

Παρατηρησιακή Αστρονομία

Κ. Δασύρα
(kdasyra@phys.uoa.gr)

Συμβολομετρία



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Η χρήση μιας κεραίας τη φορά έχει περιορισμούς... π.χ.,

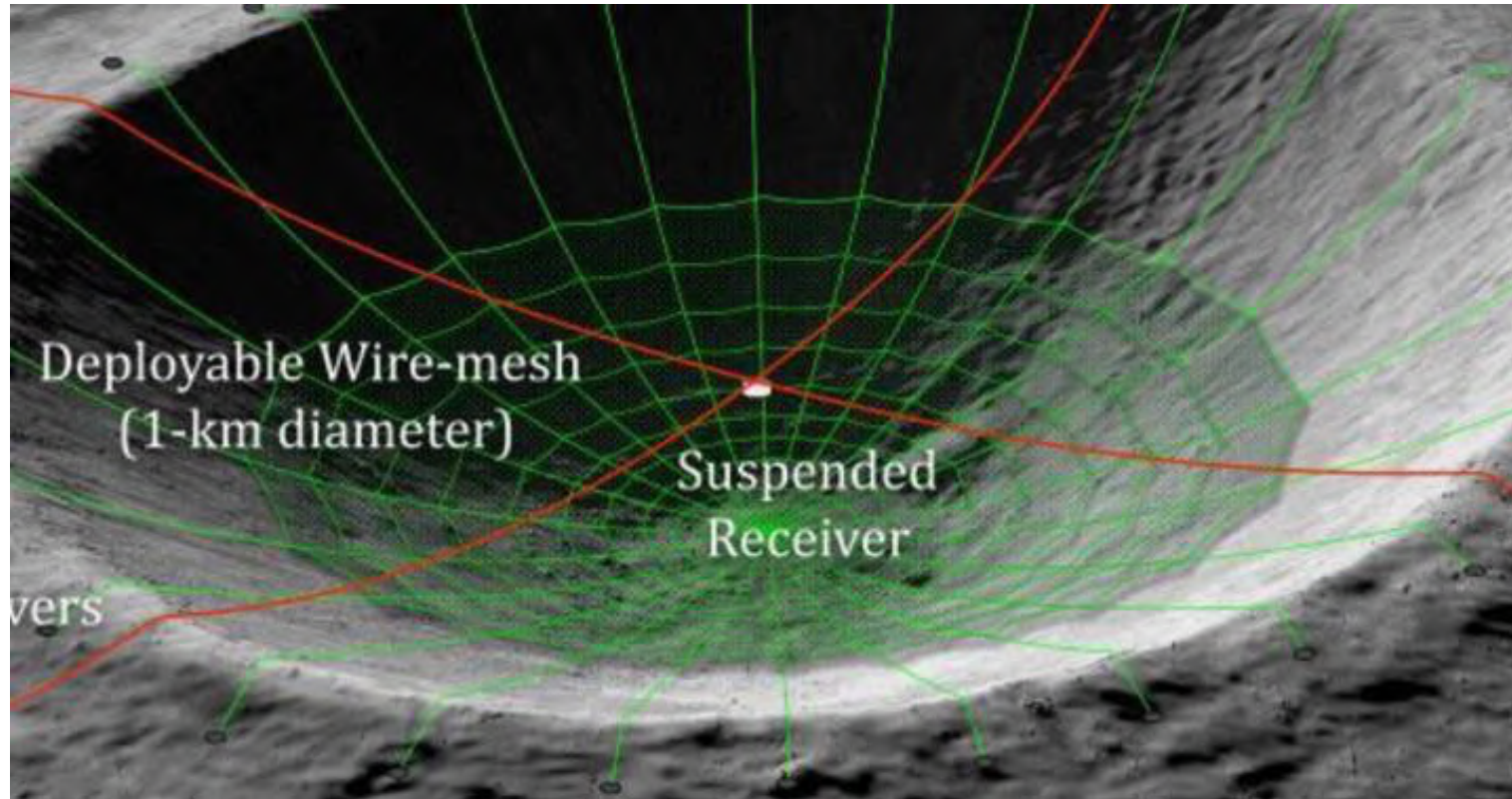
- 1) Στασιμα κύματα: 'παλμοί στο φάσμα', σε κάποιες συχνότητες στις οποίες υπάρχει συντονισμός από κύματα που διαδίδονται στην επιφάνεια της κεραίας.
- 2) Περιορισμοί στο φυσικό μέγεθος αντενών και άρα στην ευαισθησία και τη διακριτική τους ικανότητα.

Π.χ., για να επιτύχουμε διακριτική ικανότητα 1" στη γραμμή 21 εκ. υπέρλεπτης υφής του ατομικού υδρογόνου, η διάμετρος πρέπει να είναι

$$D = 1.22 \frac{\lambda}{\theta} = 1.22 \left(\frac{21 \text{ cm}}{4.85 \times 10^{-6} \text{ rad}} \right) = 52.8 \text{ km}$$

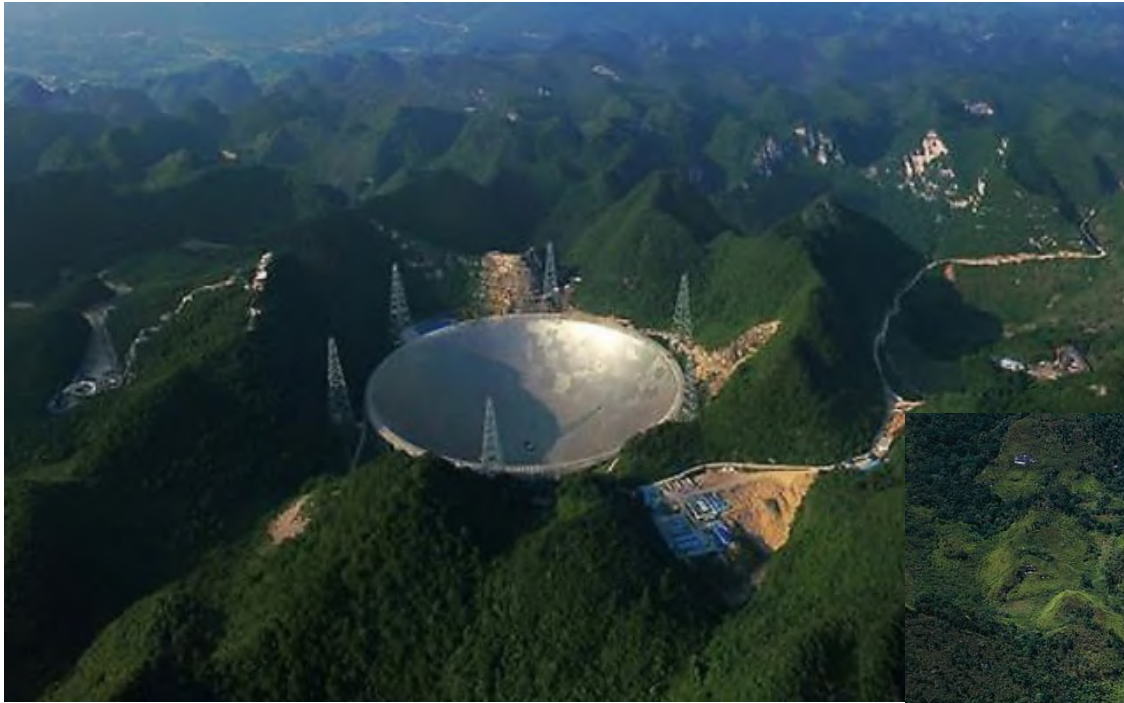
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Το προτεινόμενο [Lunar Crater Radio Telescope \(LCRT\)](#) της NASA προτείνεται να είναι 1km



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Μεγαλύτερα standing single-dish στη Γη, FAST, Κίνα, 500 μέτρα



Arecibo, Puerto Rico, 300m
(καταστράφηκε)



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Μεγάλα steerable single-dish:
Effelsberg (100m)



Parkes 64m – (1963)



Sardinia telescope 50m
– (2011)
panel actuators

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Έχουμε φτάσει στα όρια του τι μπορούμε να φτάσουμε με single-dish.

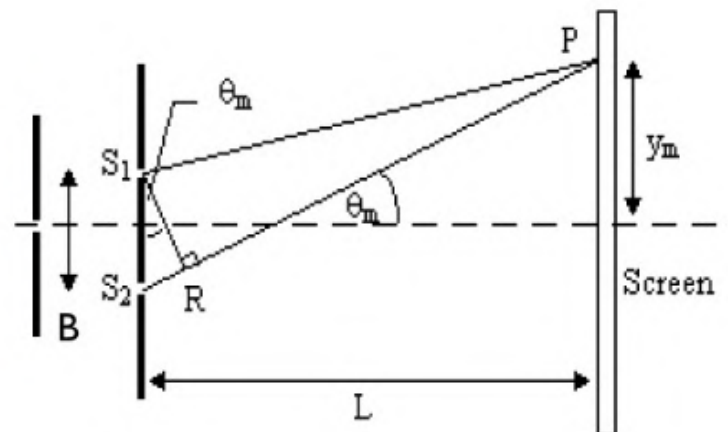
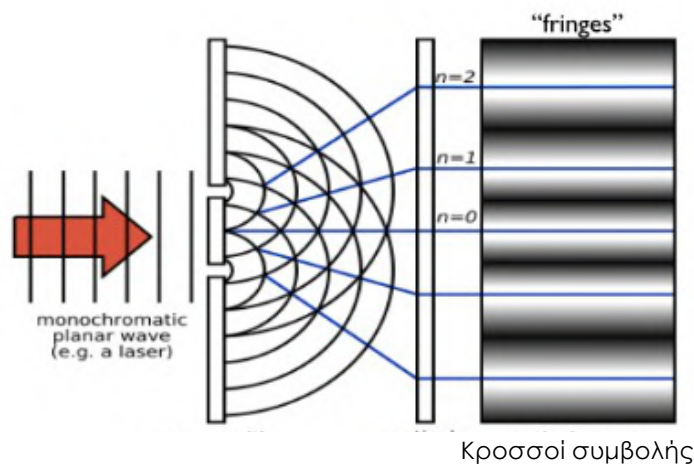
Επόμενο βήμα: χρήση πολλαπλών κεραιών.

Χρησιμοποιώντας πάνω από 1 τηλεσκόπια, θα μπορούσαμε απλά να προσθέτουμε το σήμα από κάθε κεραία και να βελτιώναμε το θόρυβο του φάσματος ή της εικόνας όπως στο οπτικό.
– ΑΝ τα τηλεσκόπια είχαν συγκρίσιμη beam. Αυτό δεν θα βελτίωνε τη διακριτική ικανότητα.

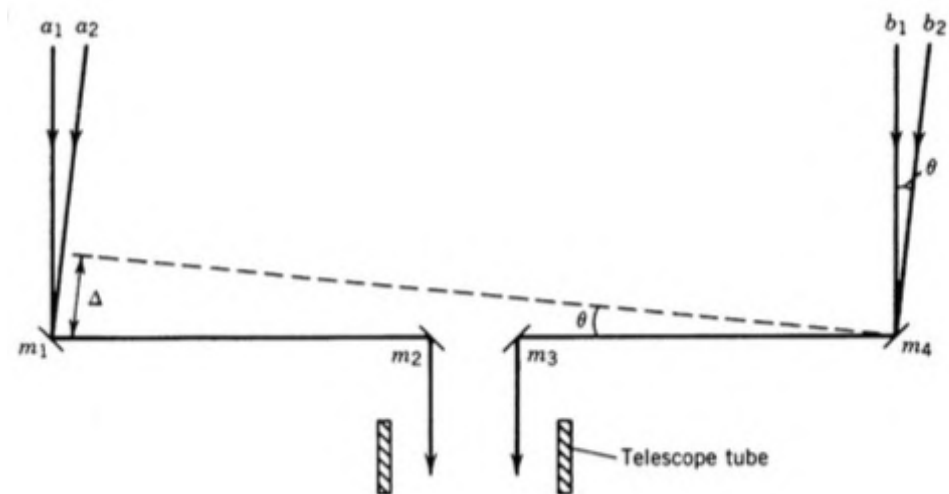
Το επόμενο βήμα είναι η **συμβολομετρία** (interferometry) χρησιμοποιώντας ραδιοτηλεσκόπια όχι πλέον αυτόνομα, αλλά σαν μέρος μιας συστοιχίας (array) για να βελτιώσουμε τη διακριτική ικανότητα. Βάζοντας 2 τηλεσκόπια, η συλλεκτική επιφάνεια θα διπλασιαστεί, άρα όχι μεγάλη διαφορά στη ροή, αλλά μεγάλη διαφορά στη διακριτική ικανότητα

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Η συμβολομετρία βασίζεται στο πείραμα διπλής σχισμής του Young:
προσθήκης μήκους στην οπτική διαδρομή του φωτός αντιστοιχεί σε καθυστέρηση φάσης-
ανάλογα με το που έρχεται το φως (ή κοιτάν τα τηλεσκόπια). Έχουμε ενισχυτική συμβολή όταν
 $B \sin(\theta) = m\lambda$, όπου B: απόσταση σχισμών, m: ακέραιος

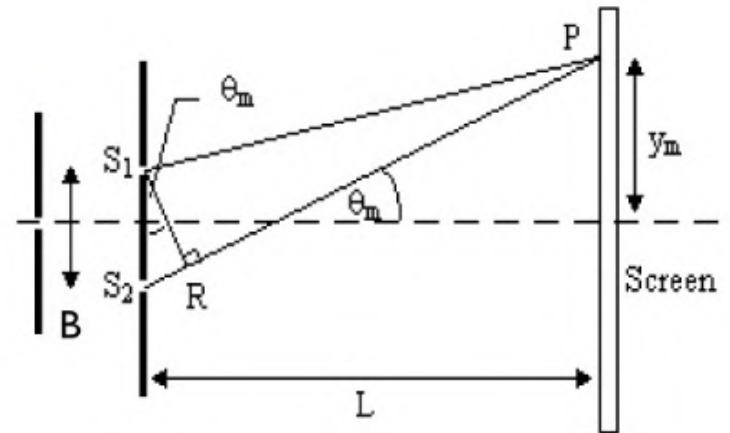
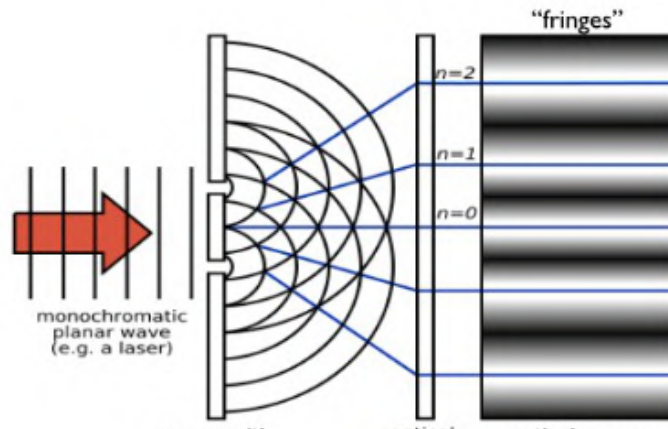


Το κάθε τηλεσκόπιο τώρα αντιστοιχεί
σε μία σχισμή: κάθετες ακτίνες από πηγές
στο ζενίθ δεν έχουν διαφορά φάσης,
αλλά για άλλες γωνίες έχουν.



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Η συμβολομετρία βασίζεται στο πείραμα διπλής σχισμής του Young:
προσθήκης μήκους στην οπτική διαδρομή του φωτός αντιστοιχεί σε καθυστέρηση φάσης-
ανάλογα με το που έρχεται το φως (ή κοιτάν τα τηλεσκόπια). Έχουμε ενισχυτική συμβολή όταν
 $B \sin(\theta) = m\lambda$, όπου B: απόσταση σχισμών, m: ακέραιος

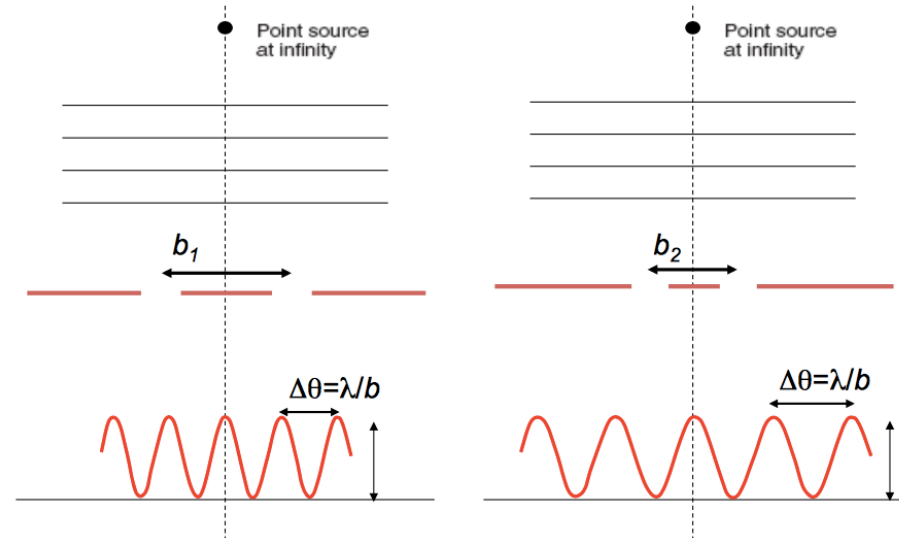


Για μικρή γωνία

$$B \sin \theta \sim B \theta = m\lambda \rightarrow \theta = m\lambda/B \quad \text{άρα} \quad \Delta\theta = \lambda/B$$

Όσο πιο μακριά βάλουμε τα τηλεσκόπιά μας,
τόσο πιο μεγάλη ανάλυση πετυχαίνουμε.

