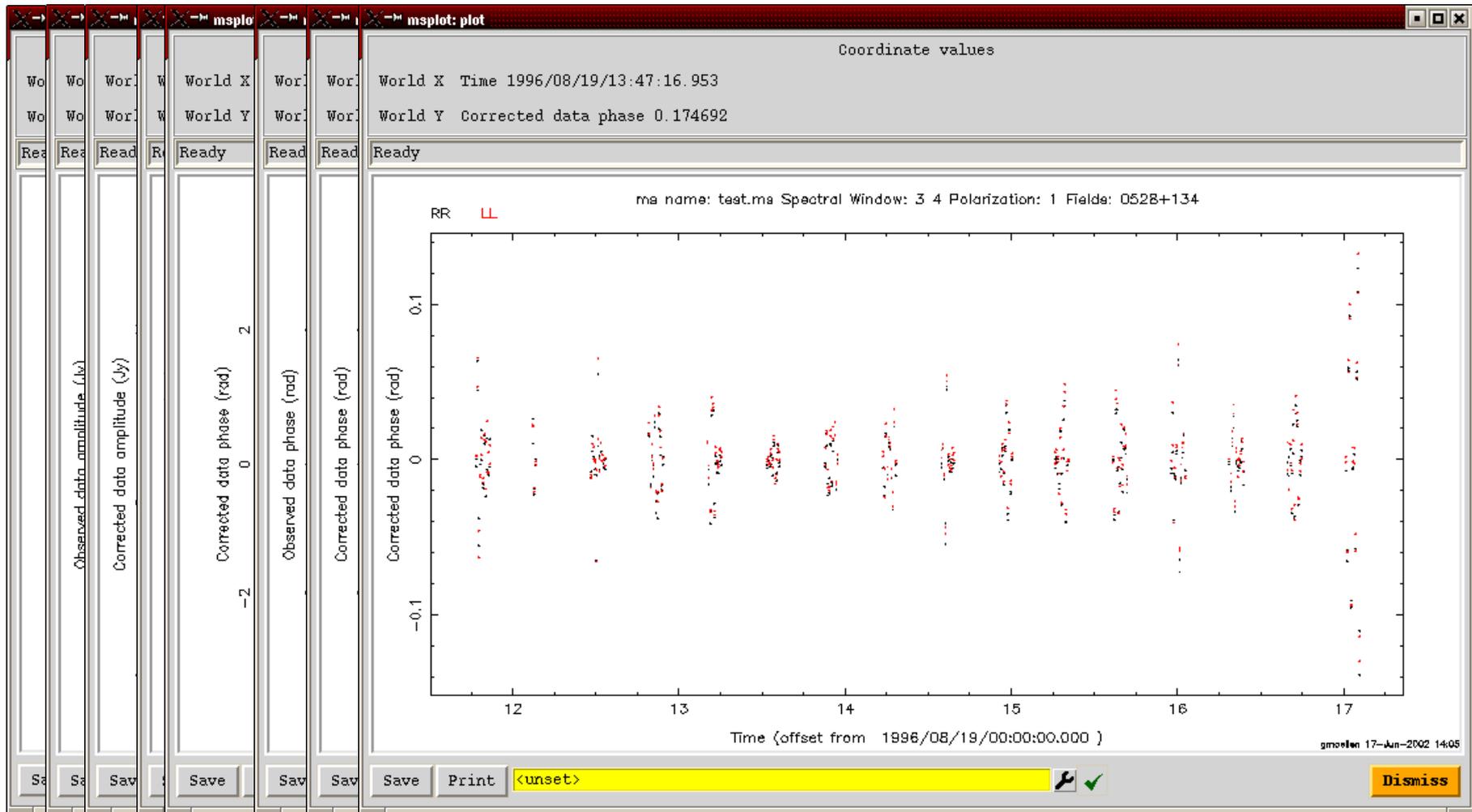
Abbildung 14: ALMA Standort *Llano de Chajnantor* in Chile

Kalibration: Daten-Editieren, Beispiel

■ msplot in aips++

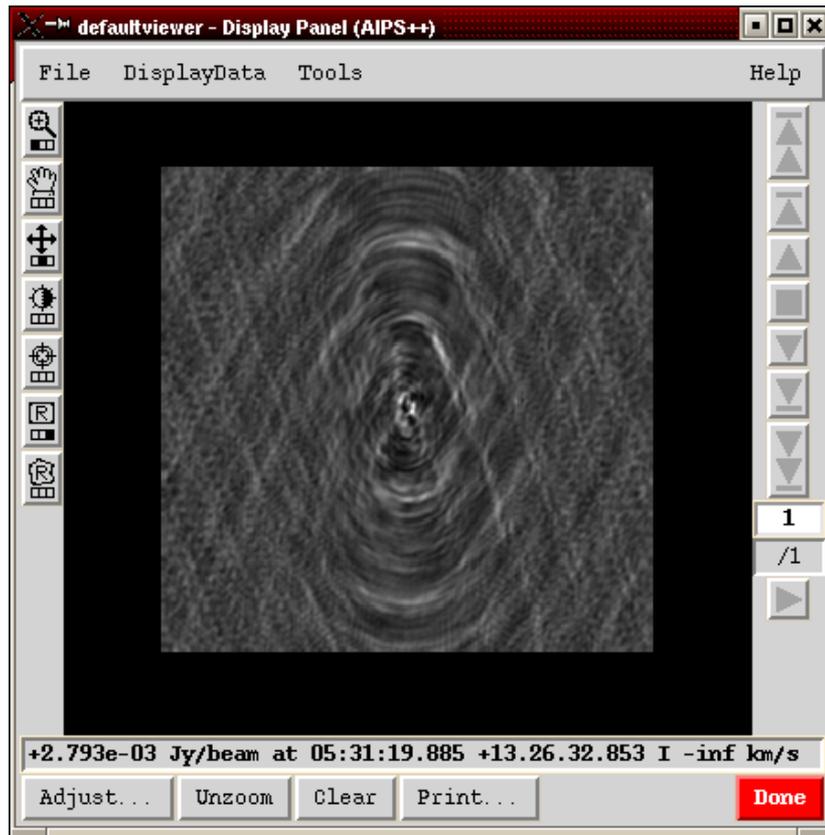


Kalibration: Effekte der Kalibration auf die visibilities

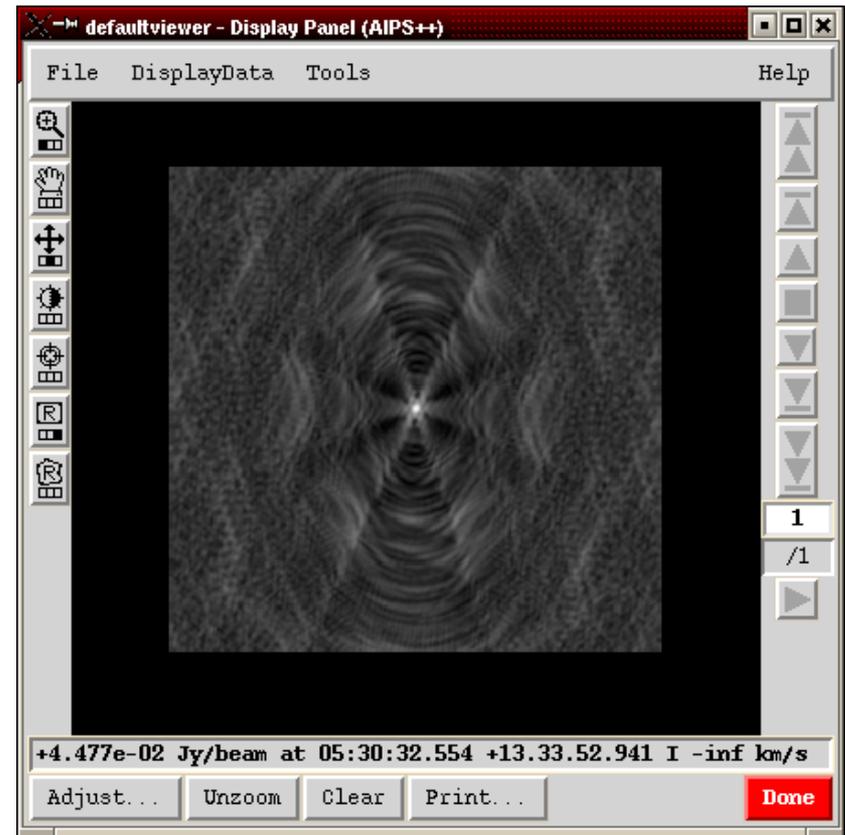


Effekte der Kalibration in der Bild-Ebene

Uncalibrated



Calibrated

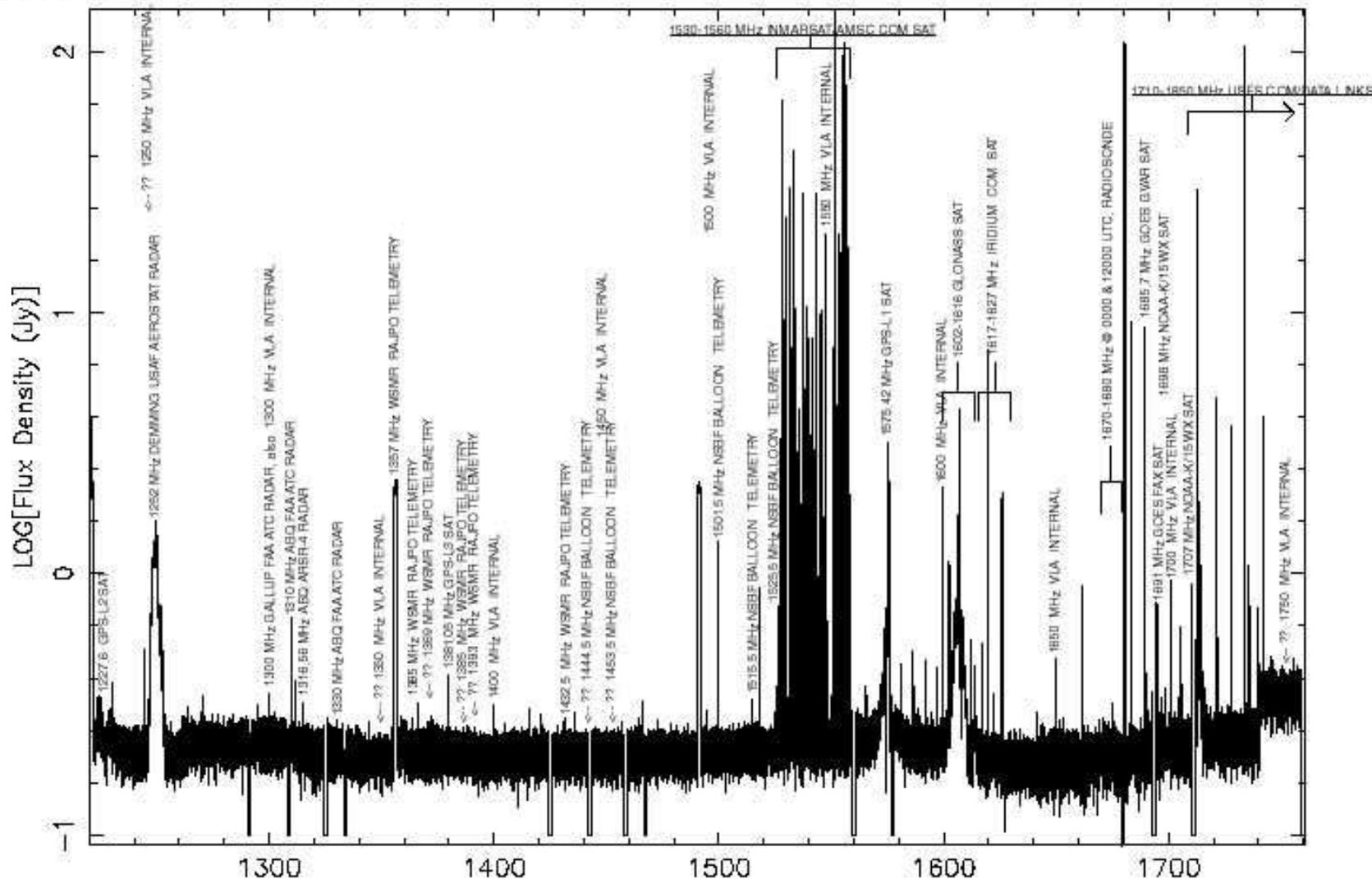


Irdische Radioquellen: Mobilfunk gegen Radioastronomie

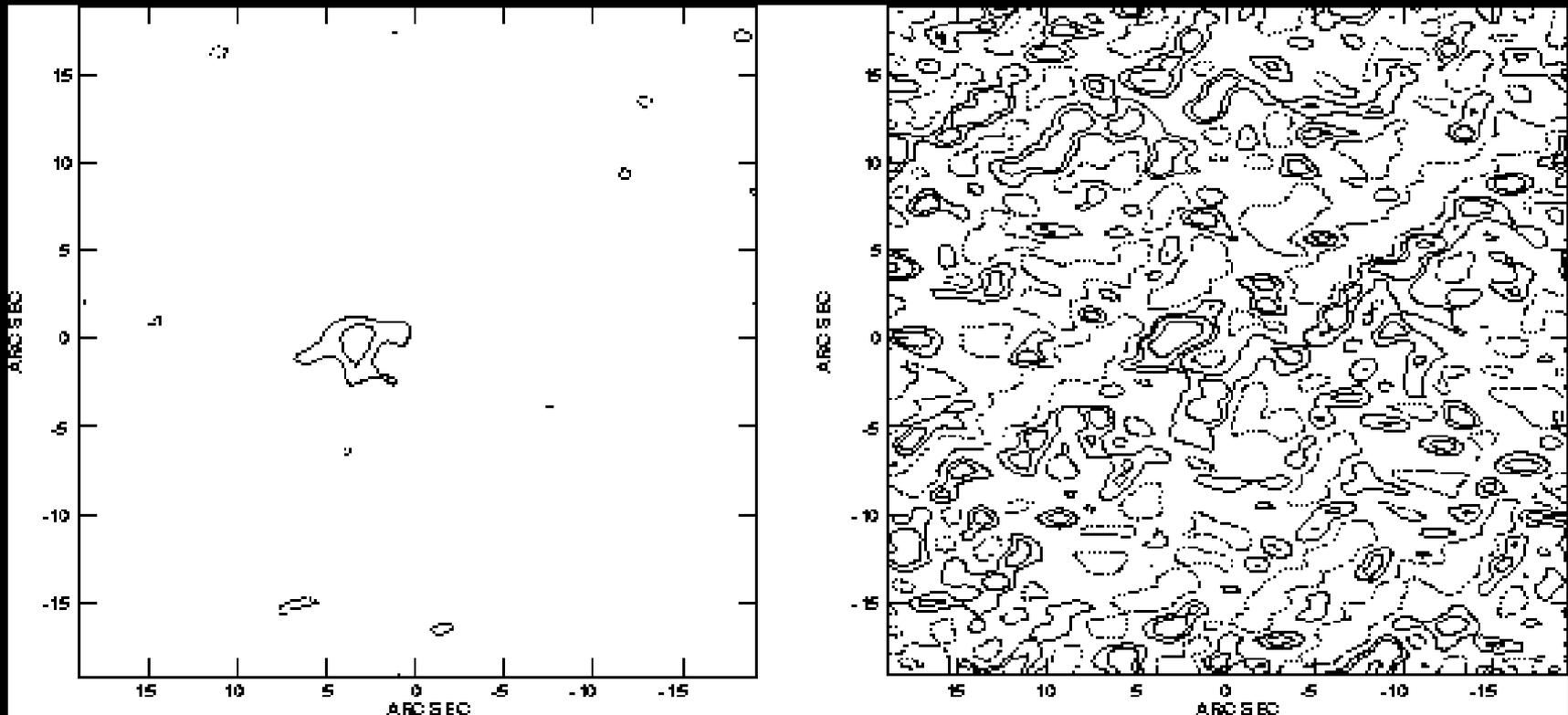
RFI= Radio Frequency Interference

■ Wachstum der Mobilfunk-Industrie bedroht die Radioastronomie!

L BAND, VLA ARRAY CONFIG "B", 19980701



Die Effekte der Radio-Interferenz



Der Effekt der Interferenz auf die Radiobilder.

Eine VLA Karte eines OH/IR Sterns beobachtet bei 1612 MHz ohne Satellitensignal (links) und mit dem Iridium Satelliten in 22 Grad Entfernung vom Stern (rechts).

G.B. Taylor, NRAO/AUI.

RFI= Radio Frequency Interference

■ RFI ist selbstgemacht! (e.g., Satelliten, Mobilfunk, Radio und TV Stationen, etc.)