{δεν υπάρχει περιορισμός}

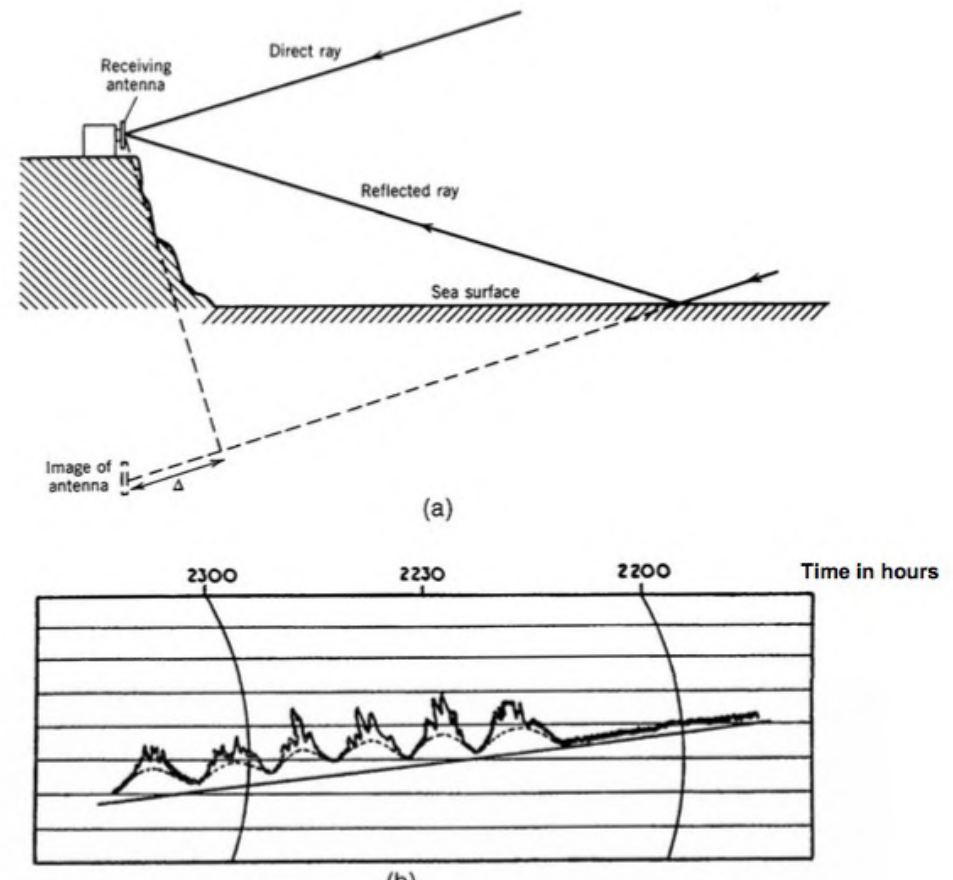


Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Στη συμβολομετρία, οι κεραιές δουλεύονται **πάντα** ανά 2, αν και προφανώς κάθε συστοιχία μπορεί να έχει περισσότερες. Ο αριθμός των κεραιών διαφέρει αρκετά από array σε array, με το IRAM NOEMA να έχει 10, το ALMA 66, και το SKA να έχει προβλεφθεί να έχει χιλιάδες.

Εξαιρέση: Ένα από τα πρώτα πειράματα συμβολομετρίας είχε μόνο 1 κεραιά, και χρησιμοποιούσε την **επιφάνεια της θάλασσας** για τη 2^η !!!!

Sea cliff interferometer
(Bolton & Stanley 1948):
Imaginary telescope at D
+ main antenna recorded
signal from Cygnus A at
100 MHz (Nature paper)



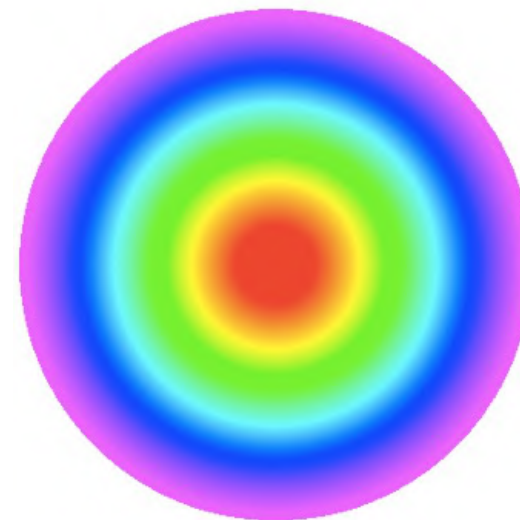
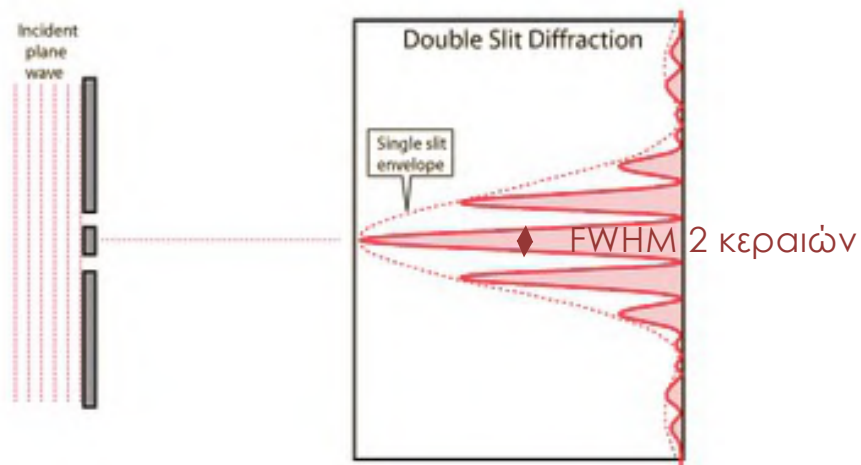
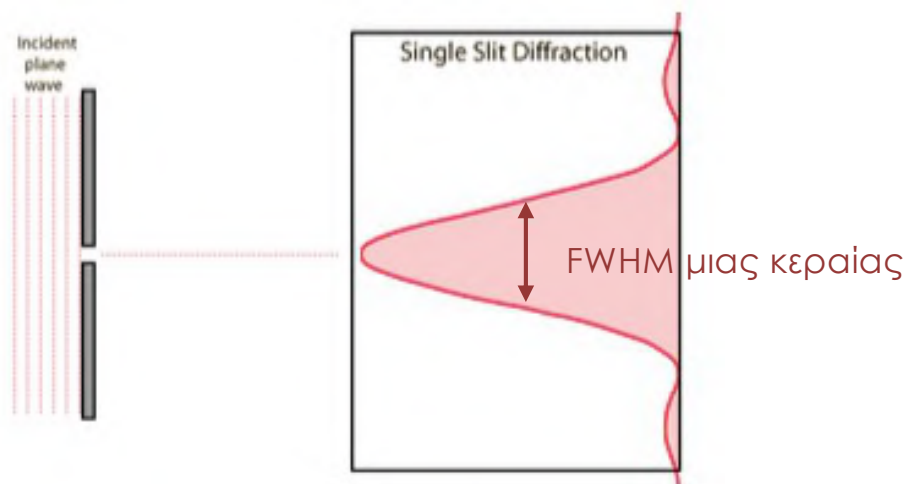
steady component and a fluctuating component of ionospheric origin

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

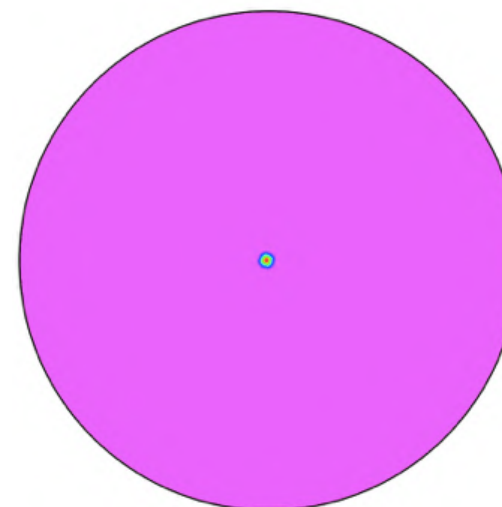
Primary beam (field of view) **vs. Synthesized beam** (PSF του συμβολόμετρου):

Διαφορά ανάμεσα σε πείραμα μονής και διπλής σχισμής κι αντιστοιχία με beams:

Η περίθλαση από τη μονή σχισμή δίνει το **περίγραμμα** του σχήματος περίθλασης από τη διπλή. Το ίδιο για πολλές σχισμές.

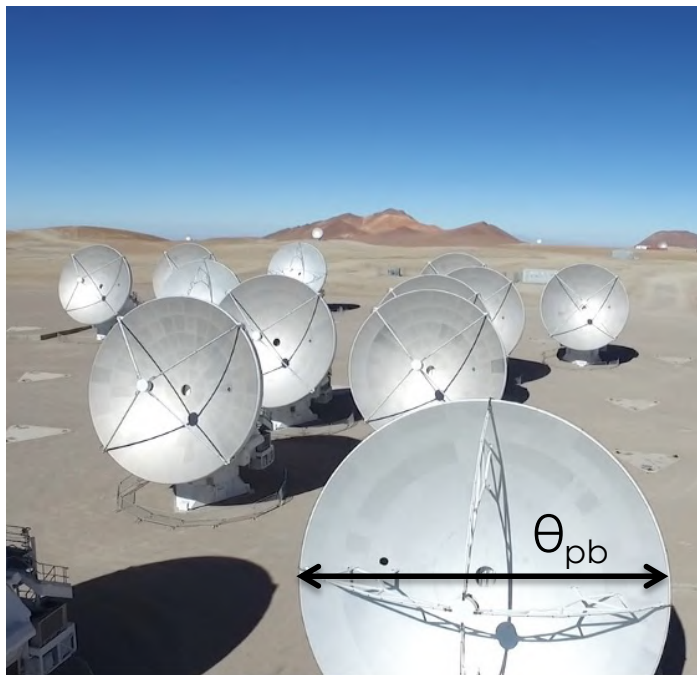


ALMA band 8 "**primary**" beam
(1 antenna gives the envelope or field of view)



ALMA band 8 "**synthesized**" beam
(all antennas together give the resolution)

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία



Συμβολόμετρο:

FWHM 1 κεραιάς = primary beam = field of view

$$\theta_{pb} = \lambda/D, \text{ primary beam}$$

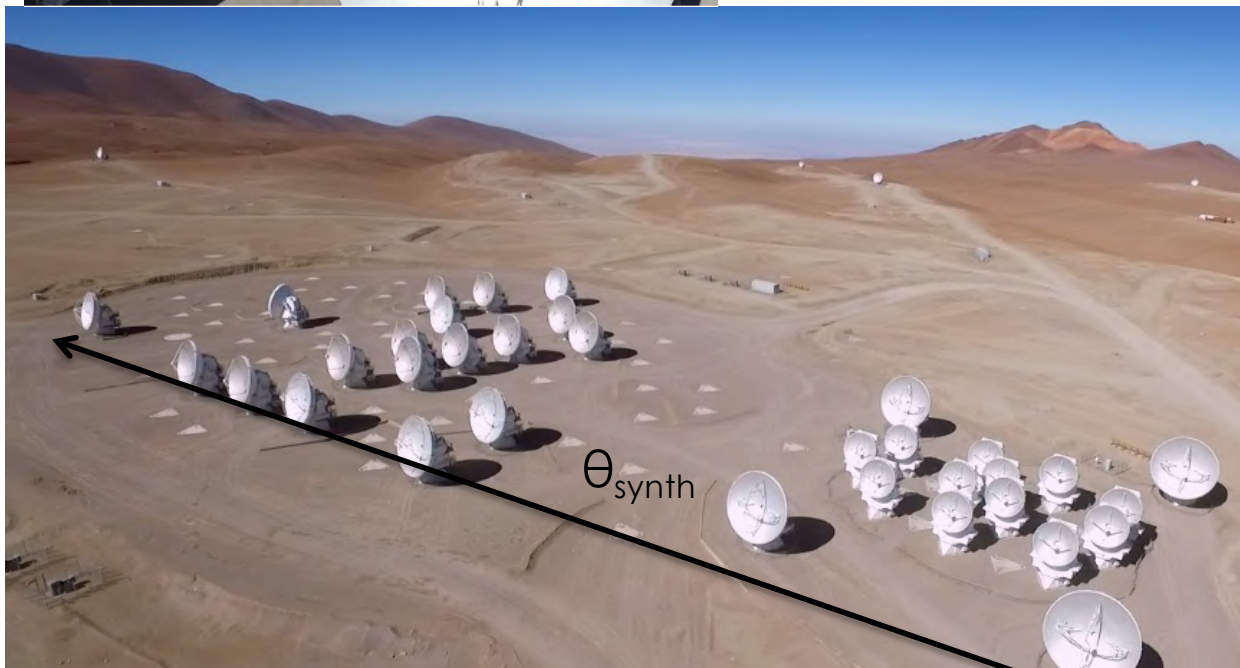
1 τηλεσκόπιο, πάντα στρογγυλή beam

FWHM πολλών κεραιών = synthesized beam = resolution

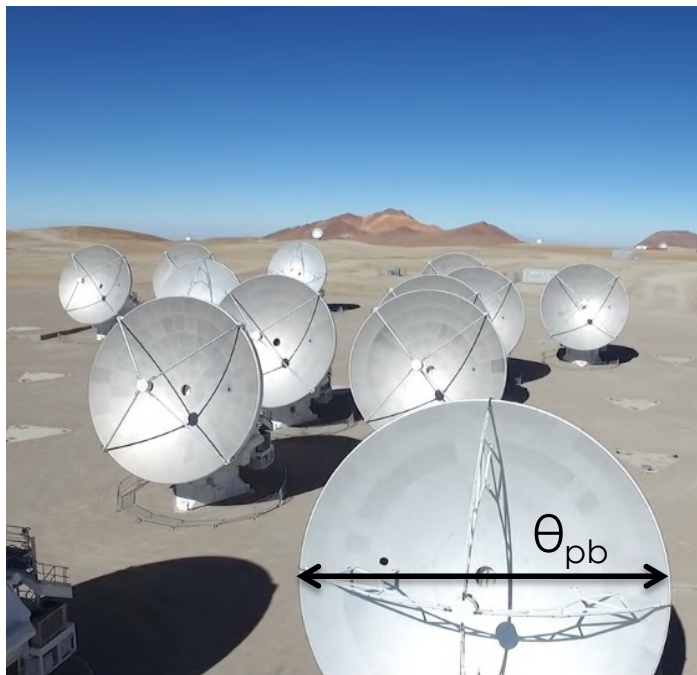
$$\theta_{synth} = \lambda/B_{max}, \text{ synthesized beam}$$

πολλά τηλεσκόπια, ελλειπτική beam.

Η μέγιστη ανάλυση καθορίζεται από τη μέγιστη baseline.



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία



Συμβολόμετρο:

FWHM 1 κεραιάς = primary beam = field of view

$$\theta_{pb} = \lambda/D, \text{ primary beam}$$

1 τηλεσκόπιο, πάντα στρογγυλή beam

FWHM πολλών κεραιών = synthesized beam = resolution

$$\theta_{synth} = \lambda/B_{max}, \text{ synthesized beam}$$

πολλά τηλεσκόπια, ελλειπτική beam.

Η μέγιστη ανάλυση καθορίζεται από τη μέγιστη baseline.

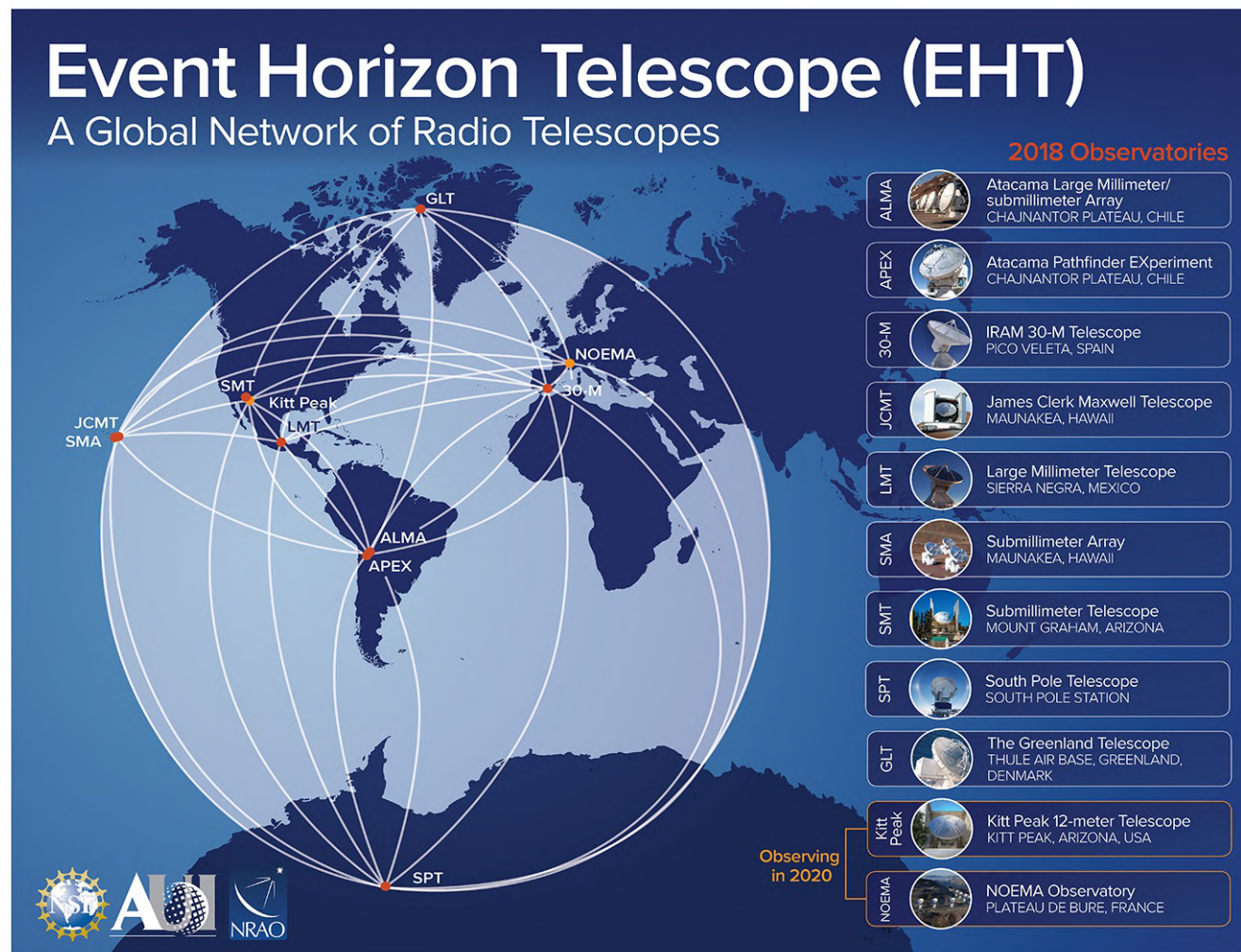


Μια ραδιοσυστοιχία είναι το **αντίστοιχο ενός τεραστίου τηλεσκοπίου** με διάμετρο όσο αυτή της μέγιστης baseline. Απλά δεν έχει την αντίστοιχη ευαισθησία.