- Verdeckt die “astronomischen” Quellen in Spektrallinien-Beobachtungen
- Erhöht das Rauschen signifikant in allen Teleskopen, reduziert die Empfindlichkeit für die “astronomischen” Quellen, erschwert die Kalibration

■ RFI Bekämpfung

- Sorgfältiges Design der Elektronik in den neuen Antennen
- Weltweites lobbying für Spektrum management
- Bekämpfungstechniken on-line und off-line werden erforscht
- Interferenz-freie Frequenzbänder auswählen (Versuche saubere 50 MHz im 1.6 GHz Band zu finden!)

Und, wie weiter?

- Wären wir in der Lage die uv-Ebene vollständig zu überdecken, könnte man im Prinzip ein perfektes Bild erhalten (**Inversion**)
- In der Realität existieren Löcher in der Bedeckung und Algorithmen wie CLEAN (und Maximum Entropy) werden benötigt um die fehlende Information zu raten!
- Dieser Prozeß heißt Rekonstruktion (**deconvolution**)

Populäre Bildrekonstruktions-Algorithmen

■ CLEAN:

- Annahme: der Himmel setzt sich aus Punktquellen vor einem dunklen Himmel zusammen

■ Maximum Entropy Method:

- Der Himmel ist gleichmäßig und positiv

■ Hybrid Algorithmen:

- Kombinationen aus den bereits erwähnten Methoden...

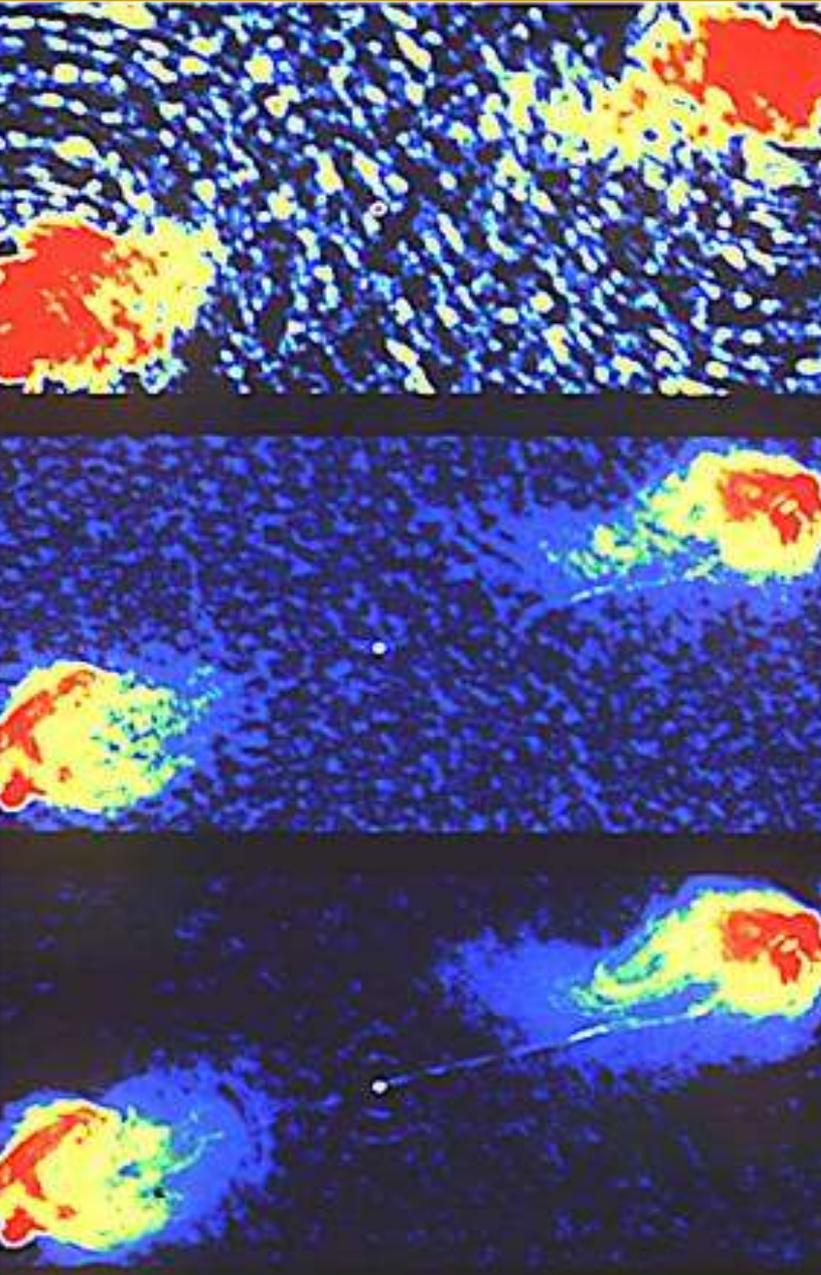
Bildrekonstruktion

■ Högbom entwickelte um 1970 einen Prozeß, um “dirty images” zu “säubern” (CLEAN)!



- Bestimme den Wert und die Position des Maximums
- Subtrahiere ‘dirty beam’ durch Punktquelle von diesem Fluß
- So oft wiederholen, bis nur noch Rauschen in der Karte vorhanden
- Füge den Fluß wieder in die Karte ein durch Falten sämtlicher gefundener Punktquellen mit einem idealen “sauberen beam”
- Das Resultat ist das “saubere Bild” ‘cleaned image’.

Cygnus A



Rohe Daten

VLA continuum

Rekonstruktion (Entfaltung)

Korrigieren für die
“Löcher” zwischen den
Teleskopen

Selbst Kalibration

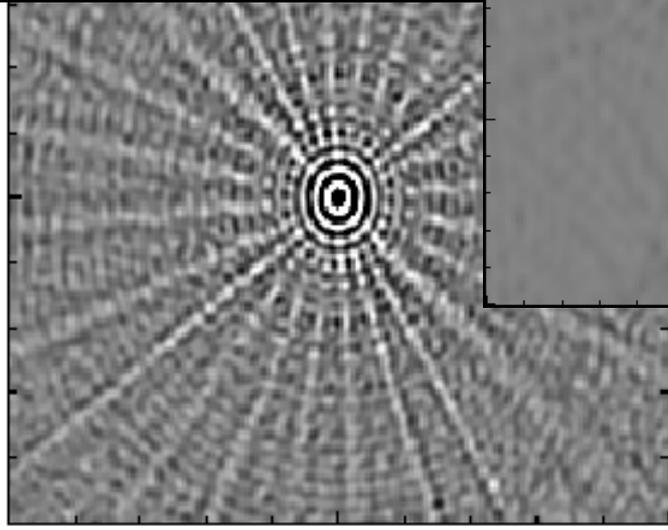
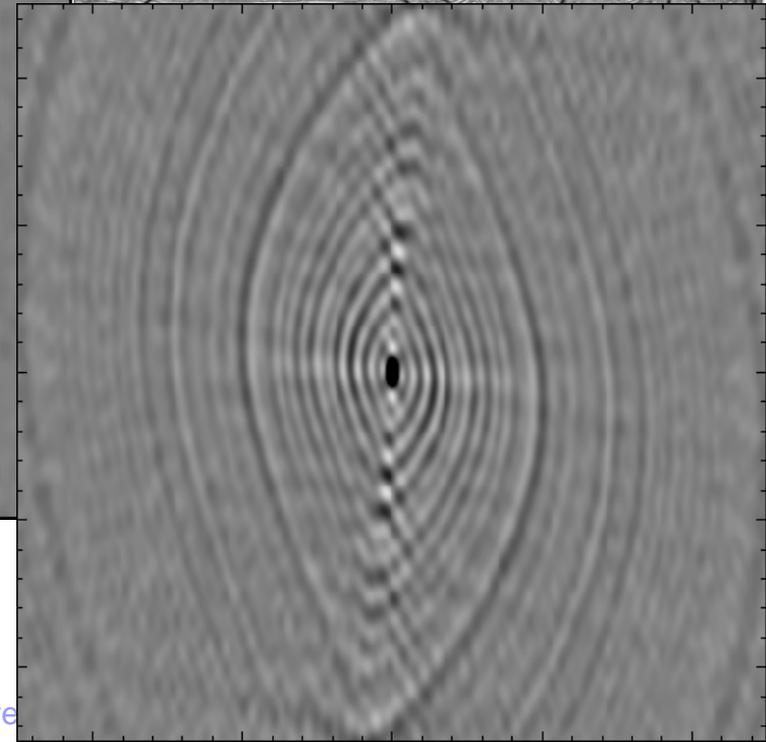
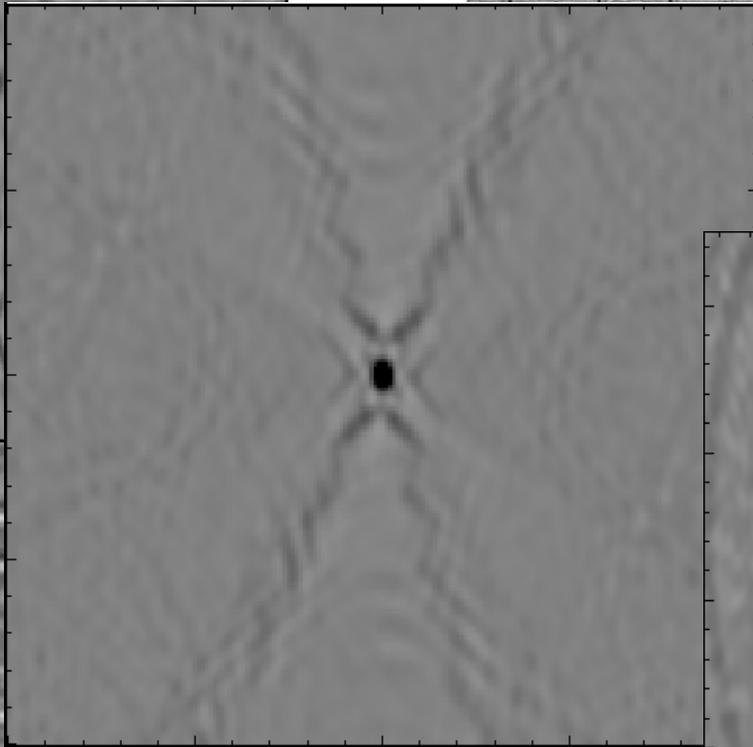
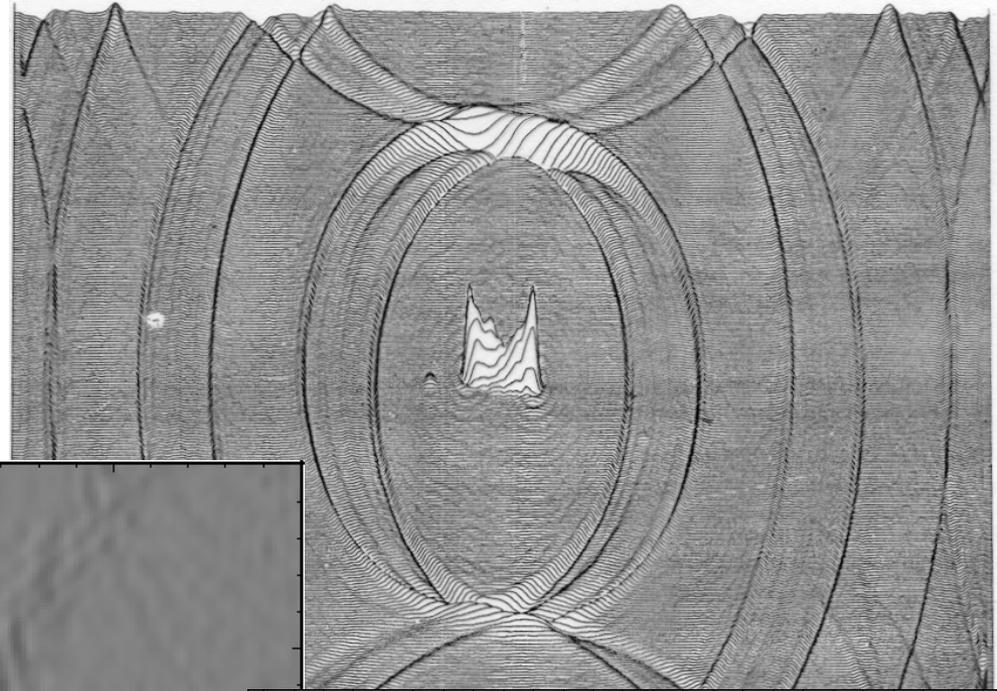
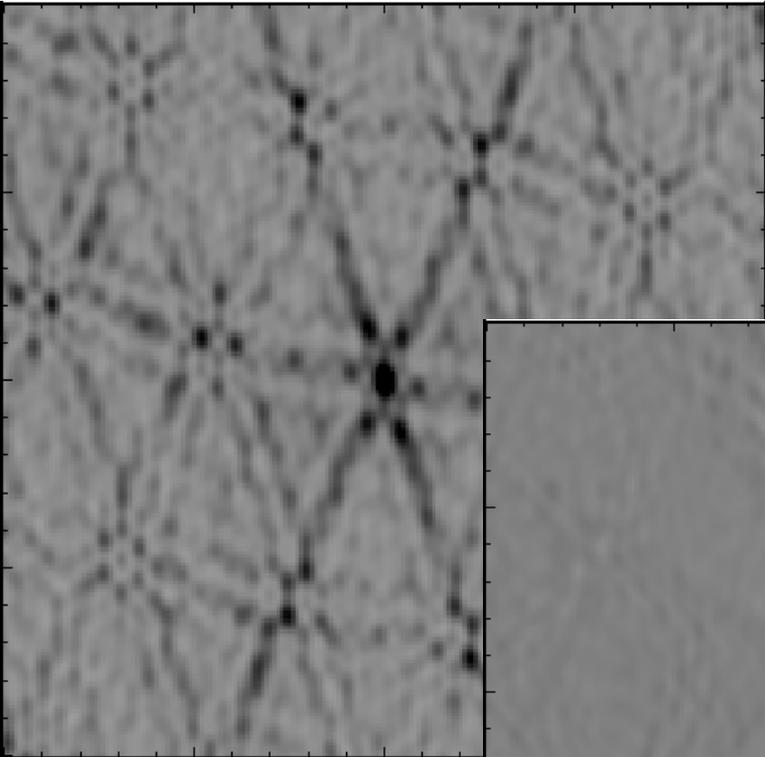
Das klassische CLEAN

- *A priori* Annahme: der Himmel setzt sich zusammen aus Punktquellen auf einem dunklen Hintergrund
- Benutzt einen iterativen Algorithmus um eine Sequenz von Punktquellen zu finden
 - => findet ein Maximum im Bild
 - => subtrahiert eine PSF entsprechend zentriert und skaliert, entfernt den Effekt des hellsten Punktes, speichert die gefundene Komponente
 - => sind weitere signifikante Punkte übrig, geht zum ersten Schritt und iteriert
 - Punktkomponenten falten mit “Clean” point spread function (gleiche Breite wie psf aber ohne sidelobes)
 - Die residuals image hinzufügen um das rekonstruierte Bild zu erhalten
- klassischer CLEAN Algorithmus von Hogbom (1974)