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Δεδομένου ότι η μέγιστη baseline καθορίζει τη διακριτική ικανότητα του συμβολομέτρου, το Event Horizon Telescope έγινε Earth-wide, χρησιμοποιώντας τηλεσκόπια σε Χαβάη (SMA), Ισπανία (30m), Νότιο Πόλο (SPT). Resolution τάξεως $\sim 10 \mu \text{ arcsec}$.

Το πλεονέκτημα του ραδιοφωνικού: δεν χρειάζεται πια τεράστιες κεραιές αλλά πολλές μακρινές



Νοτος:

ALMA (53)
APEX (1)
SPT (1)

Βορρας:

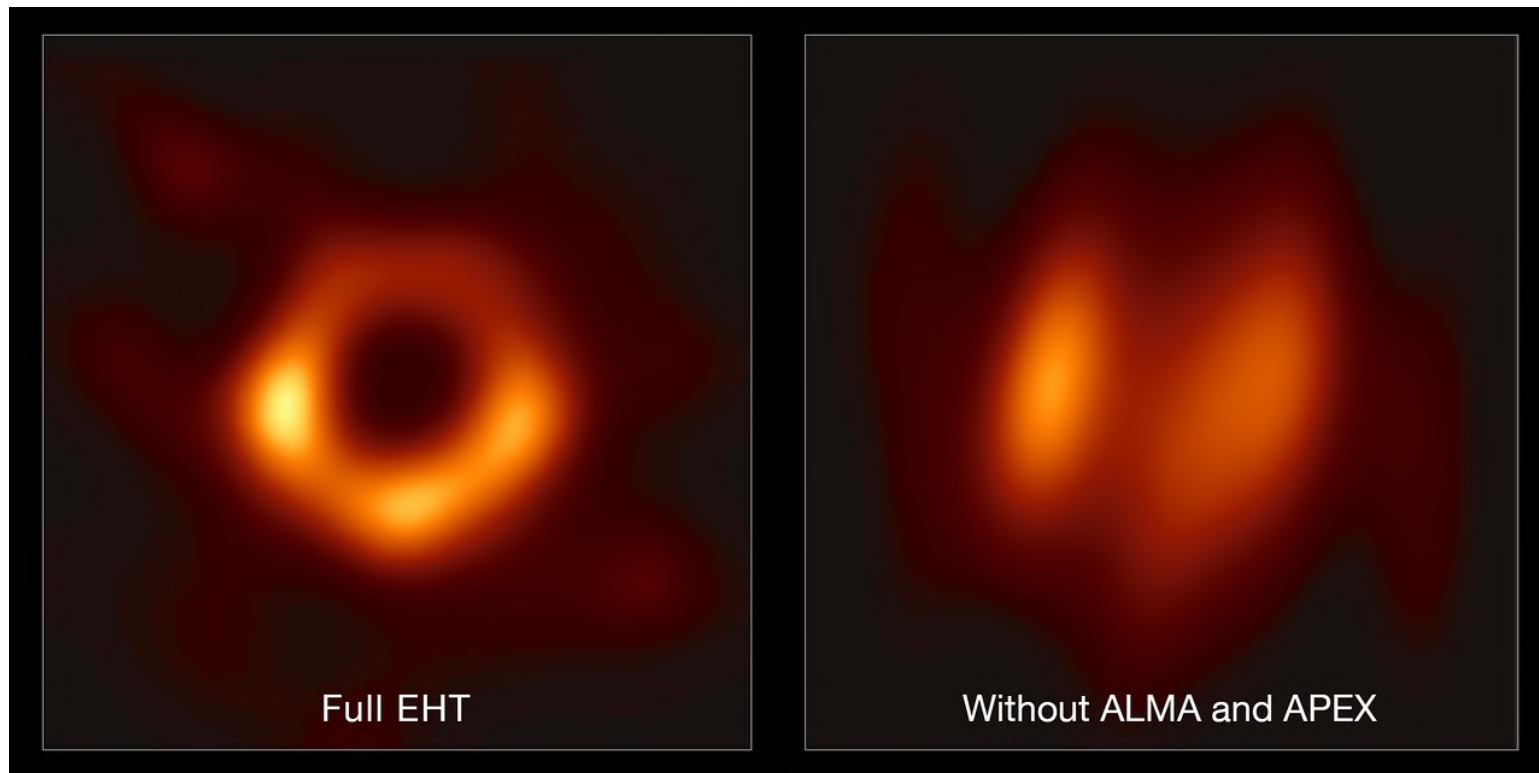
SMA (8)
IRAM 30m (1)
JCMT (1)
LMT (1)
SMT (1)
GLT (1)

Θα προστεθούν

NOEMA. (10)
Kitt Peak (12)

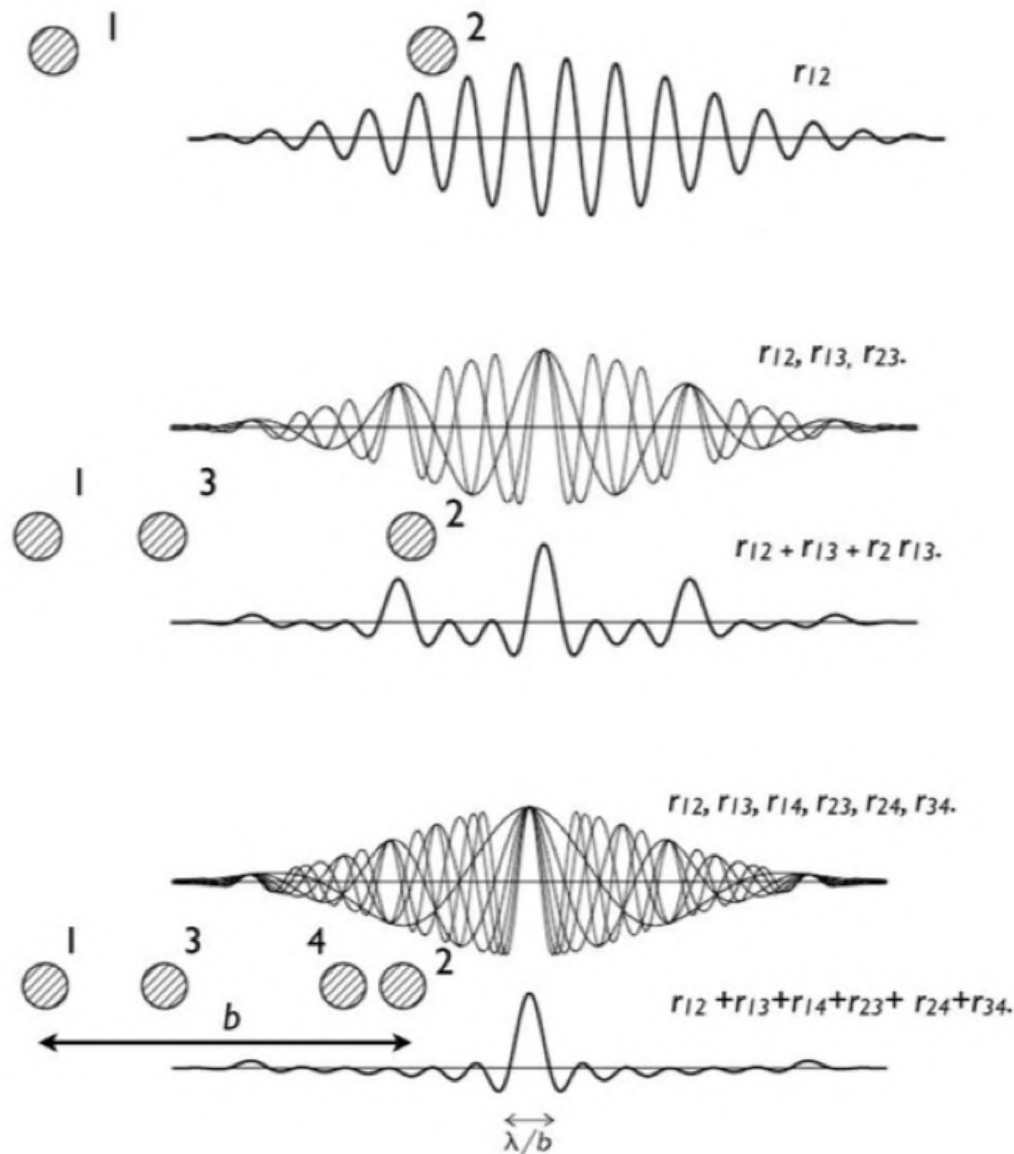
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πώς θα ήταν η εικόνα της μαύρης τρύπας του M87 αν δεν είχαμε το ALMA;
Elongated beam (ALMA βάζει τις περισσότερες baselines στο νότιο ημισφαίριο + SPT),
lower flux (εώς τάξη μεγέθους υψηλότερης ευαισθησίας συστοιχία).



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Για την ίδια μέγιστη baseline ($B_{\max}$), όσο πιο πολλές αντένες βάζουμε τόσο πιο κοντά σε single Gaussian καταλήγουμε για τη synthesized beam. Αντίστοιχο σε 1D:

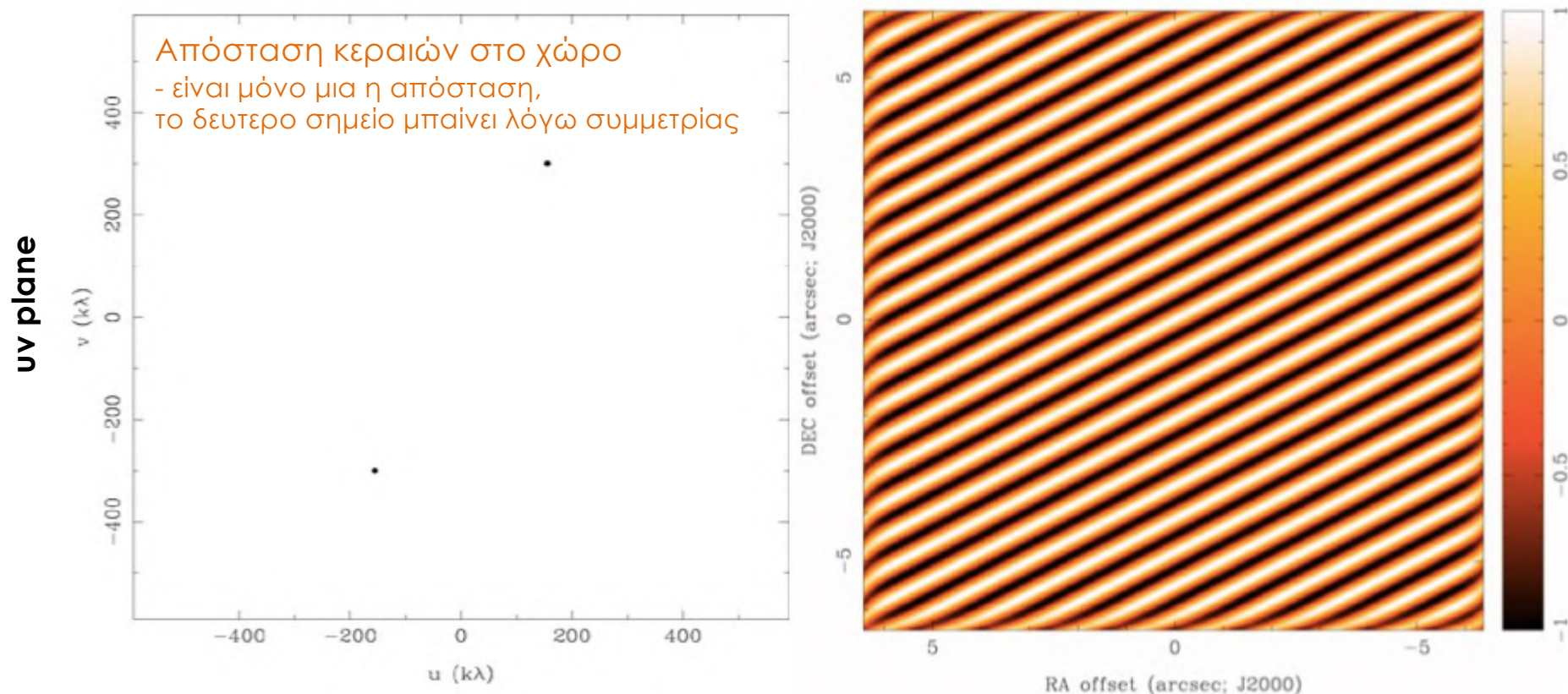


Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

Με 2 κεραιές και μια έκθεση δεν κλείνει η beam. Αντ' αυτής βλέπουμε τα λεγόμενα fringes (διδιαστατοι κροσσοί συμβολής). Ακριβώς όπως στο πείραμα της διπλής σχισμής, η απόσταση είναι ανάλογη του λ/D . Όσο πιο μικρή η απόσταση των κεραιών, τόσο πιο μεγάλο το FOV στον ουρανό. Αν μπορούσαμε να πάρουμε τις 2 κεραιες στο ίδιο σημείο, θα παίρναμε flat εικόνα.