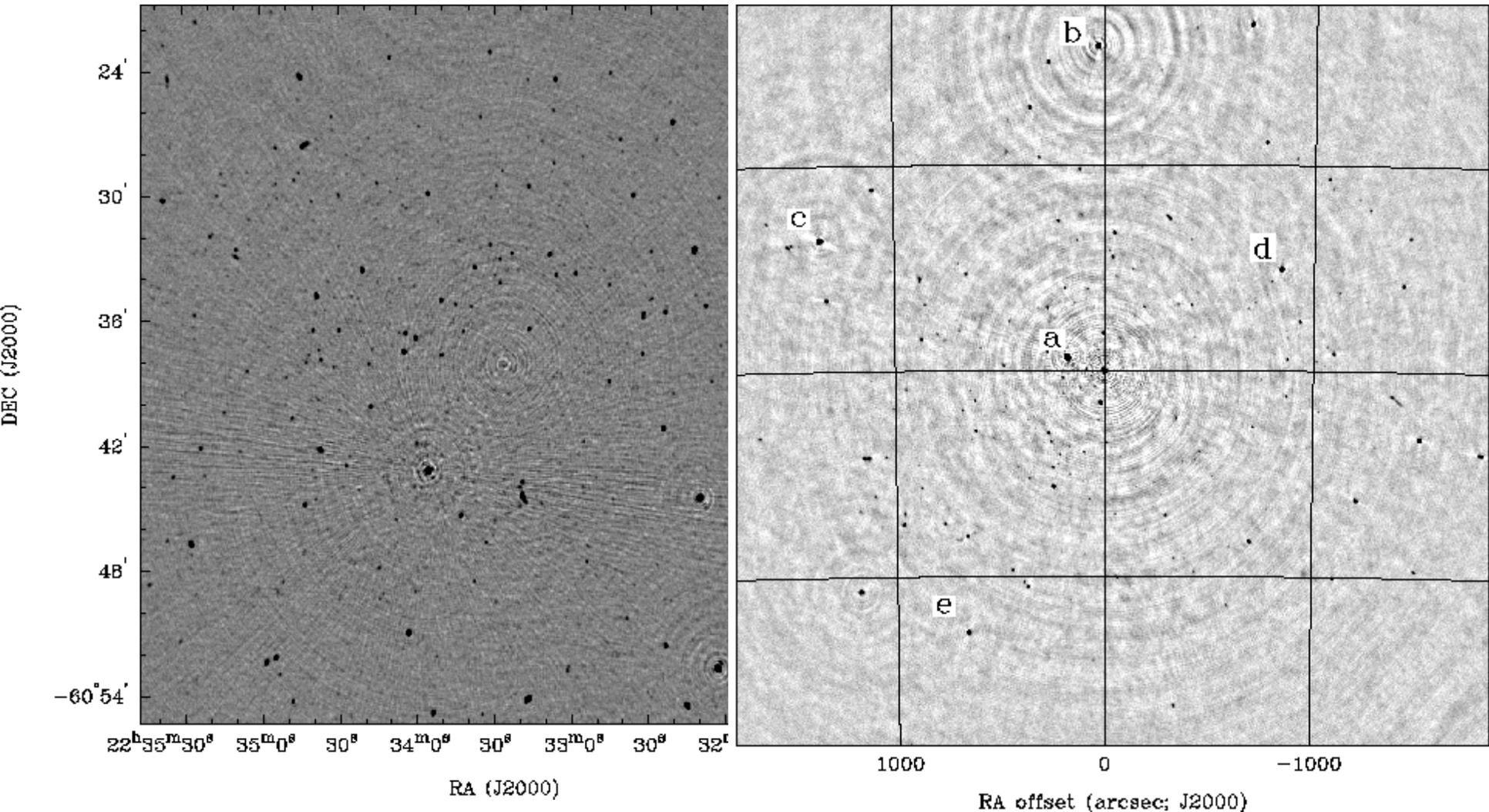
„Clean“-Cyclus

- **Cleaning MAPPING session**
- A basic Cleaning session with MAPPING is the following
- READ DIRTY file.lmv !
- READ BEAM file.beam !
- NITER 200 !
- GAIN 0.2 !
- FOR I 1 TO N !
- CLEAN !
- SHOW CLEAN !
- WRITE !
- 15 NEXT !

Dirty beams



Beispiele für CLEANed images



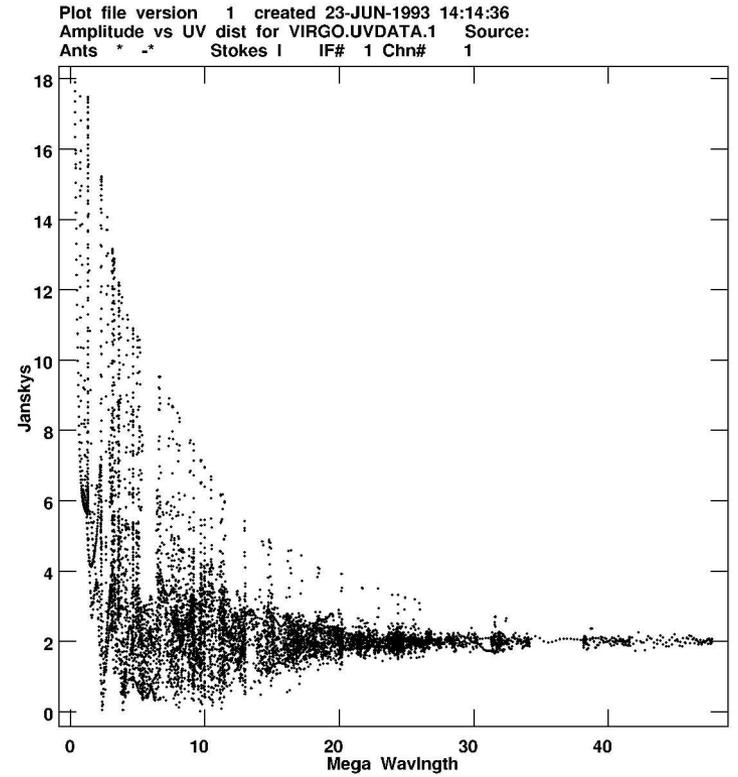
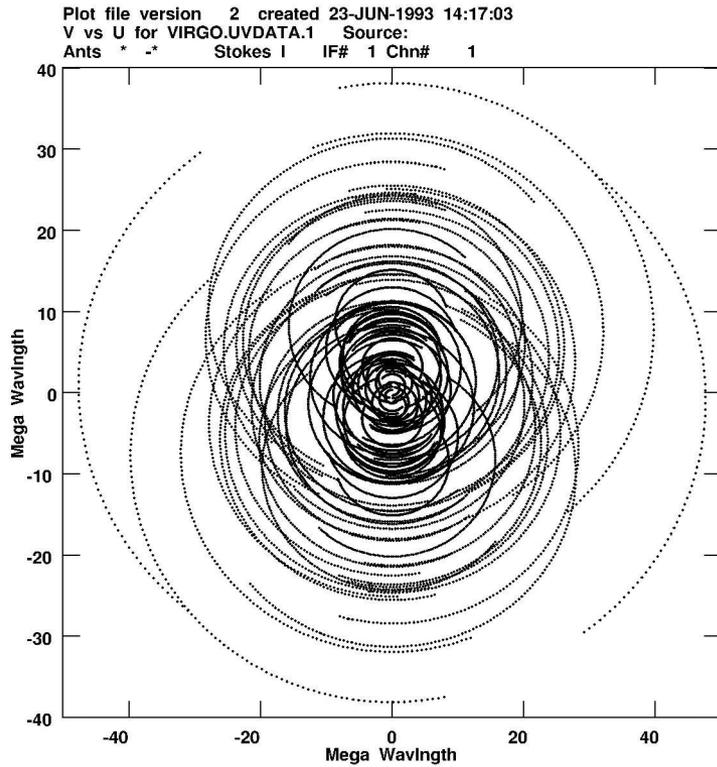
Klassisches CLEAN: Details

- Algorithmus wird stabilisiert durch Subtrahieren eines geringen Teils der Helligkeit einer Punktquelle (loop gain ~ 0.1)
- Normalerweise beendet man die Iterationen nach Auffinden einer geeigneten Anzahl von Komponenten oder wenn der peak der residuals einen Wert erreicht hat, der dem Vielfachen des intrinsischen Rausch-Niveaus entspricht
- *Ausgezeichnet im Finden, Analysieren und Korrigieren für Punktquellen, weniger effizient für ausgedehnte Emission*

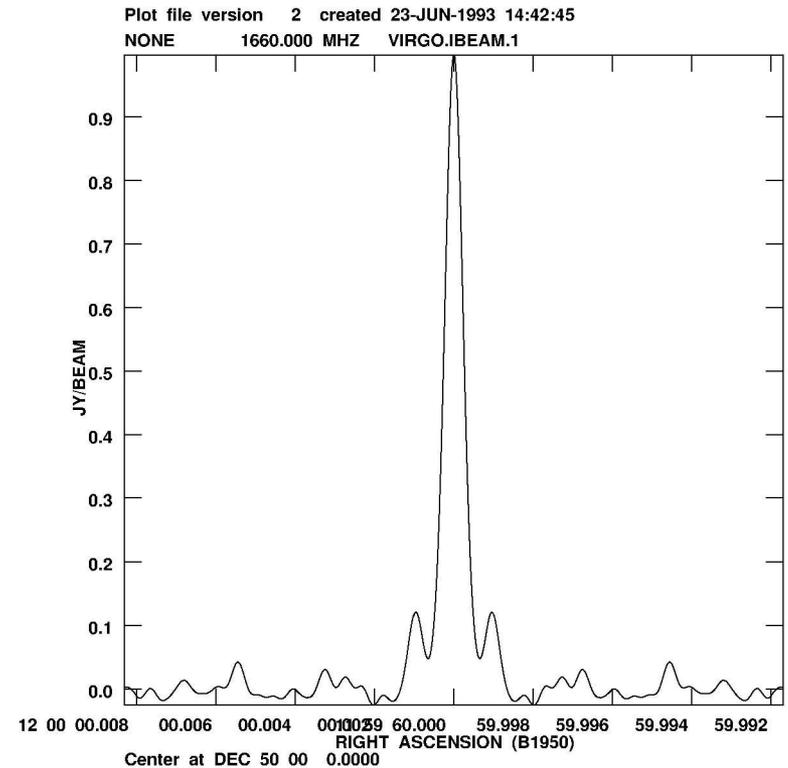
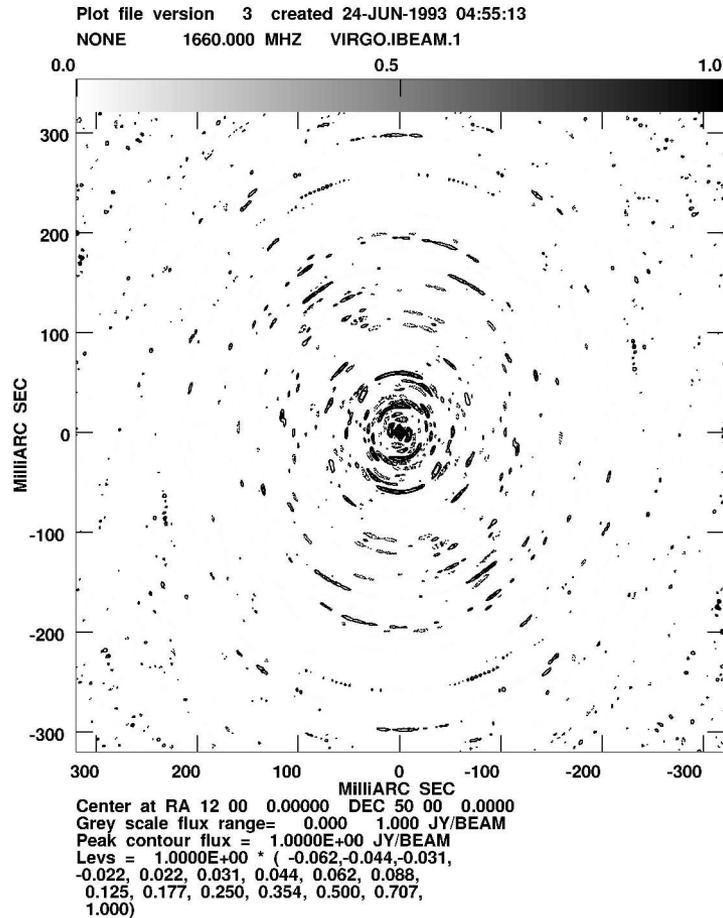
Beispiel

- VLBA simulated observations of M87-like jet source
- Will show
 - uv-Bedeckung
 - Visibility function
 - Point Spread Function
 - Dirty image
 - Clean images
 - Maximum Entropy images

Fourier plane sampling



Point Spread Function

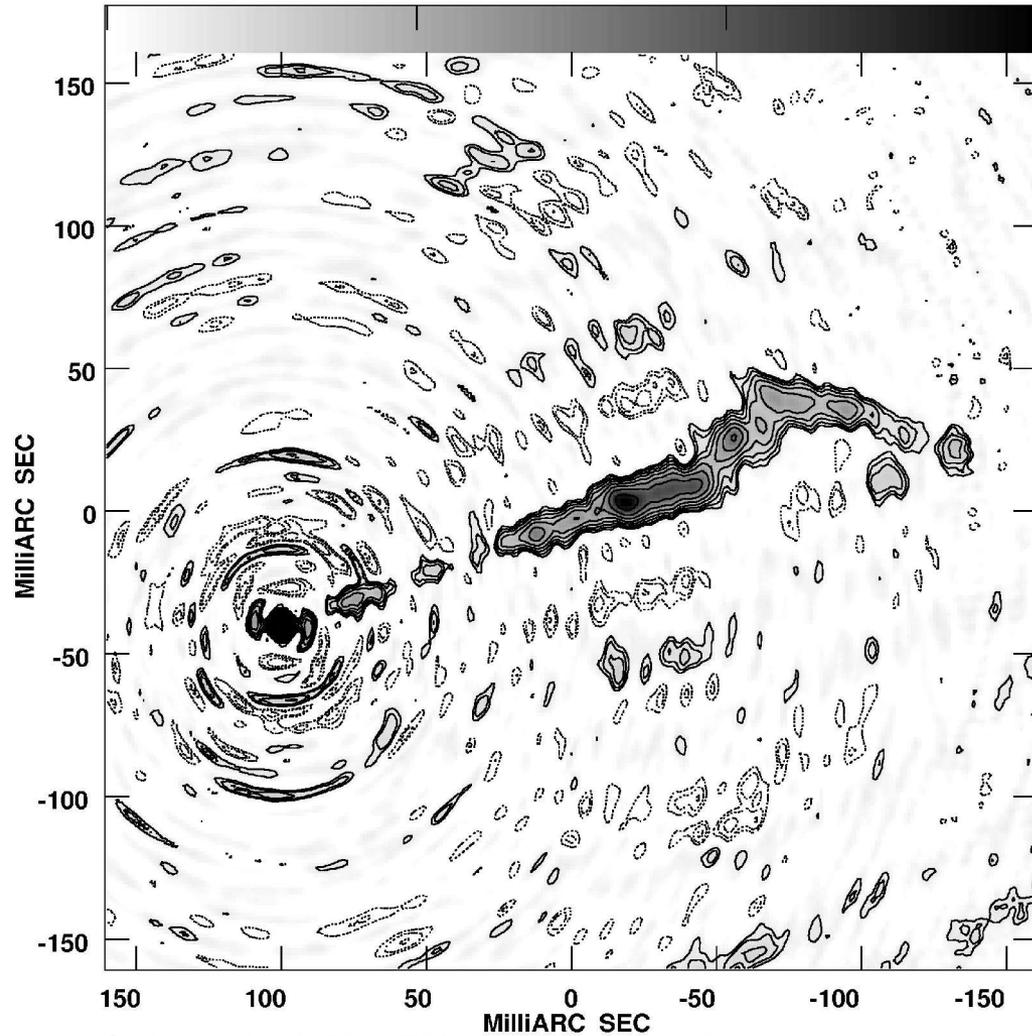


Dirty image

Plot file version 1 created 24-JUN-1993 08:53:46

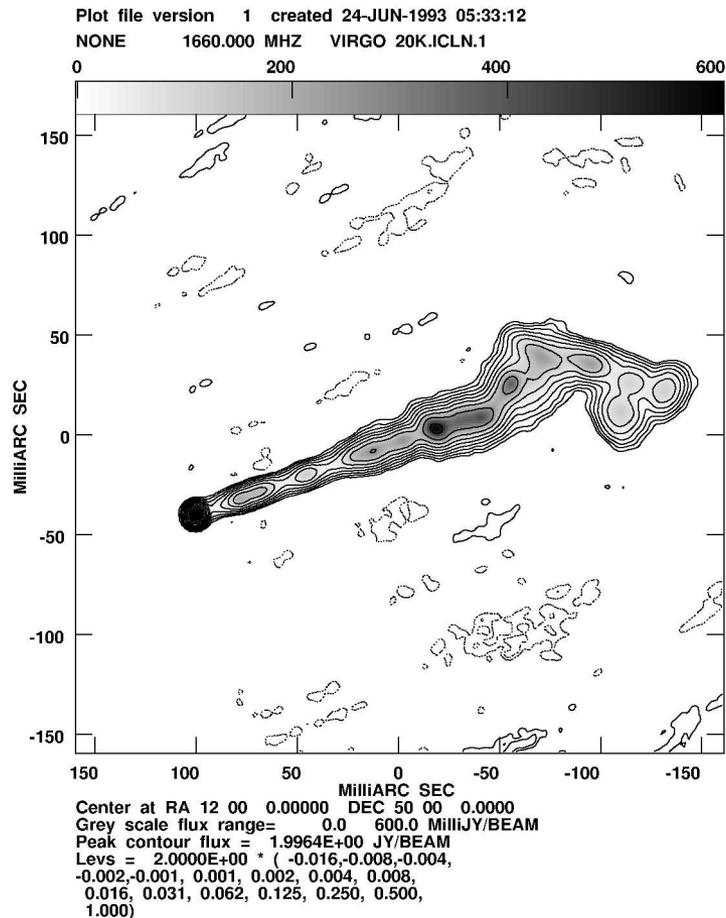
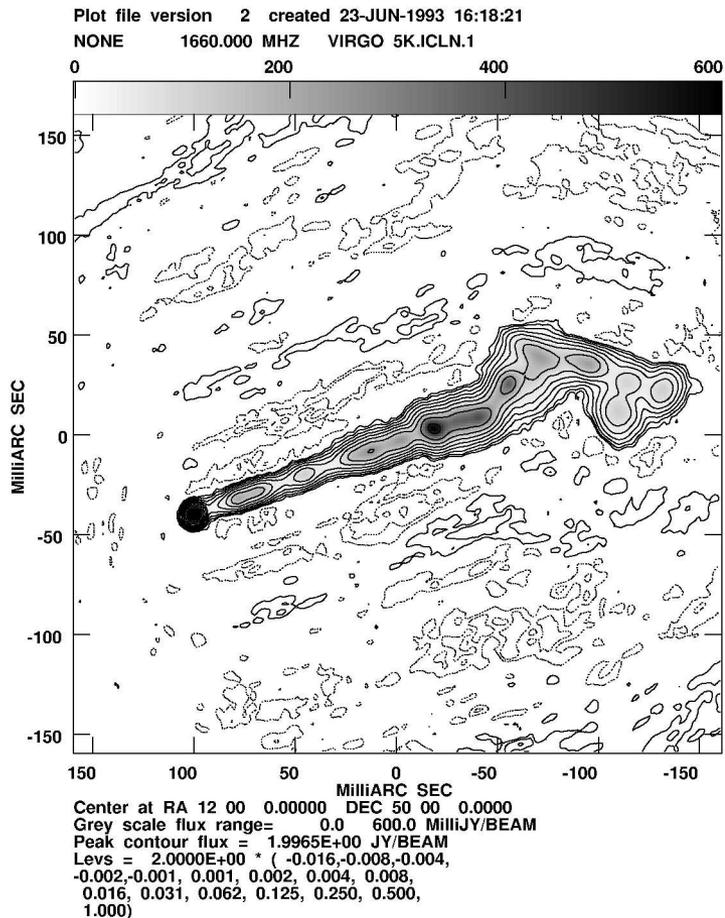
NONE 1660.000 MHZ VIRGO DIRTY.IMAP.1