Synthesized Beam for 2 antennas



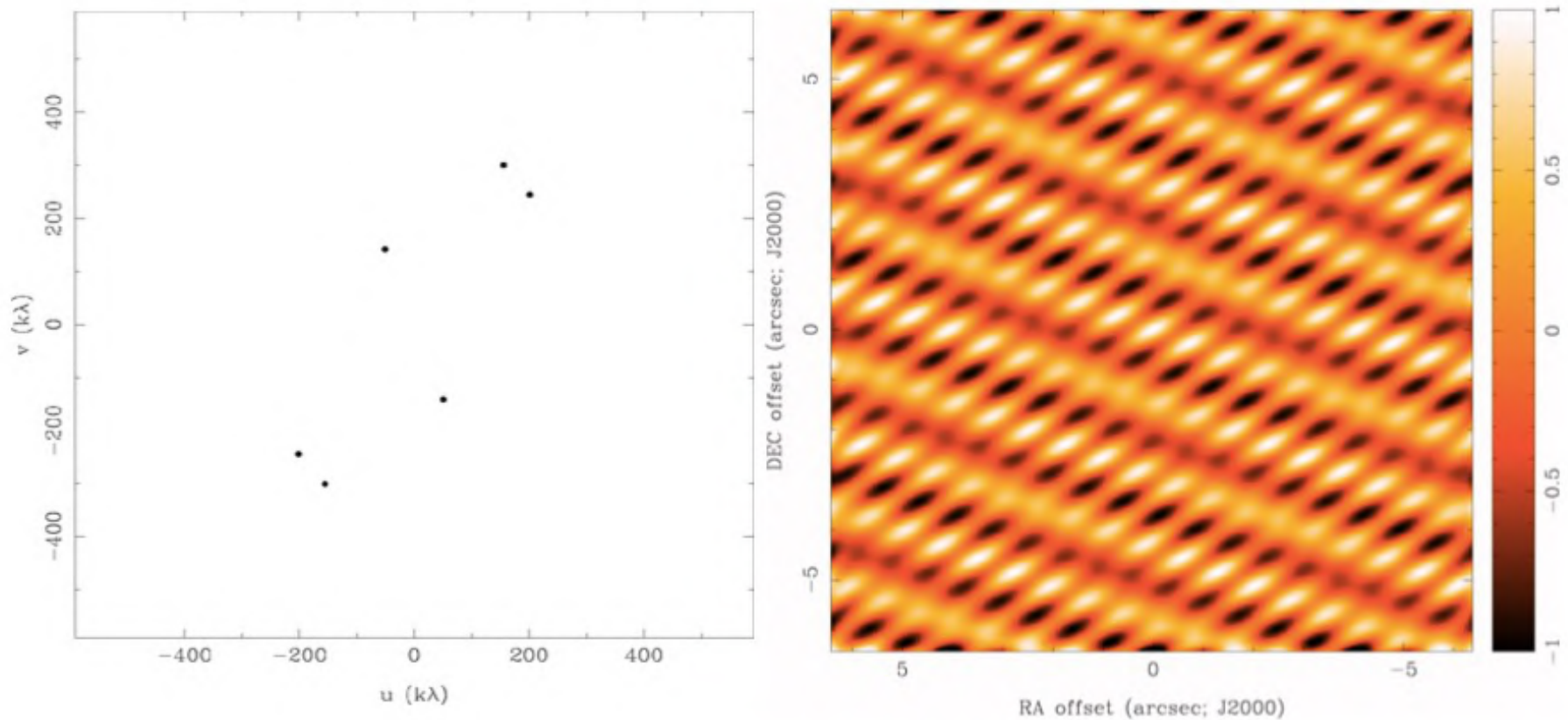
Πολλαπλάσια του λ ή απλά μέτρα

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

triangulation - όπως γίνεται με επικοινωνιακές κεραιές και κινητά

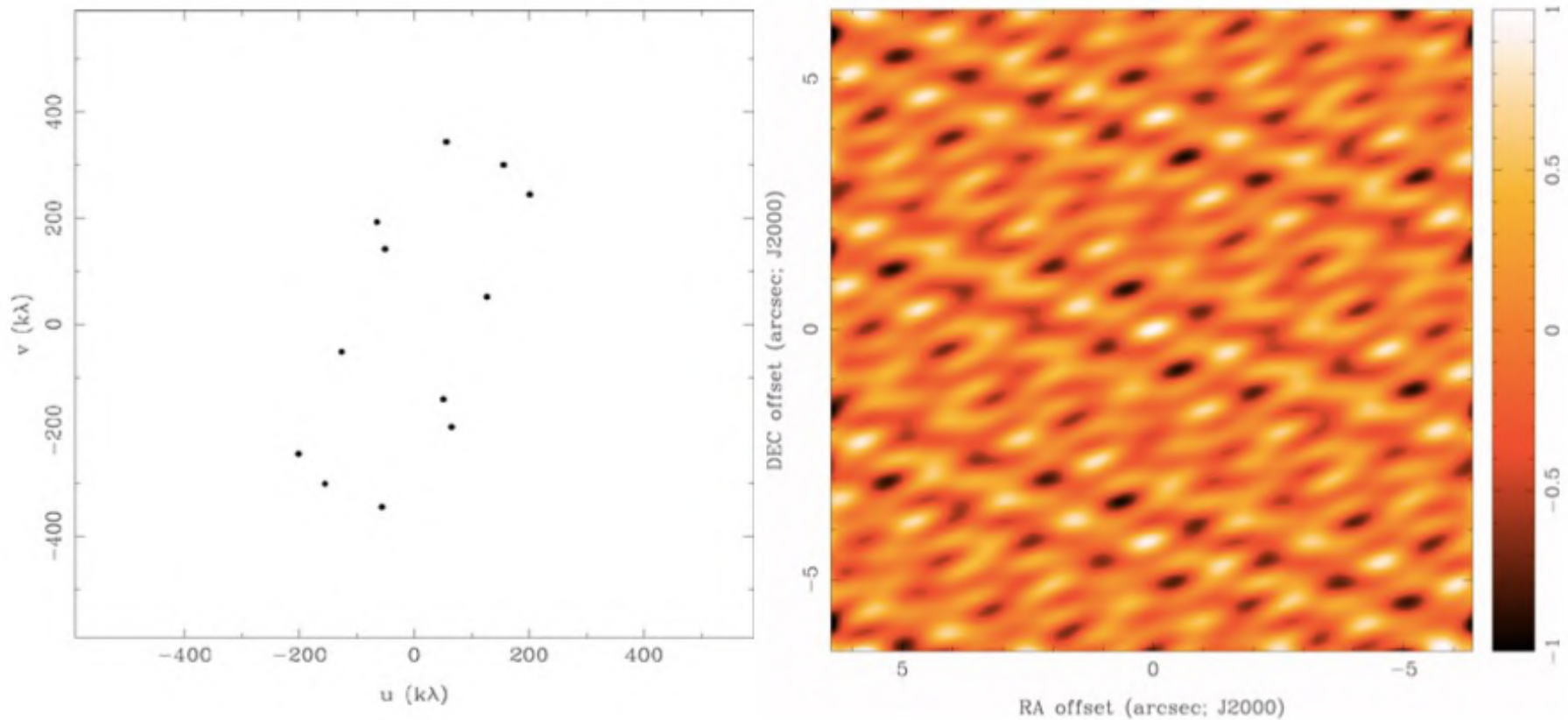
Synthesized Beam for 3 antennas



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

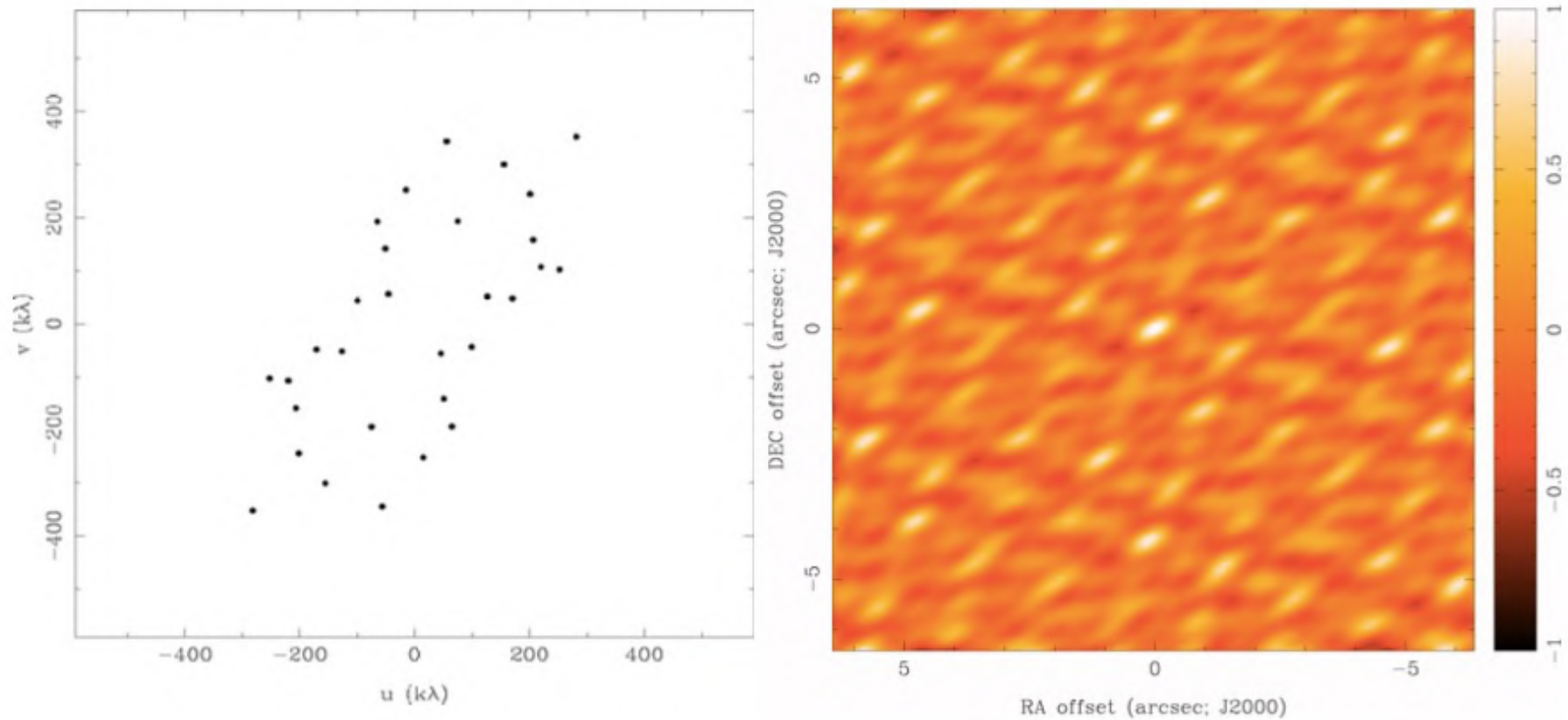
Synthesized Beam for 4 antennas, 6 samplings



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

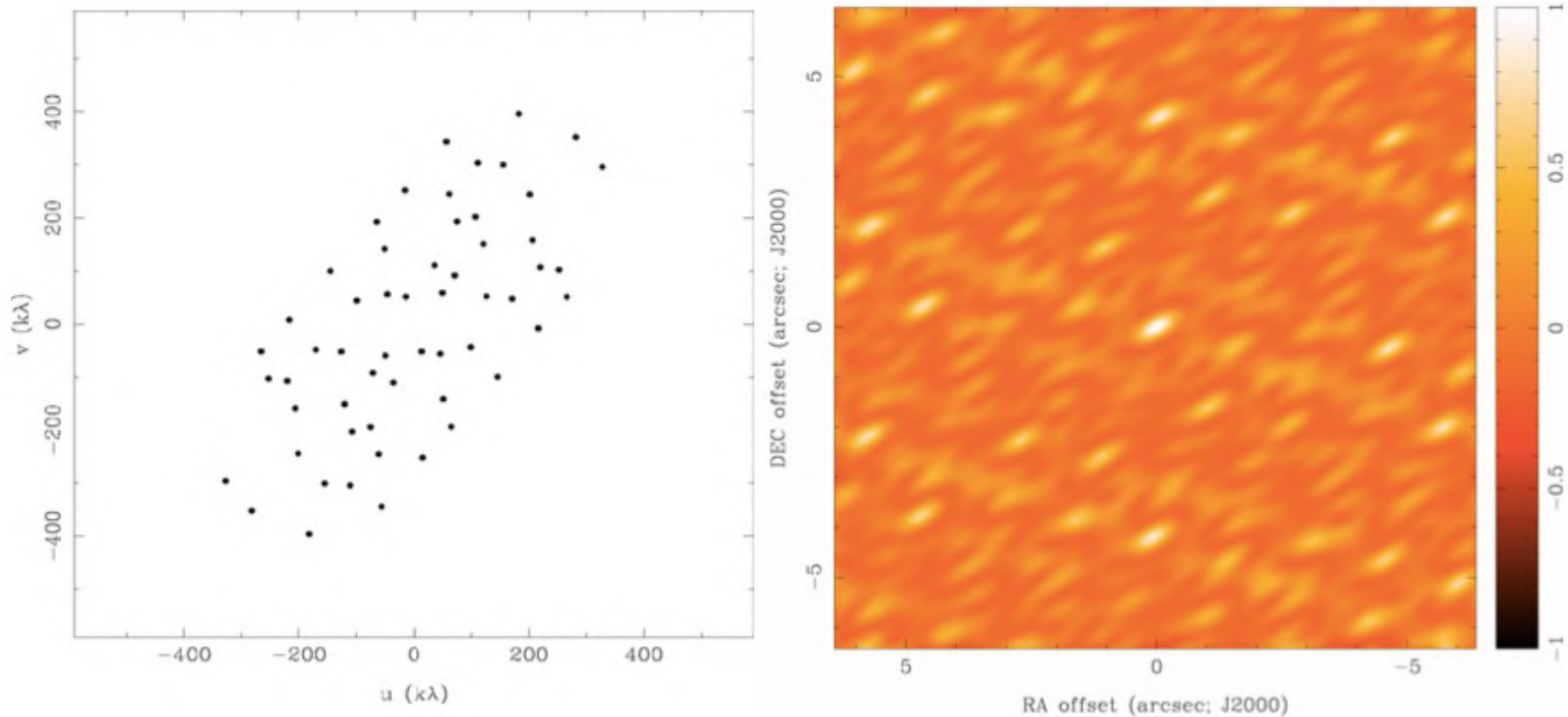
Synthesized Beam for 6 antennas, 14 samplings



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

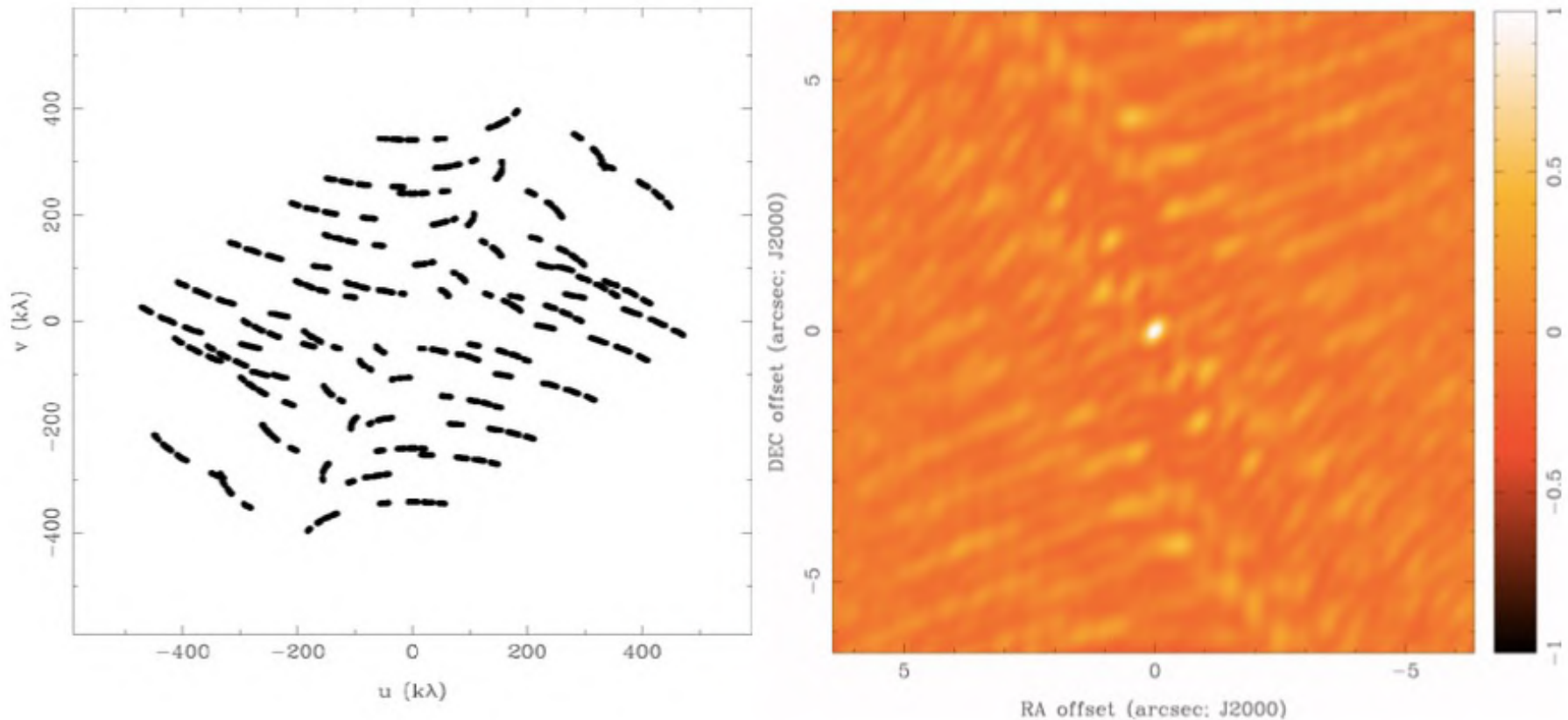
Synthesized Beam for 8 antennas, 30 samples



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

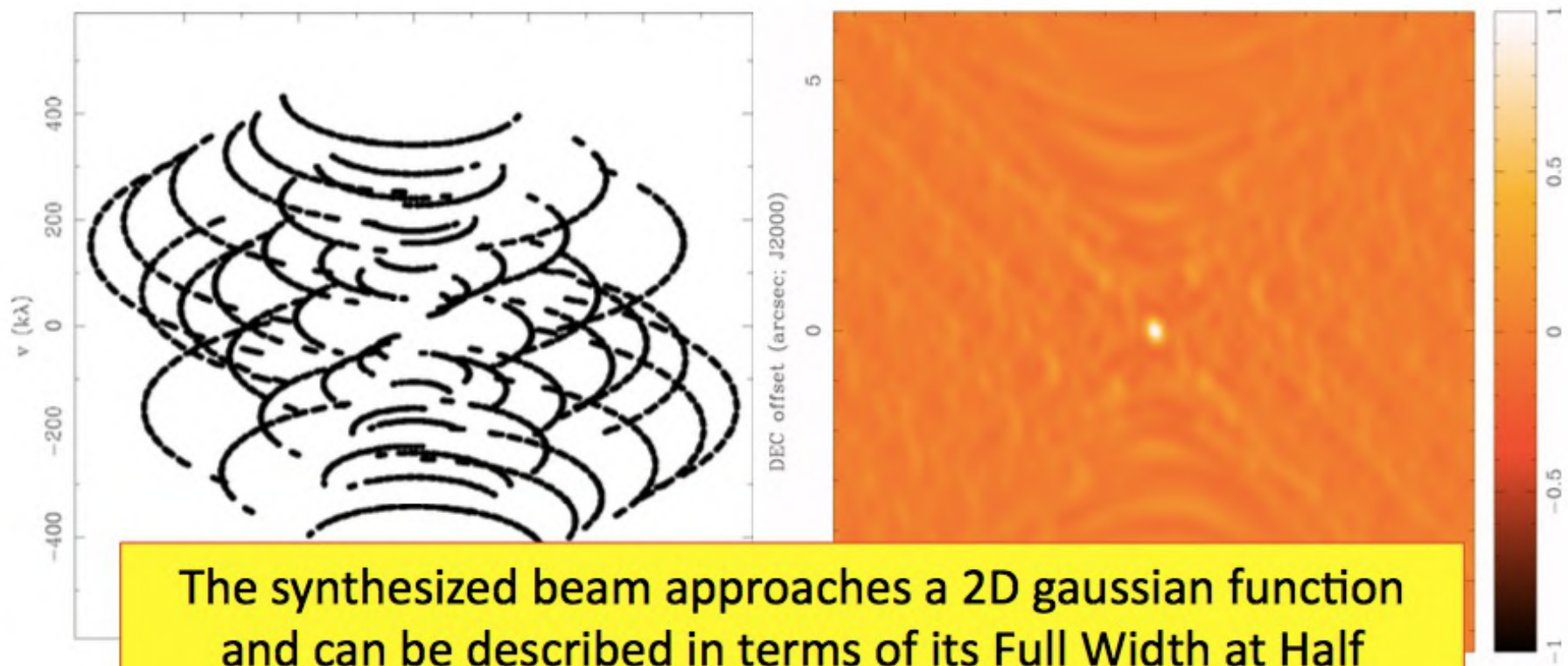
Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

Synthesized Beam for 8 antennas, 120 samples



Πως αλλάζει η εικόνα της synthesized beam για διαφορετικό αριθμό κεραιών κι εκθέσεων στο χρόνο.

Synthesized Beam for 8 antennas, 480 samples

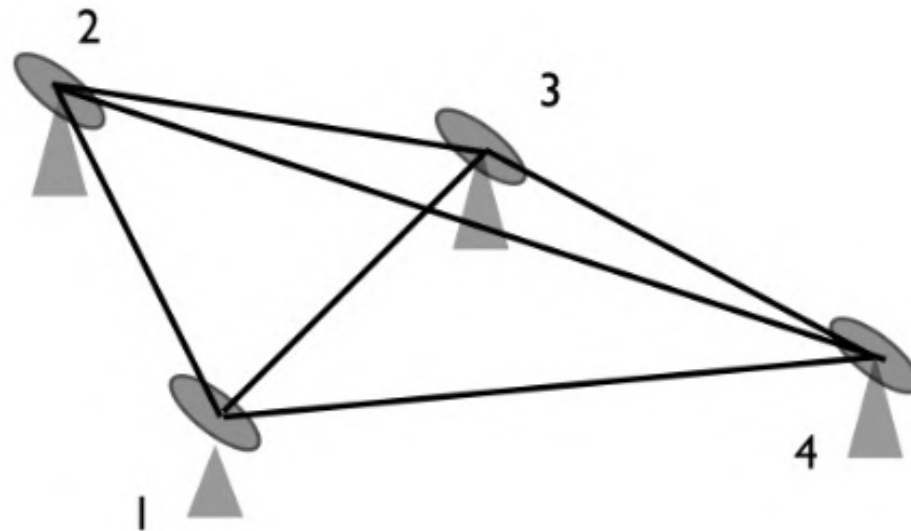


The synthesized beam approaches a 2D gaussian function and can be described in terms of its Full Width at Half Maximum (FWHM) and Position Angle (PA)

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Ο αριθμός των baselines, κι άρα των μετρήσεων ροής για 1 μόνο χρονική έκθεση, άρα για κάθε συγκεκριμένη θέση των κεραιών στο χώρο είναι $N(N - 1)/2$, για συστοιχία με N αντένες.

Δηλ. όσες αντένες κι αν έχει μια συστοιχία, χρησιμοποιείται σαν να είναι **$N(N - 1)/2$ διαφορετικές συστοιχίες 2 αντενών**, επειδή οι μετρήσεις γίνονται ανά ζεύγη.



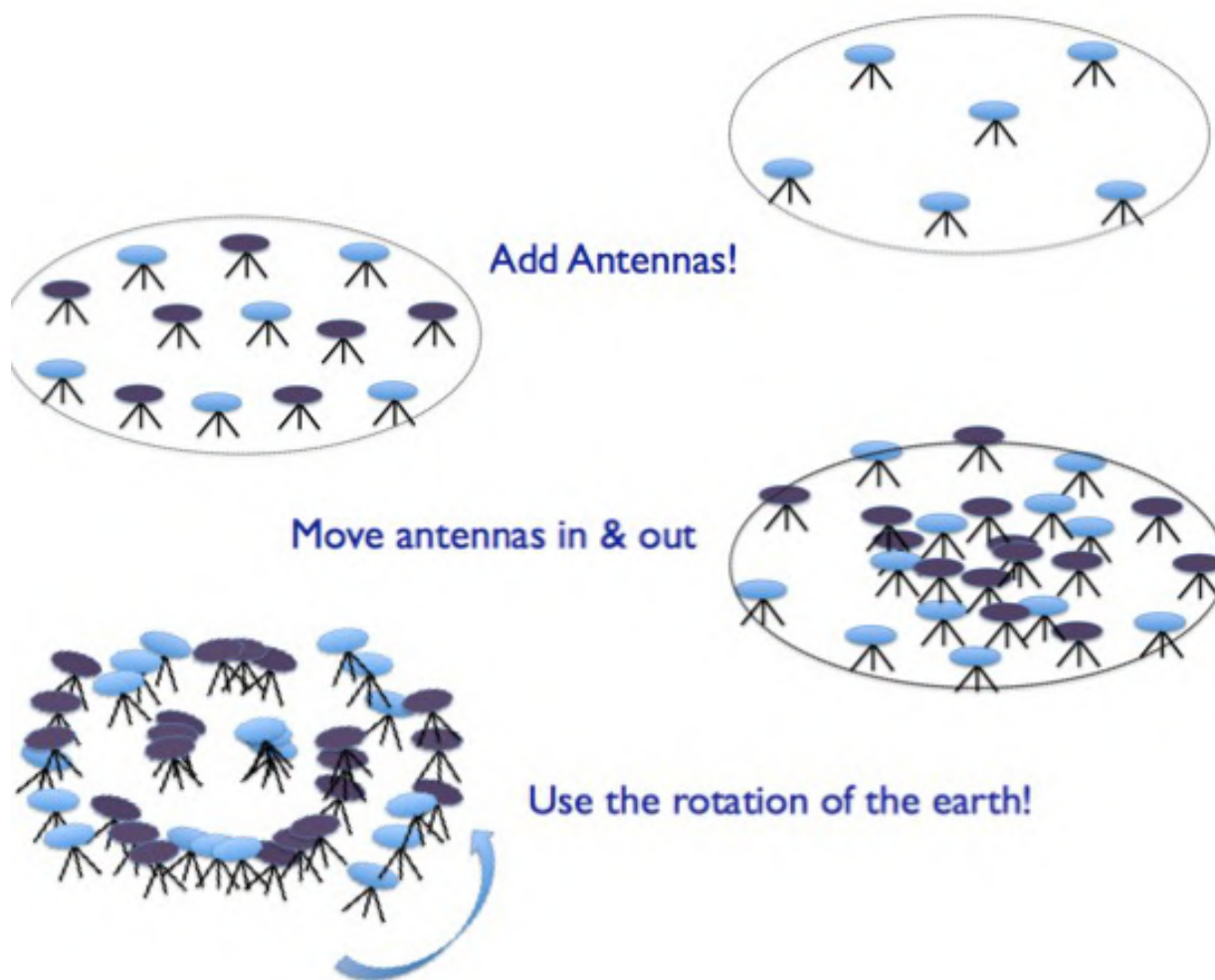
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πως αλλάζουν θέση οι κεραιές στο χώρο; Οι κεραιές κινούνται πάνω σε tracks, συνήθως ακτινικά. Μετακινούνται σε συγκεκριμένες θέσεις με φορτηγό(!) πράγμα που σημαίνει πως αλλάζουν θέση κάθε λίγους μήνες. Για να καλύψουμε τη μεταξύ τους απόσταση, χρησιμοποιούμε την περιστροφή της Γης.

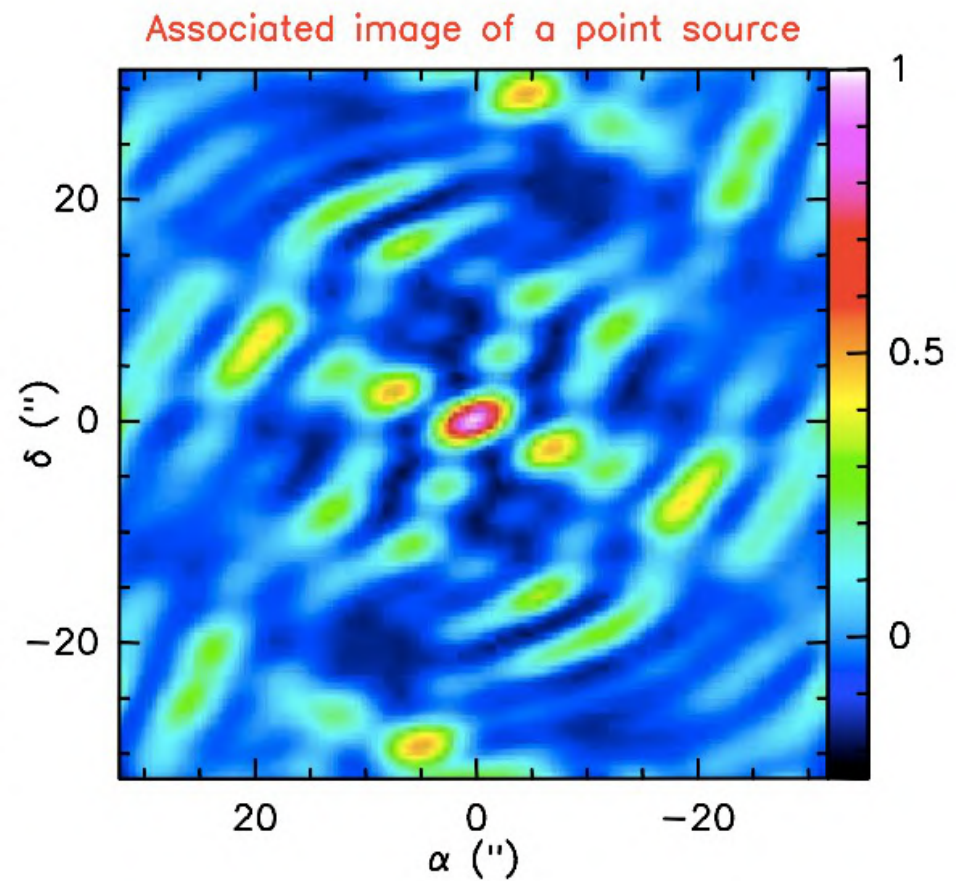
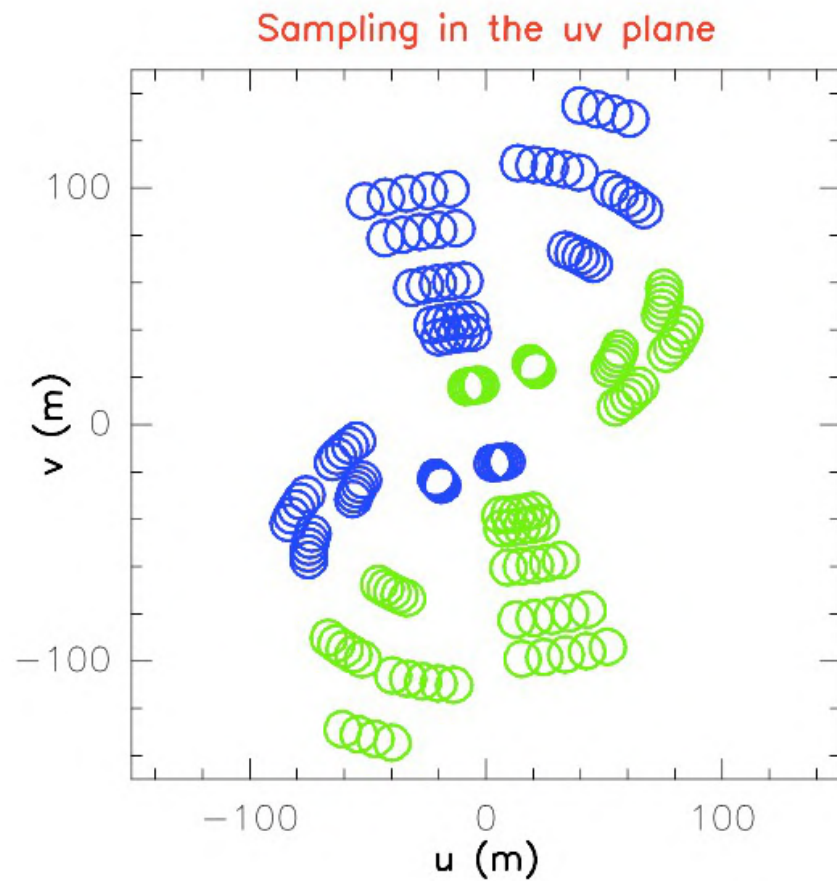


Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

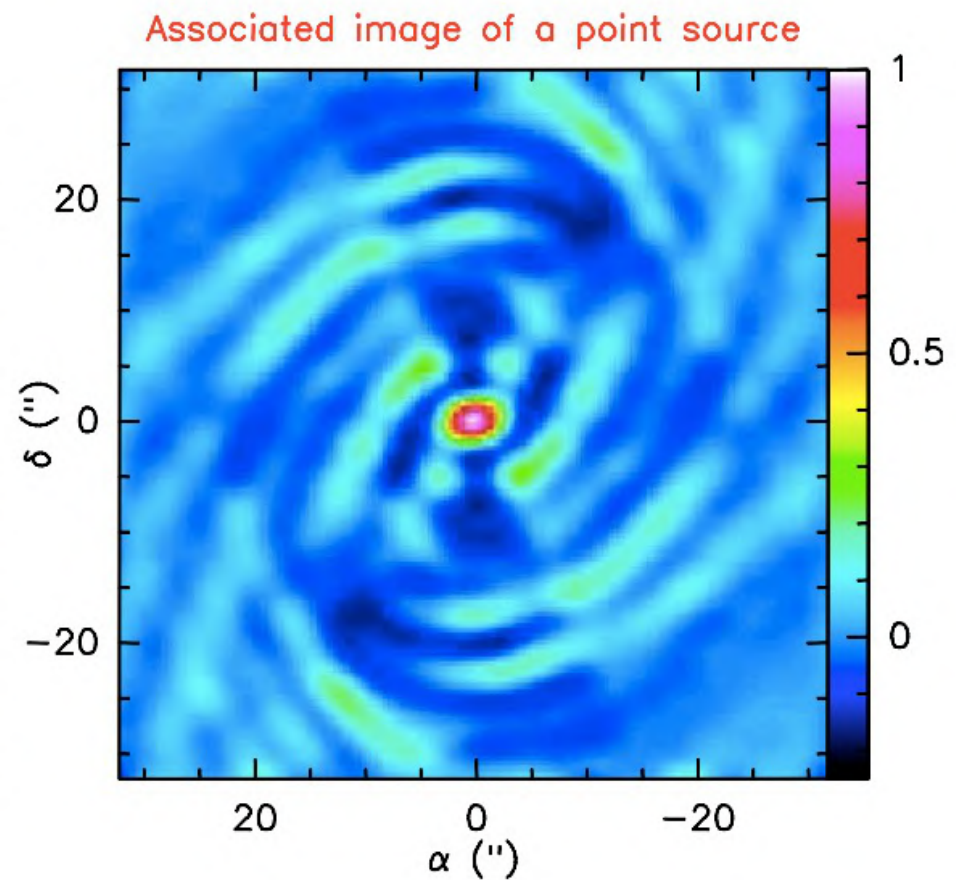
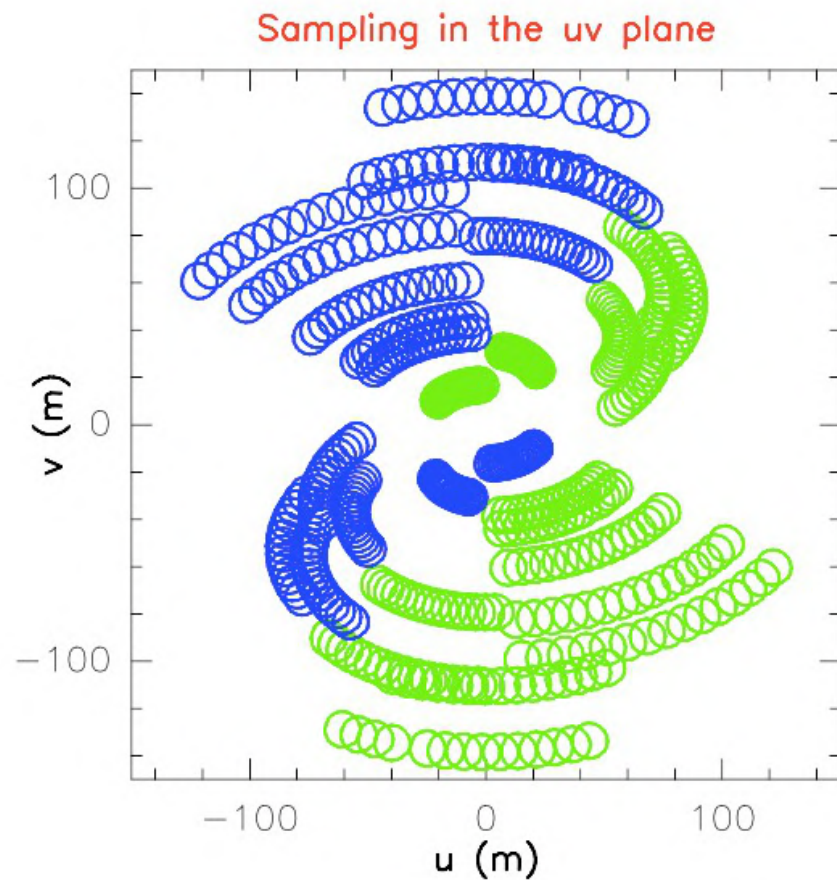
Πως αλλάζουν θέση οι κεραιές στο χώρο; Οι κεραιές κινούνται πάνω σε tracks, συνήθως ακτινικά. Μετακινούνται σε συγκεκριμένες θέσεις με φορτηγό(!) πράγμα που σημαίνει πως αλλάζουν θέση κάθε λίγους μήνες. Για να καλύψουμε τη μεταξύ τους απόσταση, χρησιμοποιούμε την περιστροφή της Γης.



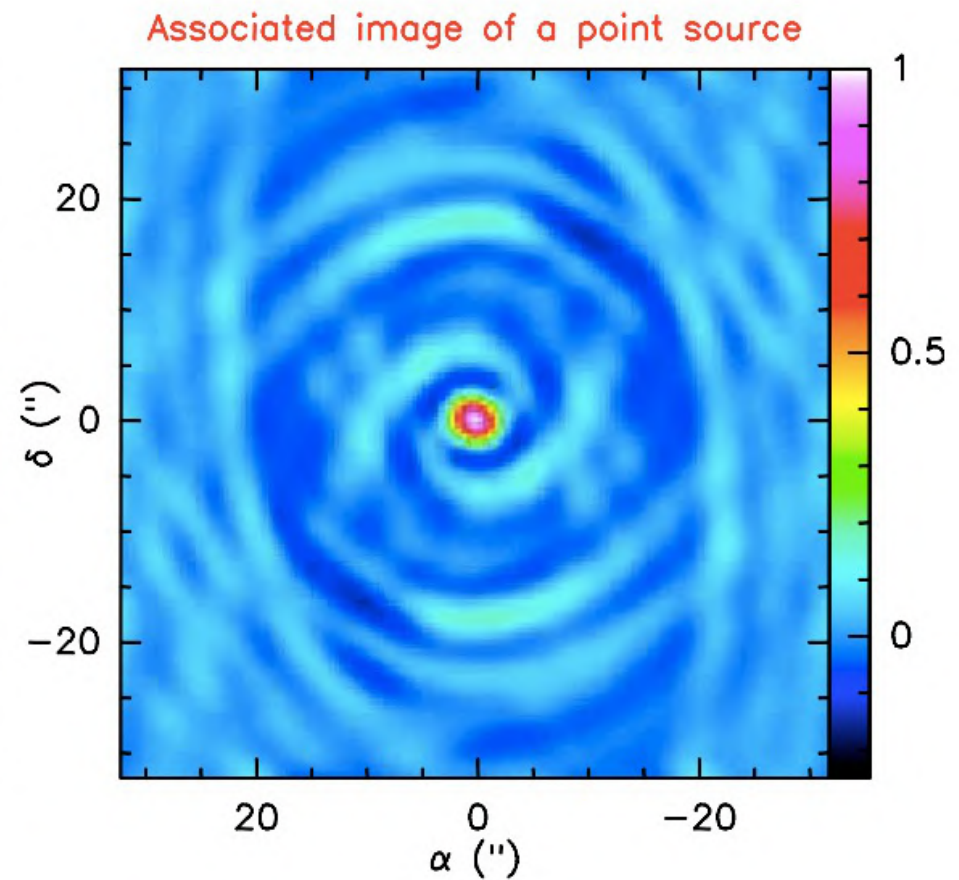
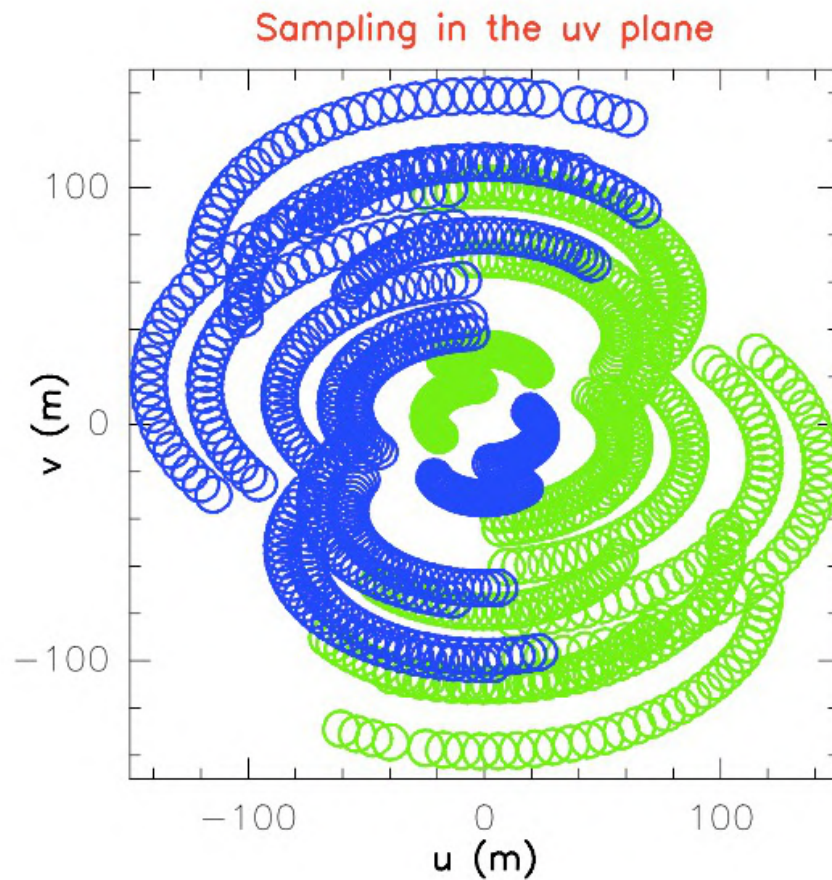
Παρόμοιο παράδειγμα – μόνο περιστροφή της Γης.