0 200 400 600

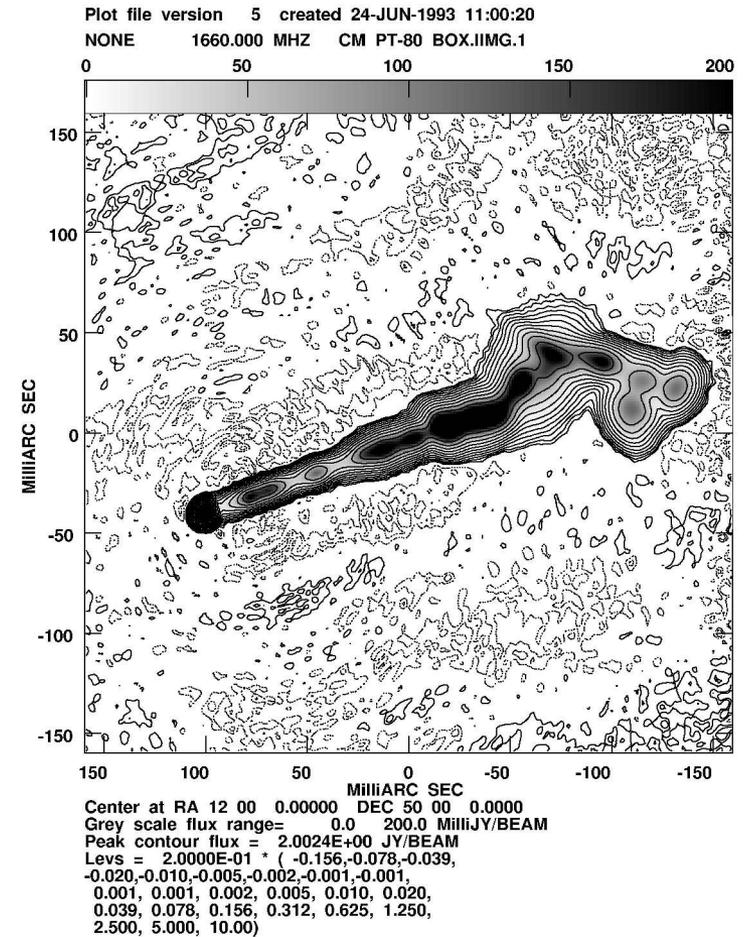
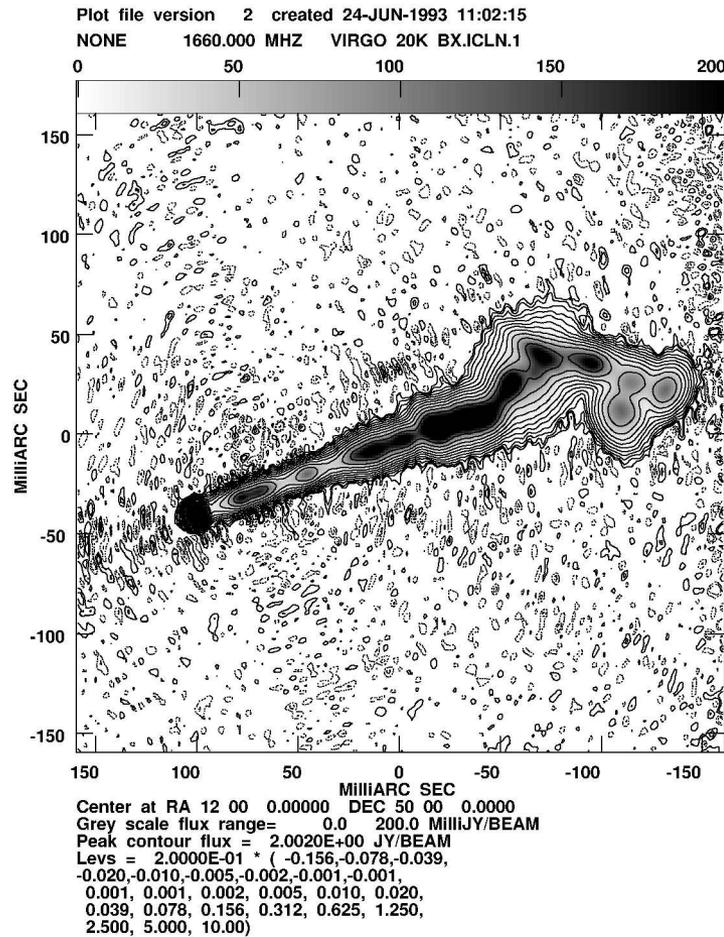


Center at RA 12 00 0.00000 DEC 50 00 0.0000
Grey scale flux range= 0.0 600.0 MilliJY/BEAM
Peak contour flux = 2.0009E+00 JY/BEAM
Levs = 2.0000E+00 * (-0.062,-0.044,-0.031,
-0.022, 0.022, 0.031, 0.044, 0.062, 0.088,
0.125, 0.177, 0.250, 0.354, 0.500, 0.707,
1.000)