Παρόμοιο παράδειγμα – μόνο περιστροφή της Γης.



Παρόμοιο παράδειγμα – μόνο περιστροφή της Γης.



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

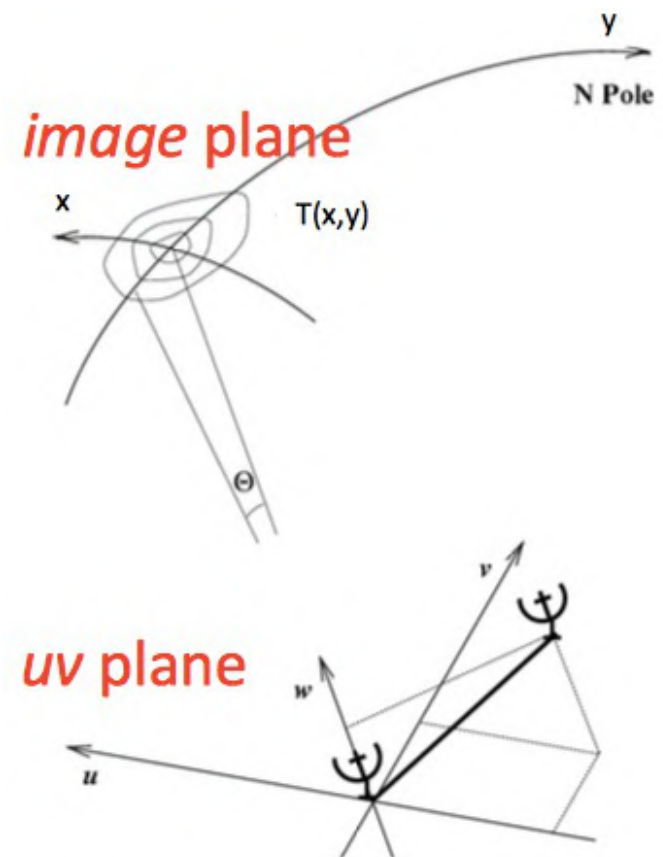
Τελικά οι μετρήσεις που παίρνουμε είναι το συσχετισμένο σήμα ανά δυάδα κεραιών και οι θέσεις της κάθε δυάδας κεραιών, που περιγράφονται από τις μεταβλητές u, v . Μετρούν τη **προβολή** της απόστασης (baseline) ανάμεσα σε οποιαδήποτε δυάδα κεραιών όπως θα την έβλεπε ένας παρατηρητής που κάθετα στην πηγή και κοιτάει προς το τηλεσκόπιο.

Λόγω της προβολής, η baseline φαίνεται ολόκληρη μόνο αν είναι κάθετη στην ευθεία παρατήρησης. Αν είναι παράλληλη, φαίνεται 0. Αντίστοιχα, όταν η πηγή είναι στο ζενίθ βλέπει τη μέγιστη συστοιχία. Κοντά στο ναδίρ τη βλέπει πολύ elongated.

Το διδιάστατο uv επίπεδο (ή χώρος) ουσιαστικά είναι ένα σύστημα συντεταγμένων, με μονάδες m. Στην εικόνα στον ουρανό, οι άξονες είναι σε arcsec. Θέλουμε να περάσουμε από αυτό το uv σύστημα σε ουρανογραφικό ή όπως λέμε στο image plane. Δηλ. θέλουμε αλλαγή συντεταγμένων.

Οι ποσότητες είναι αντιστρόφως ανάλογες εφόσον $\theta = \lambda/D$. Μπορούμε να μεταβούμε από το χώρο της μιας στο χώρο της άλλης μέσω Fourier transform, όπως κάνουμε για v και t . Ο μετασχηματισμός είναι διδιάστατος.

$$T(x, y) = \iint V(u, v) e^{-2\pi i(ux + vy)} du dv$$



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

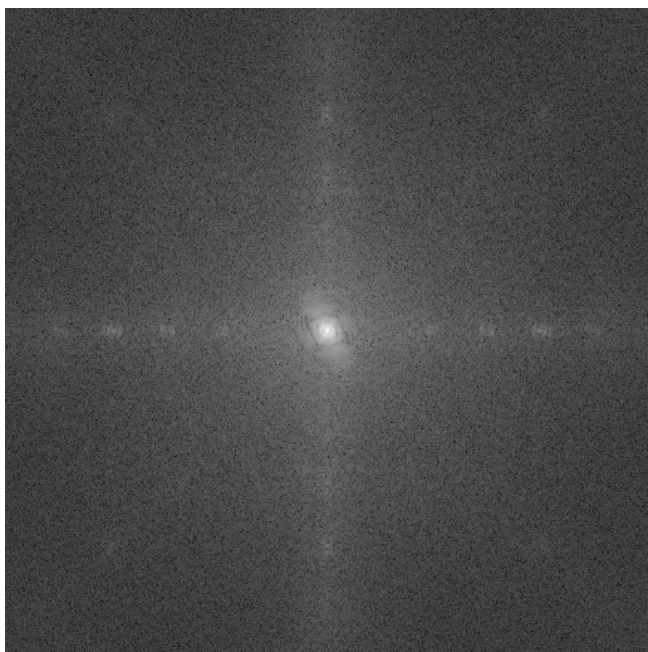
Επειδή τα δεδομένα ανακτώνται ήδη συσχετισμένα, δηλ. πλάτη και φάσεις σήματος είναι πολλαπλασιασμένα αναλογικά ανά δυάδα κεραιών (όπως στην autocorrelation)

είναι ήδη σε Fourier space, δηλ. έχουν προκύψει ως

$$\mathcal{V}(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} \mathcal{A}(l, m) I(l, m) e^{-2\pi i(ul + vm)} dl dm \quad \text{όπου } \mathcal{A}: \text{antenna reception pattern} = \text{primary beam}$$

πρέπει να γίνει υποχρεωτικά ανάστροφος μετασχηματισμός για να πάμε στο image plane. Τα correlated δεδομένα ονομάζονται και visibilities (εξ' ου και το $\mathcal{V}$). Τα l, m σφαιρικές αρμονικές.

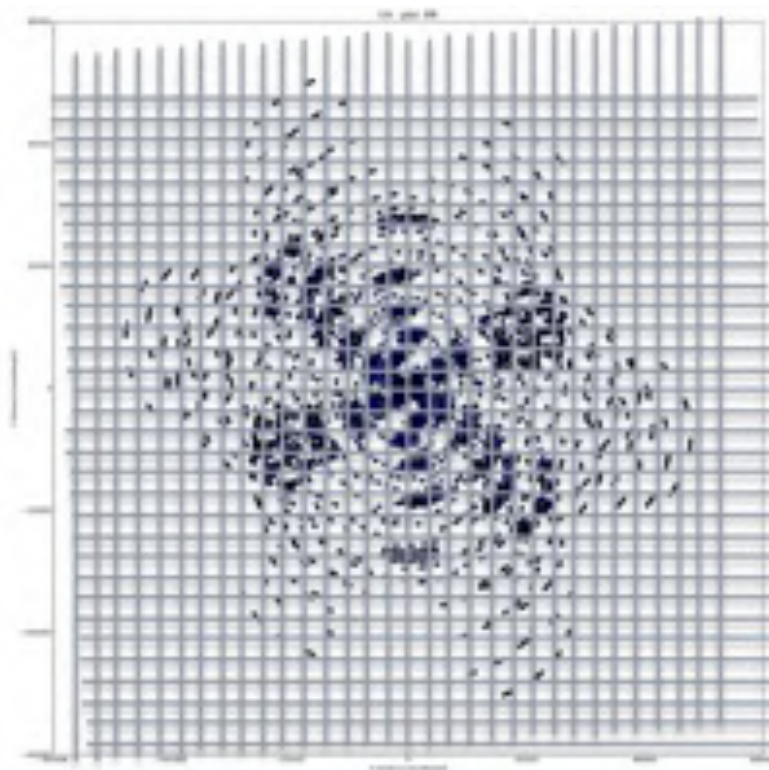
Π.Χ., correlated δεδομένα για M87, φαίνονται κάπως έτσι αρχικά, με τις μικρές χωρικές κλίμακες στο uv plane να αντιστοιχούν σε μεγάλες χωρικές κλίμακες στο image plane.



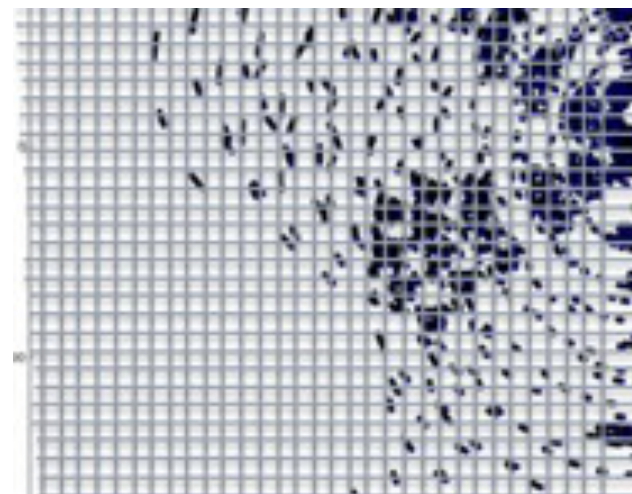
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Οι visibilities που παίρνουμε σαν raw δεδομένα απαιτούν **inverse Fourier transform υπολογιστικά (με software)** ανά συχνότητα για να πάρουμε εικόνες.

Ανάλογα με το αν θα χρησιμοποιήσουμε όλα τα σημεία του uv plane ή αν θα βάλουμε βάρη (weighing) ή αν θα πετάξουμε κάποια baselines (tapering), αλλάζουμε την ανάλυση και την ευαισθησία των εικόνων μας.



Natural weighing uses number of Visibility points per bin.

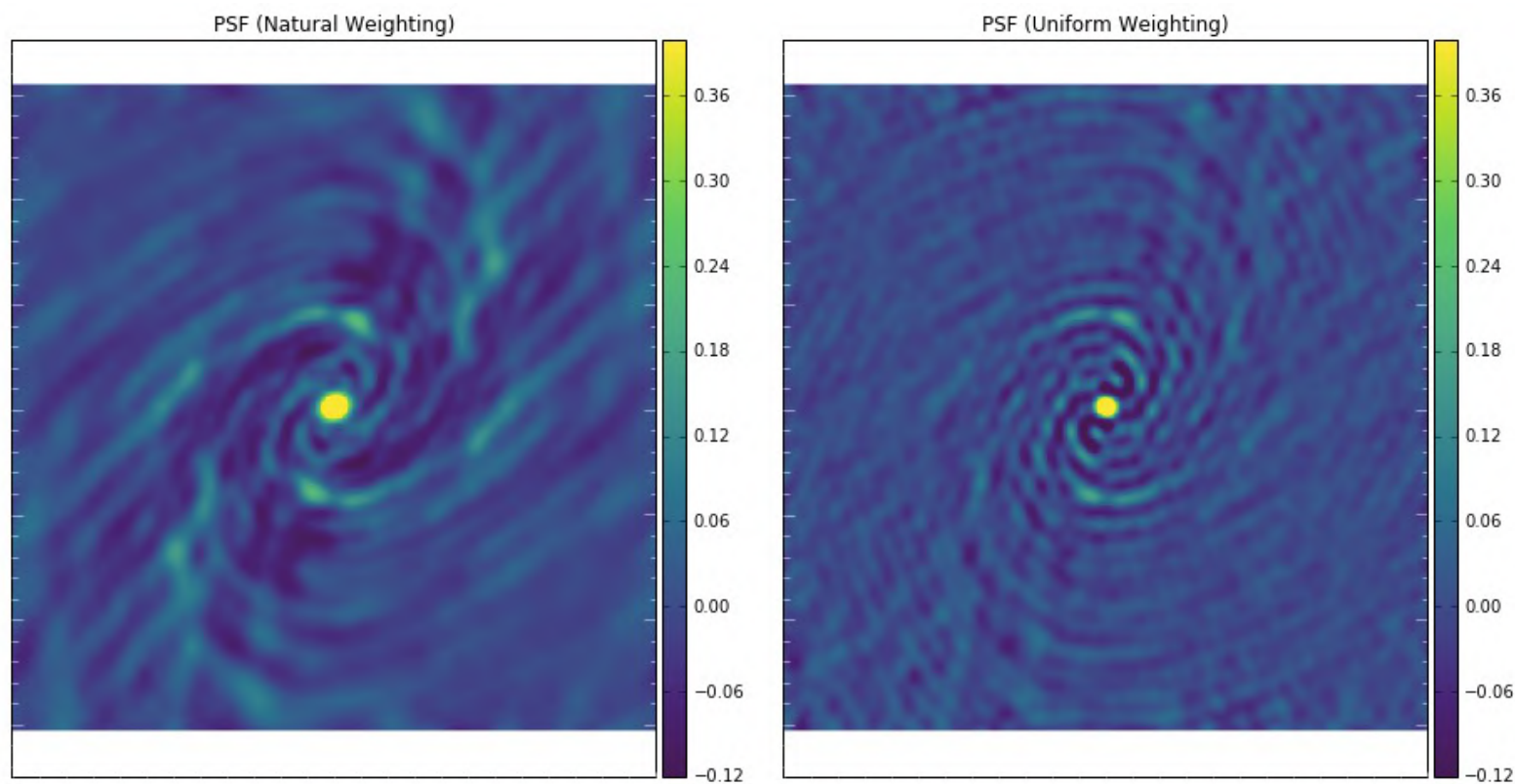


Uniform weighing uses only 1 point per bin.

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Οι visibilities που παίρνουμε σαν raw δεδομένα απαιτούν **inverse Fourier transform υπολογιστικά (με software)** ανά συχνότητα για να πάρουμε εικόνες.

Ανάλογα με το αν θα χρησιμοποιήσουμε όλα τα σημεία του uv plane ή αν θα βάλουμε βάρη (weighing) ή αν θα πετάξουμε κάποια baselines (tapering) αλλάζουμε την ανάλυση και την ευαισθησία των εικόνων μας.



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

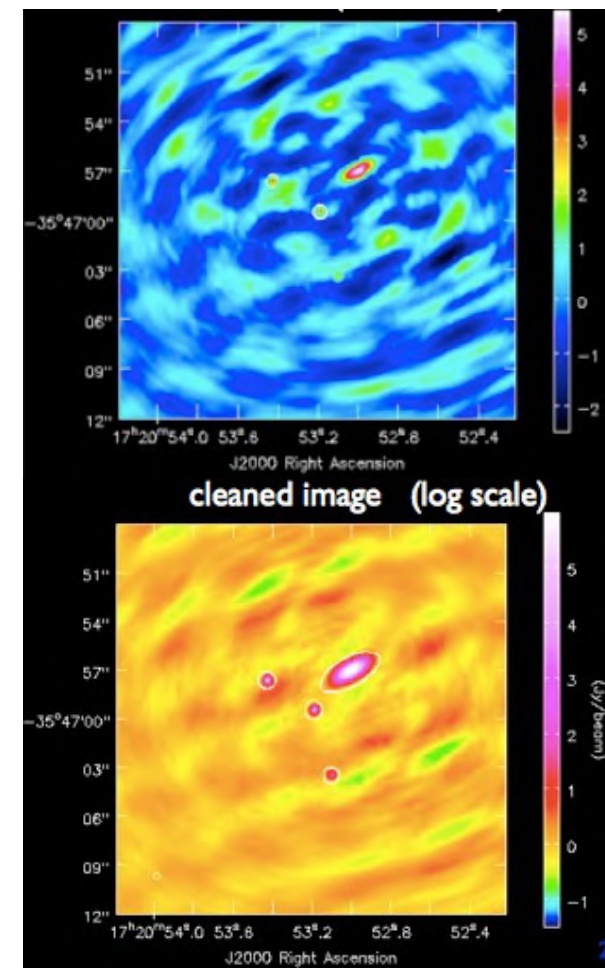
Οι εικόνες αυτές έχουν πολλές συστηματικές διακυμάνσεις (wiggles/sidelobes) πέραν του θορύβου. Αυτό συμβαίνει γιατί, λόγω των πεπερασμένων θέσεων των αντενών, η κάλυψη του uv plane δεν είναι συνεχής. Διάκριτες μετρήσεις στο Fourier χώρο είναι σαν step/δέλτα functions, και γενικότερα non-smooth edges που δημιουργούν ψευδές σήμα στην εικόνα μετά το μετασχηματισμό. Οι εικόνες που δημιουργούνται έτσι λέγονται 'dirty'.

$$S(u, v) = \sum_{k=1}^M \delta(u - u_k, v - v_k)$$

Για να καθαρίσουμε τις εικόνες, μέσω software, πρέπει **να μετατρέψουμε τα uv δεδομένα από διάκριτα** σε συνεχή.

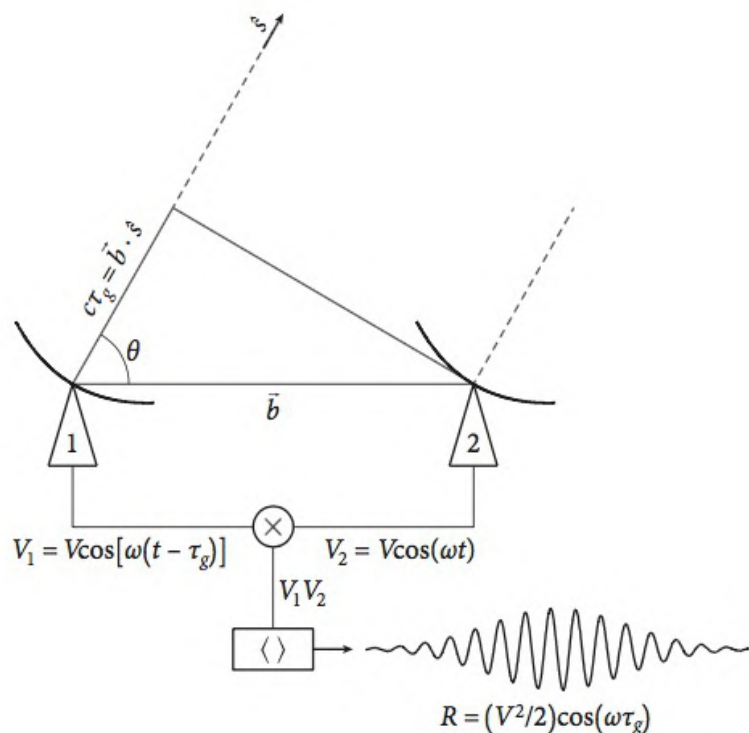
Έχοντας πάρει την dirty image, κάνουμε τα εξής:

- μοντελοποιούμε τα πραγματικά σημεία της με επαλληλία Γκαουσιανών
- περνάμε το μοντέλο από forward FT
- **αντικαθιστούμε** στα δεδομένα του uv plane τις **διακριτές τιμές τις αντίστοιχης Gaussian με το συνεχές μοντέλο**
- Ξανακάνουμε inverse FT, και καταλήγουμε στην 'clean' image, με λιγότερες δ συναρτήσεις



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Η correlation του σήματος ανά ζεύγος αντενών, γίνεται με τον correlator, ο οποίος λειτουργεί βάσει της παρακάτω αρχής.



Για 2 μονοχρωματικά τηλεσκόπια, τα σήματα που συσχετίζουμε είναι

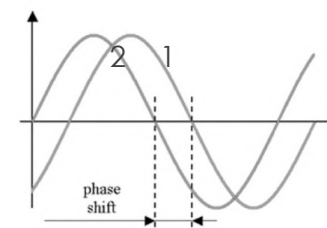
$$V_2 = V \cos(\omega t)$$

$$V_1 = V \cos[\omega(t - \tau_g)]$$

όπου ο χρόνος

$$\tau_g = \frac{\vec{b} \cdot \hat{s}}{c}$$

αντιστοιχεί στη διαφορά φάσης, όταν 2 // κύματα προσπέσουν στα τηλεσκόπια σε απόσταση b (baseline) που δεν κοιτούν στο ζενίθ. Το τ_g εξαρτάται από τη θέση της πηγής στον ουρανό.



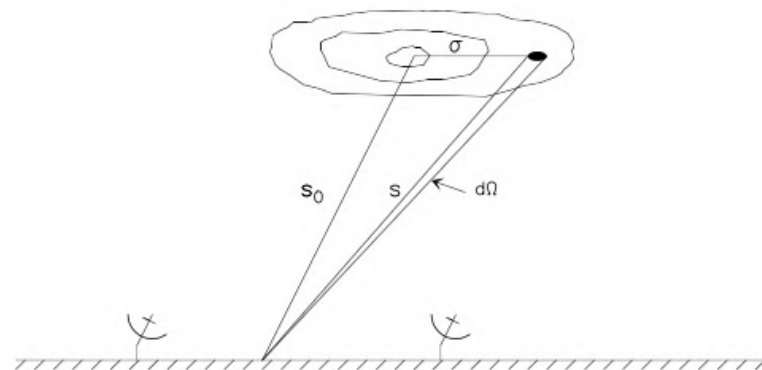
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Οπότε, το σήμα που προκύπτει

$$V_1 V_2 = V^2 \cos[\omega(t - \tau_g)] \cos(\omega t) = \left(\frac{V^2}{2}\right) [\cos(2\omega t - \omega\tau_g) + \cos(\omega\tau_g)]$$

Για κατάλληλα διαλεγμένη ολοκλήρωση στο χρόνο (time binning), ο 1^{ος} όρος φεύγει. Ο correlator κάνει το time binning και παρέχει το 2^ο όρο, άρα έχουμε σήμα που είναι συνάρτηση της συχνότητας και της διαφοράς φάσης των κεραιών, που έχει διακυμάνσεις καθώς η πηγή μετακινείται στον ουρανό.

Το μέγιστο στους κροσσούς συμβολής παρατηρείται όταν το $\tau_g c$ είναι πολλαπλάσιο του λ . Στις θέσεις στον ουρανό που είναι ημιακέραιο, δεν έχουμε σήμα! Για εκτεταμένες πηγές είναι μεγάλο πρόβλημα! Πολύ συχνά χάνεται ροή και χρειαζόμαστε μετρήσεις 1 μόνο αντένας για να ξέρουμε τι χάσαμε.



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Για **πολύ** εκτεταμένες πηγές:

Στις visibilities, **δεν υπάρχει σήμα** από πολύ εκτεταμένα αντικείμενα, τον ουρανό, το CMB, κλπ γιατί δεν υπάρχει προτιμητέα διαφορά φάσης. Έχουμε επαλληλία κυμάτων με τυχαίες φάσεις από πολλές διευθύνσεις στον ουρανό, που συμβάλλουν **καταστροφικά** μεταξύ τους.

Στις συμβολομετρικές παρατηρήσεις **δεν υπάρχει ανάγκη να κάνουμε on-source και off-source** παρατηρήσεις για να αφαιρέσουμε το σήμα του υποβάθρου όπως κάνουμε στις παρατηρήσεις για μεμονωμένα τηλεσκόπια!!!

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

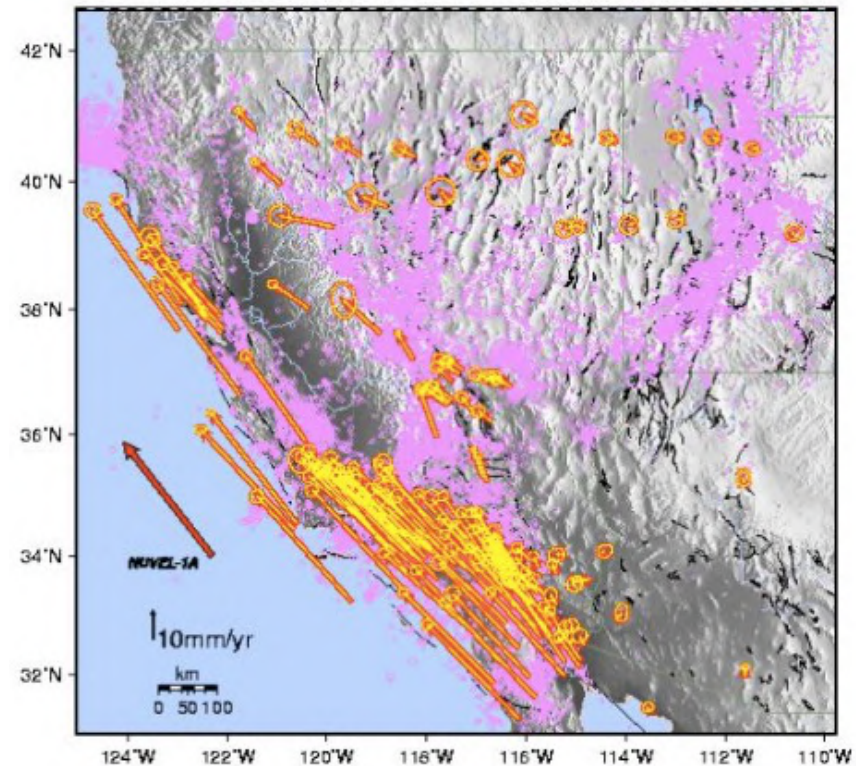
Ποια είναι η σχέση μεταξύ διαφοράς φάσης $d\phi$ και διαφοράς στη γωνία $d\theta$ στον ουρανό;
Εφόσον $\phi = \omega \tau_g = 2\pi(c/\lambda)\tau_g$ και $c\tau_g = B \cos(\theta)$, τότε $d\phi = (2\pi/\lambda) B |\sin\theta| d\theta$

Ο όρος $B \sin\theta$ μπορεί να διακυμαίνεται πολύ (π.χ., κοντά στο ζενίθ για το VLBI μπορεί να είναι χιλιάδες χιλιόμετρα, και κοντά στο ναδίρ να δώσει μια πολύ στενόμακρη δέσμη).

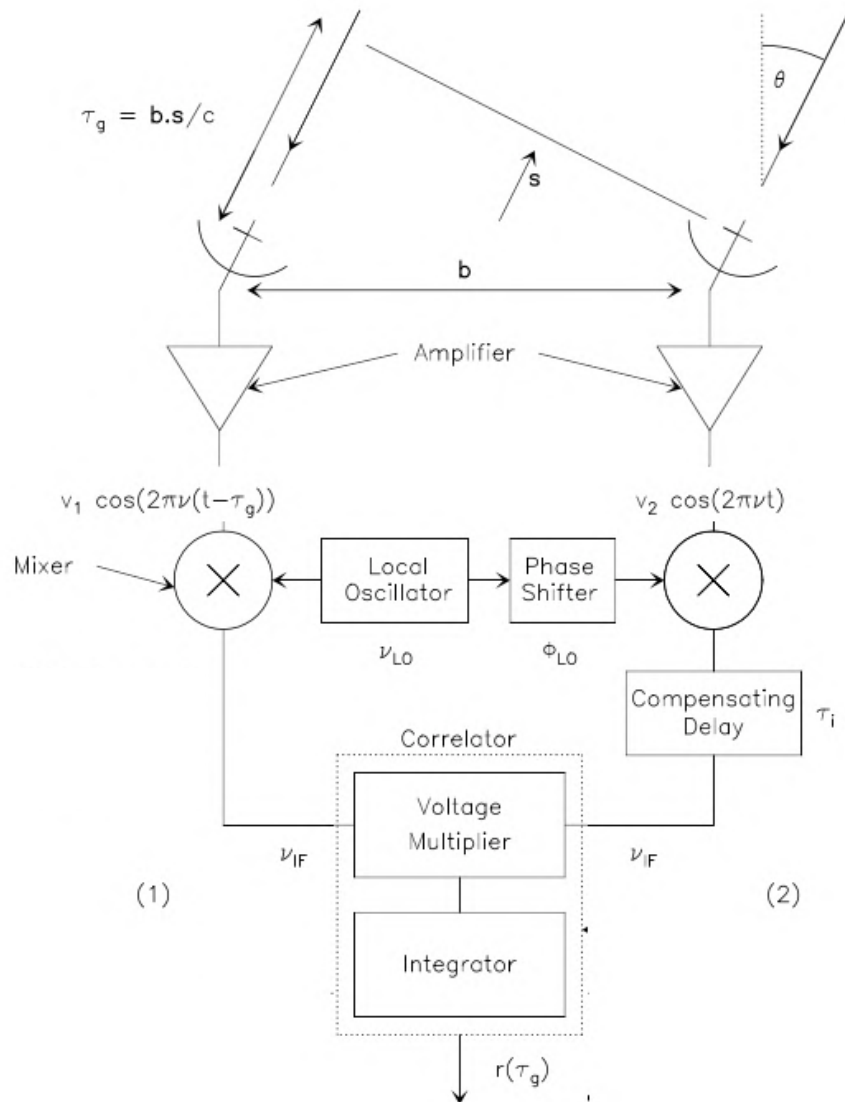
ALMA, 3mm, για $B \sin\theta = 100\text{m}$, **$d\theta=3''$ αντιστοιχεί σε $d\phi \sim 180^\circ$** , για τη διαφορά φάσης στους κροσσούς συμβολής στην εικόνα 2 τηλεσκοπιών. Είναι πολύ ευαίσθητη μέτρηση.

Παρένθεση:

Αντίστοιχα, παρατηρώντας την αλλαγή της φάσης σε γνωστές πηγές με το πέρασμα των ετών βρίσκουμε την απομάκρυνση των τηλεσκοπιών λόγω κίνησης των **τεκτονικών πλακών** της Γης.



The heterodyne interferometer



Η συνέλιξη των 2 σημάτων γίνεται αφού γίνει μίξη με το σήμα του local oscillator για την αλλαγή της συχνότητας σε intermediate frequency (IF) κι αφού γίνει όποια διόρθωση απαιτείται στη φάση. Θυμηθείτε τις απώλειες για υψηλές συχνότητες.

ALMA Correlator:

Μπορεί να επεξεργαστεί δεδομένα από 504 antenna pairs – οι baselines για 66 κεραιές είναι 2154.

It has 2,912 printed circuits



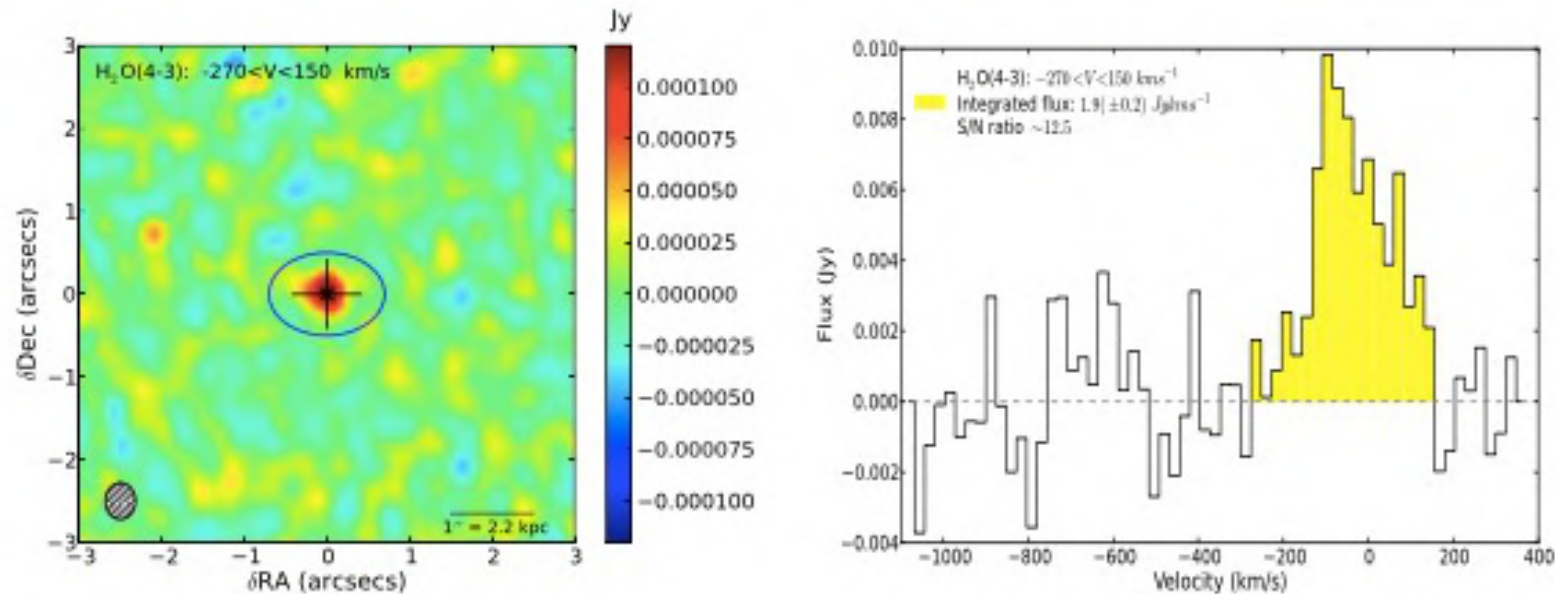
Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Τα παραπάνω γίνονται ανά συχνότητα. Τα συμβολομετρικά δεδομένα είναι εγγενώς spectrophotometric. (Εν αντιθέσει με των single-dish που είναι φάσμα- FTS ή εικόνα-βολόμετρο).

Επειδή, για να αποκτηθεί το φάσμα χρειάζεται FT στο χρόνο, δεν χρειάζεται πλέον επεξεργασία (inverse FT) φασματοσκοπικά, εκτός από binning, δηλ. αλλαγή της ανάλυσης για την αποτελεσματική ανίχνευση πηγών, π.χ.,

- σύννεφα 0.1~1km/s
- γαλαξίες 10~50 km/s
- συνεχές >100 km/s

Άσκηση: βρείτε το S/N ratio του παρακάτω φάσματος



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Άσκηση:

Πόση είναι η beam ενός τηλεσκοπίου στα 1.4 GHz (όπου βλέπουμε το ατομικό υδρογόνο), και στα 115.271 GHz όπου βλέπουμε το μονοξείδιο του άνθρακα (το δεύτερο πιο κοινό μόριο στο Σύμπαν μετά το H_2). Ας υποθέσουμε και στις 2 περιπτώσεις ότι το τηλεσκόπιο έχει διάμετρο 30m.

Αν τώρα βάζαμε αυτό το τηλεσκόπιο σε συστοιχία, της οποίας η μέγιστη ακτίνα είναι 10000 km. Πόση θα ήταν η διακριτική της ικανότητα;

$$\theta_{1.4 \text{ GHz}} = 1.22 \frac{\lambda}{D} = 1.22 \cdot \frac{c}{\nu} \frac{1}{D} = 1.22 \cdot \frac{3 \cdot 10^8 \text{ m/s}}{1.4 \cdot 10^9 \text{ Hz} \cdot 30 \text{ m}} = \frac{1.22}{1.4} \cdot 10^{-2} \text{ rad} \approx 206265'' \cdot 0.01 \approx 2000''$$

$$\text{και } \theta_{115 \text{ GHz}} = 1.22 \cdot \frac{3 \cdot 10^8 \text{ m/s}}{115 \cdot 10^9 \text{ Hz} \cdot 30 \text{ m}} = 1.22 \cdot 10^{-4} \text{ rad} \approx 20''$$

Αν βάλουμε την κεραία σε συστοιχία μήκους baseline = 10.000 km τότε $D = 10.000 \text{ km}$.