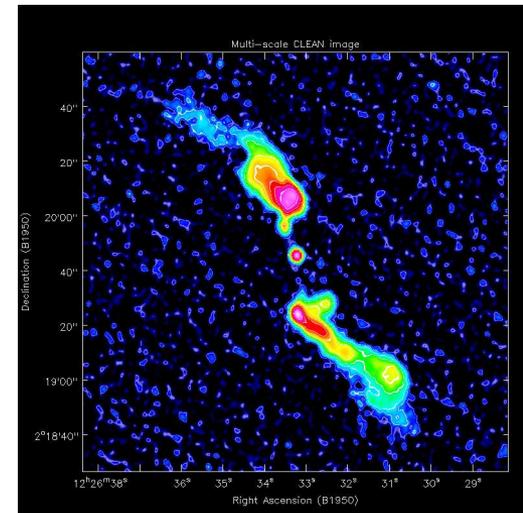
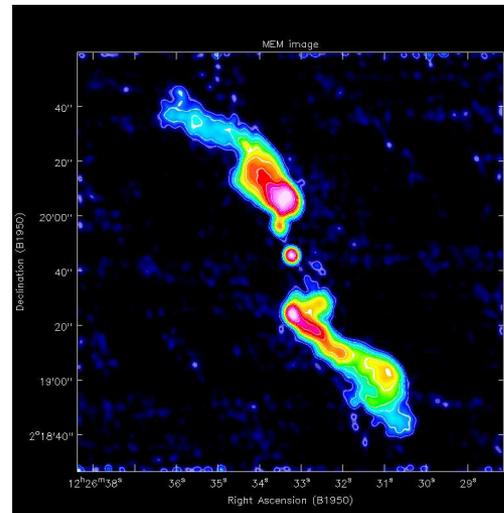
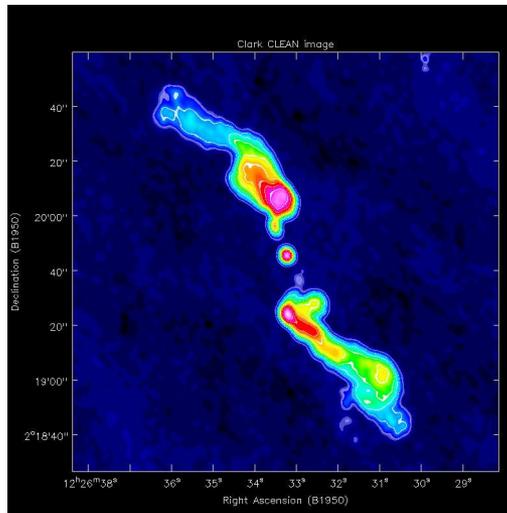
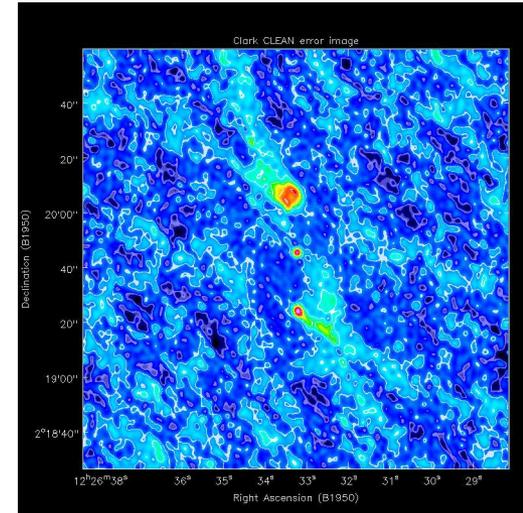
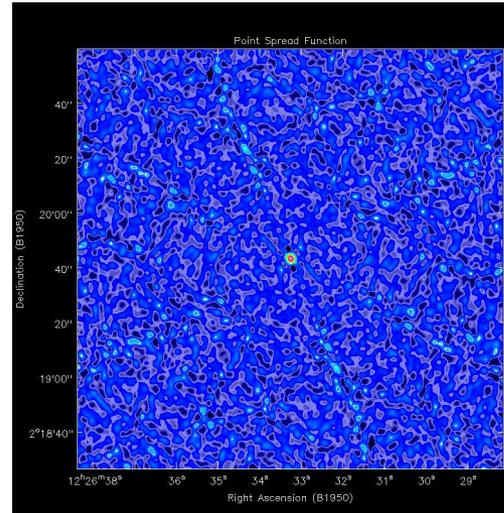
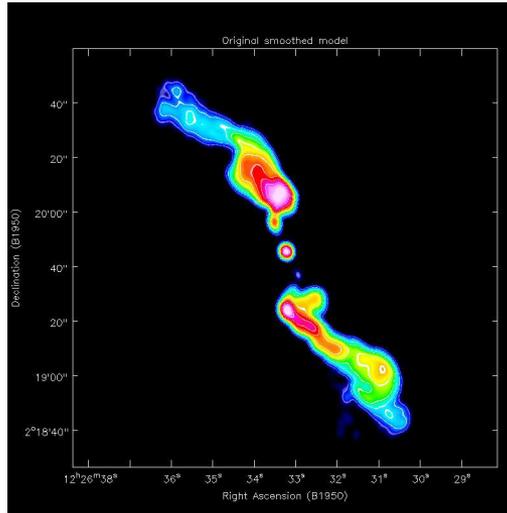
Classic CLEAN: 5000 und 20000 Komponenten



Best Clean and Best MEM



Model, PSF, Dirty image, CLEAN, MEM, Multi-scale CLEAN

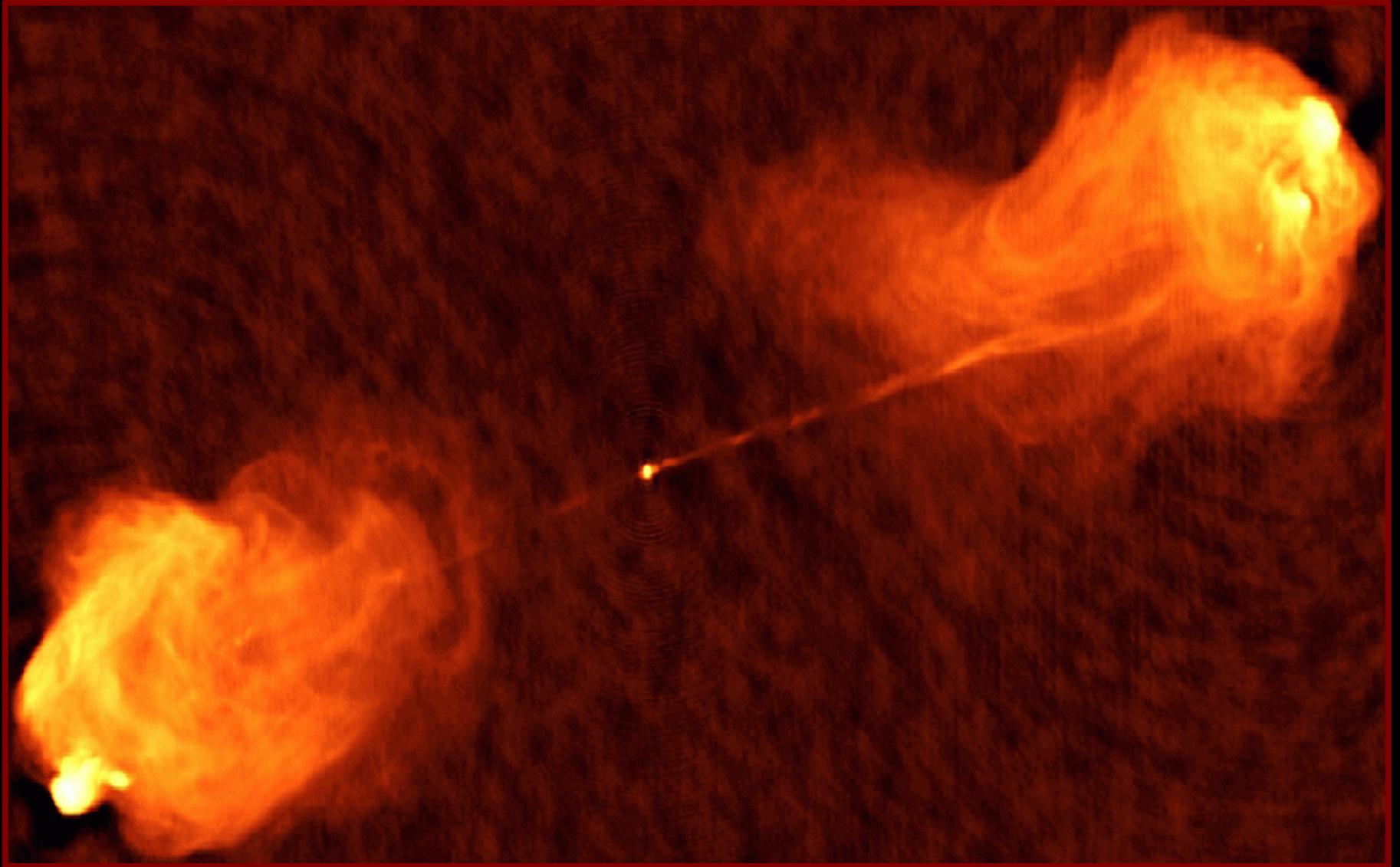


Selbstkalibration kuriert Phasenfehler

- Bildrekonstruktion ist limitiert durch:
 - Unvollständige uv-Ebenen Bedeckung <- Rekonstruktions Algorithmen
 - Daten können nicht genügend kalibriert werdenInability <- **Selbstkalibrations Algorithmen**
 - Mögliche Kalibrationsfehler:
 - Geringe Instrumentenstabilität, e.g., Uhren, Antennen, Positionen, Quellenkoordinaten, etc.
 - Troposphäre Wasserdampf-Fluktuationen
 - Ionosphäre Elektronendichte Fluktuationen
 - 2 und 3 sind bei Lokal-Interferometern kein Problem (VLA, MERLIN) => Hauptgrund für Phasenfehler ist 1.

Selbstkalibration: Closure Phasen

- Jennison (1958): die auf den Antennen basierenden Phasenfehler verschwinden bildet man die Summe der Kohärenz-Phase in einem geschlossenen Kreis: die *closure phase* liefert eine gute Beobachtungsgröße auch bei signifikanten (Antennen basierenden) Phasenfehlern
- Ein Feld von N Antennen hat $(N-1)(N-2)/2$ unabhängige closure phases. Für große N ist diese Zahl ähnlich der Zahl der Kohärenz-Phasen $N(N-1)/2 \Rightarrow$ Verlust an Informationen somit gering



VLBA