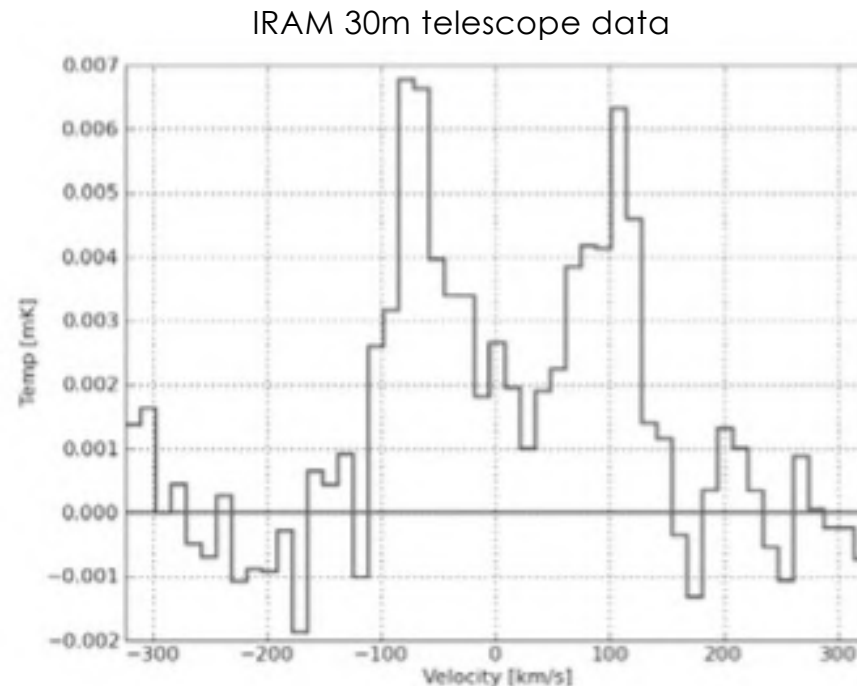
$$\text{και } \theta_{115 \text{ GHz}} = 1.22 \cdot \frac{3 \cdot 10^5 \text{ km/s}}{115 \cdot 10^9 \text{ Hz} \cdot 10^4 \text{ km}} = 3 \cdot \frac{1.22}{1.15} \cdot 10^{-10} \text{ rad} \approx 3 \cdot 206265'' \cdot 10^{-10} \approx 6 \cdot 10^{-5}'' \approx 60 \text{ μικροarcsec}$$

$\Rightarrow$ τεράστια διαφορά στη διακριτική ικανότητα! (Μύητρο χαρακτηριστικό των FHT)

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Ας δούμε τώρα το παρακάτω. Πόσο καλύτερη ευαισθησία μας δίνει η χρήση ενός συμβολομέτρου σε σχέση με ένα single dish?

Για να απαντήσουμε στο θα πρέπει πρώτα να ορίσουμε την ευαισθησία ενός ραδιο-τηλεσκοπίου συναρτήσει παρατηρουμένων ποσοτήτων. Συνήθως το σήμα μετράται σε θερμοκρασία.



Προσοχή: η θερμοκρασία που μέτρησε η κεραία T_A [ΔΕΝ είναι πραγματική θερμοκρασία](#) – η κεραία η ίδια είναι περίπου σε θερμοκρασία περιβάλλοντος. Είναι μέτρηση έντασης ακτινοβολίας!

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Η ισχύς του σήματος **αντιστοιχίζεται με θόρυβο Johnson**, δηλ. θόρυβο από τη θερμική κίνηση των e^- μέσα στον αγωγό. Δηλ. το τηλεσκόπιο μπορεί να θεωρηθεί ως μια αντίσταση δεδομένης θερμοκρασίας, στην οποία οι θερμικές κινήσεις των e^- δημιουργούν ρεύμα έντασης i , με $\langle i \rangle = 0$, αλλά $\langle i^2 \rangle \neq 0$.

Η ισχύς του ρεύματος είναι $P_v = k T \Delta\nu$, όπου $\Delta\nu = \text{bandwidth}$ (Johnson-Nyquist theorem)

Προσοχή: το T δεν είναι η θερμοκρασία κεραίας T_A , αλλά έχει και θόρυβο από τα ηλεκτρονικά

Πέραν της αντένας, συνεισφορά στο θόρυβο/ρεύμα έχουν όλα τα ηλεκτρονικά κομμάτια, π.χ., του receiver και μάλιστα οι επιμέρους συνεισφορές δεν συσχετίζονται, οπότε η συνολική T που μετράει το σύστημα είναι το άθροισμα όλων, $T_A + T_{\text{sys}}$, όπου $T_{\text{sys}} = T_R + \dots$

Το σφάλμα κι άρα ευαισθησία οργάνου στη μέτρηση της θερμοκρασίας δίνεται από την εξίσωση ραδιομέτρου (radiometer equation), που απλά λέει ότι ο θόρυβος είναι $\sim T_{\text{sys}} / \sqrt{N}$, με δείγματα $N \sim \Delta\nu \tau$

$$\sigma_T \approx \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta\nu \cdot \tau}}$$

$T=20\text{K}$, $\tau=7200 \text{ sec}$, $\Delta\nu=200 \text{ MHz} \Rightarrow \Delta T=50\mu\text{K} !$

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Λογικά βήματα για να εκφράσουμε την ευαισθησία του ραδιοτηλεσκόπιου συναρτήσει του θορύβου των ηλεκτρονικών (ώστε μετά να βαθμονομήσουμε):

1. Rayleigh–Jeans Law

$$I_\nu = \frac{2kT_B}{\lambda^2}$$

2. Flux Density

$$S = \int I_\nu d\Omega$$

3. Power

$$P_\nu = A_{\text{eff}} S$$

4. Antenna Temperature

$$T_A = \frac{A_{\text{eff}}}{2k} S$$

5. Johnson–Nyquist Law (integration over ν)

$$P = kT\Delta\nu$$

6. Radiometer Equation

$$\sigma_T = \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta\nu\tau}}$$

7. Detection

$$T_A \sim \sigma_T$$

8. Minimum Detectable Flux

$$S_{\text{min}} = \frac{2kT_{\text{sys}}}{A_{\text{eff}}\sqrt{\Delta\nu\tau}}$$

Εν γένει, η μέτρηση είναι η **System Temperature** $T_{\text{meas}} = T_{\text{sys}} + T_A$

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Μια διόρθωση στη μέτρηση – βλέπετε A_{eff} που είναι μια ‘ενεργός επιφάνεια’ του τηλεσκοπίου, όχι η πραγματική του επιφάνεια A_{geom} . Αυτό συμβαίνει για διάφορους λόγους όπως surface accuracy, feed spillover, feed blockage, illumination efficiency

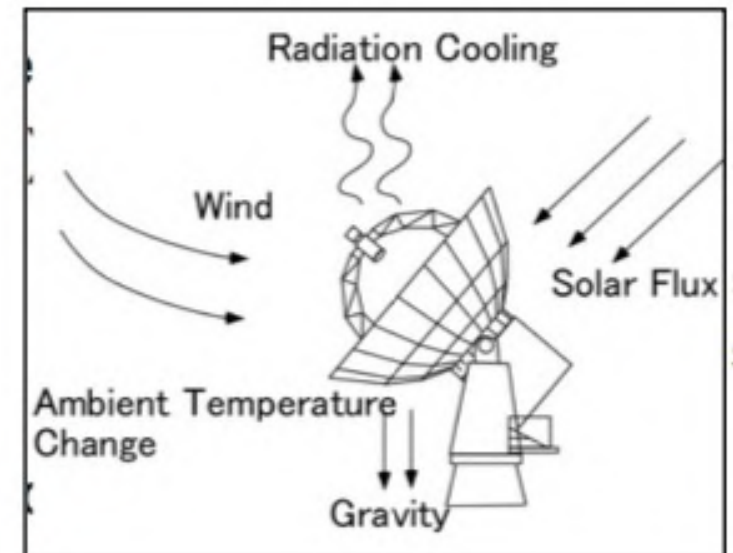
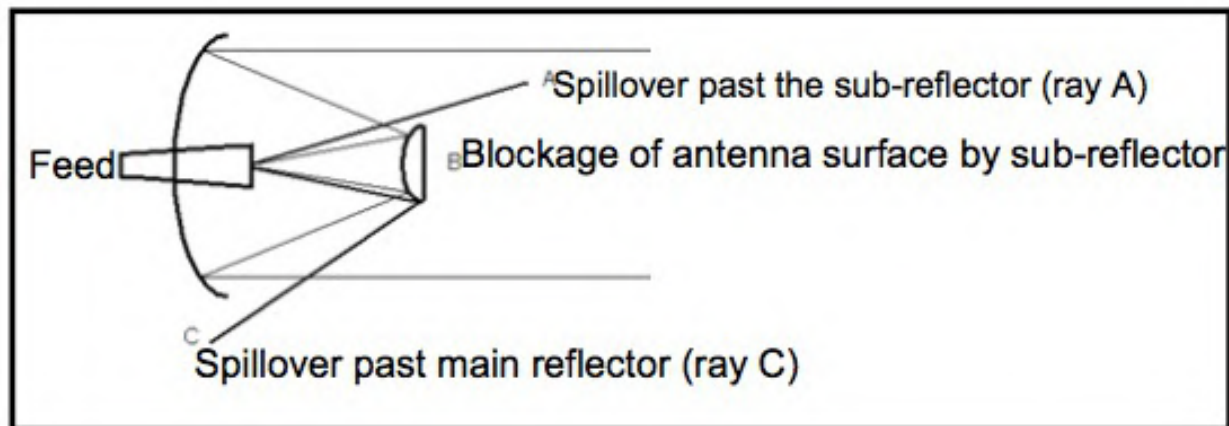
Άρα η antenna efficiency:

$\eta_A = \text{power collected} / \text{power incident}$,

$$\eta_A = \eta_{\text{sf}} * \eta_{\text{feed}} * \eta_{\text{blockage}} * \eta_{\text{spill}} \dots, \text{ όπου } \eta_{\text{sf}} \sim e^{-(1/\lambda)^2}$$

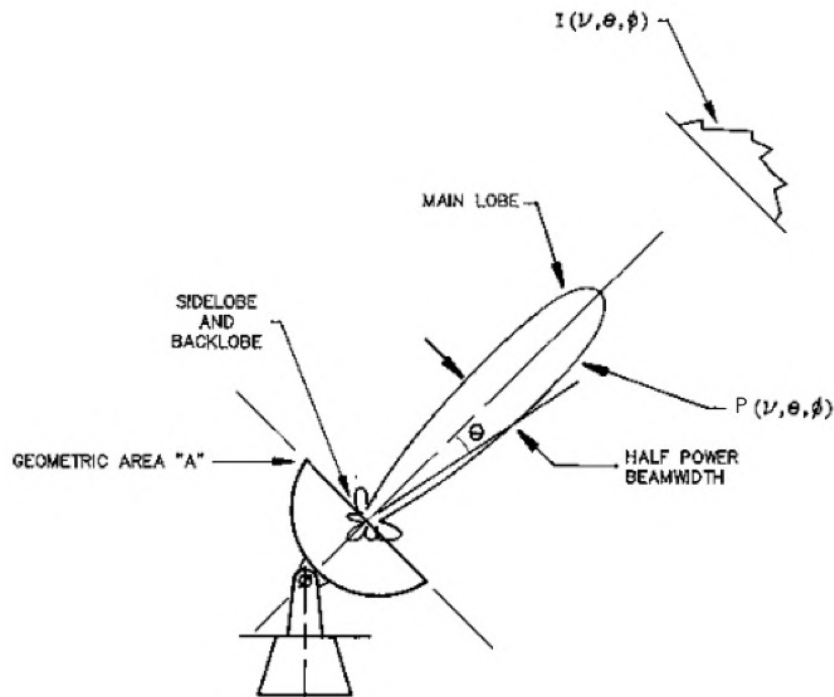
Και $A_{\text{eff}} = \eta_A A_{\text{geom}}$

Σε κάποια τηλεσκόπια χρησιμοποιούν γεωμετρική τιμή
Και διορθώνουν αντί της επιφάνειας την T ως T_A / η_A



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Άλλες διορθώσεις που συναντιούνται. Ένα ραδιοτηλεσκόπιο μετράει την ισχύ που θα είχε μια πηγή αν ήταν ένα BB σε όλα τα $d\Omega$ **που βλέπει η κεραία**, δηλ. και στους δευτερεύοντες λοβούς περίθλασης. Ροή όμως πηγαίνει πλευρικά στους λοβούς σε σχέση με τον κεντρικό.



$$B_{\text{eff}} = \mathcal{P}_{\text{mb}} / \mathcal{P}_{4\pi}$$

main beam efficiency B_{eff} (ποσοστό ροής στον κύριο λοβό vs. συνολικό)

$$F_{\text{eff}} = \mathcal{P}_{2\pi} / \mathcal{P}_{4\pi}$$

forward efficiency F_{eff} (ποσοστό ροής μπροστά από το τηλεσκόπιο, στα 2π)

T_{mb} - Η θερμοκρασία που θα είχε μια πηγή αν ήταν ένα BB στη main beam: $T_{\text{mb}} = F_{\text{eff}} / B_{\text{eff}} T_A$

Η T_{mb} πάντα μεγαλύτερη από την T_A

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Πώς γίνεται εν τέλει η βαθμονόμηση; Σε πιο απλές περιπτώσεις: ON-OFF και περνουμε counts, μετά κοιτάμε γνωστή πηγή (όπως Cygnus A, Cassiopeia A, Taurus A)... Σε μεγάλα τηλεσκόπια βάσει 'hot load' ('καρβουνάκι', υλικό στους 300K ή 27C) και 'cold load' (βουτηγμένο σε υγρό άζωτο, 77K ή -200C), που είναι ένα τοπικό μέλαν σώμα κάθε μέρα.

Calibration (Hot/Cold Loads)

Model:

$$C = G(T + T_{\text{rec}})$$

Hot load:

$$C_{\text{hot}} = G(T_{\text{hot}} + T_{\text{rec}})$$

Cold load:

$$C_{\text{cold}} = G(T_{\text{cold}} + T_{\text{rec}})$$

Gain:

$$G = \frac{C_{\text{hot}} - C_{\text{cold}}}{T_{\text{hot}} - T_{\text{cold}}}$$

Receiver temperature:

$$T_{\text{rec}} = \frac{C_{\text{cold}}}{G} - T_{\text{cold}}$$

Sky Measurement

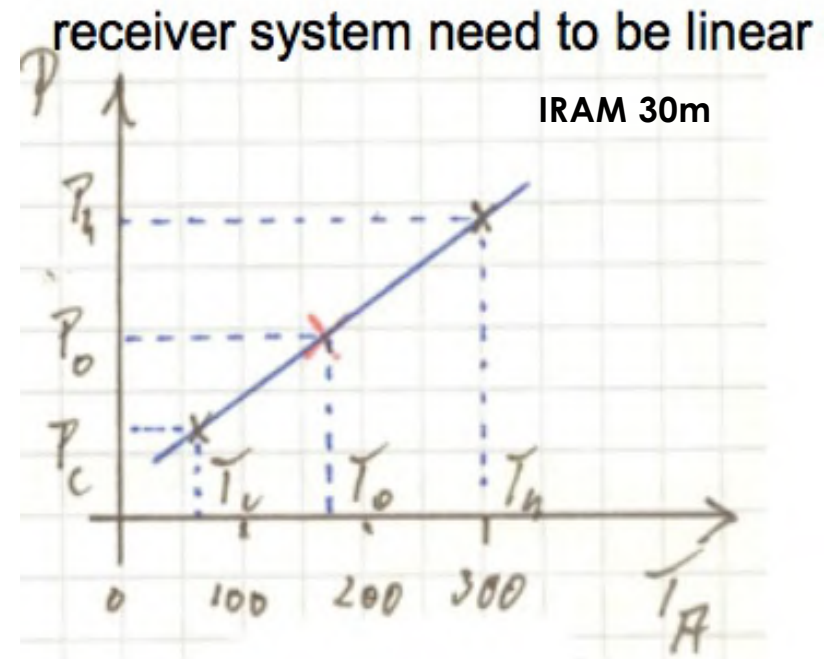
$$T_{\text{sky}} = \frac{C_{\text{sky}}}{G} - T_{\text{rec}}$$

ON-OFF:

$$\begin{aligned} T_{\text{ON}} &= T_{\text{sys}} + T_A \\ T_{\text{OFF}} &= T_{\text{sys}} \\ \Rightarrow T_A &= T_{\text{ON}} - T_{\text{OFF}} \end{aligned}$$

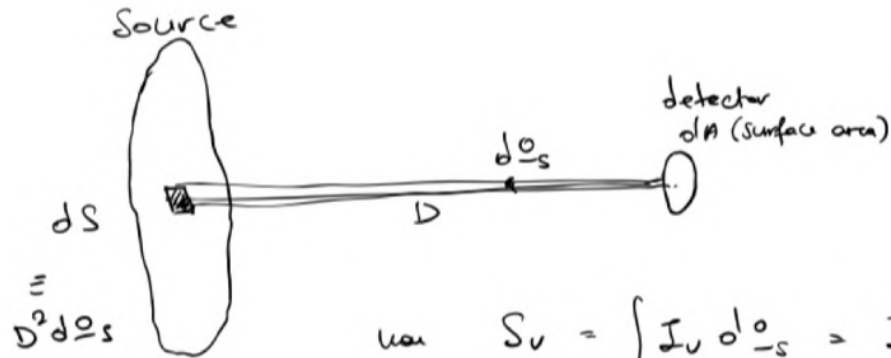
Flux from Measurement

$$S = \frac{2k}{A_{\text{eff}}} T_A$$



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Εναλλακτικοί ορισμοί - Γνωρίζοντας τη ροή μιας πηγής, ποια είναι η brightness temperature της;



Μέλαν φωτός

$$I_\nu = B_\nu \left[\frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \cdot \text{Hz} \cdot \text{sr}} \right]$$

και $S_\nu = \int I_\nu d\Omega_s = I_\nu \Omega_s$ (ομοιογενής εκπομπή)
(παίρνουμε τι όπιν απόσταση· αλλιώς Ω_s για αλλιώς τ)

για όπιν Rayleigh-Jeans $S_\nu = 2 \frac{\nu^2}{c^2} kT \cdot \Omega_s$

$\Rightarrow T = \frac{c^2}{2\nu^2 k} \left(\frac{S_\nu}{\Omega_s} \right)$ - brightness temperature, εφόσον brightness $I_\nu = \frac{F_\nu}{\Omega_s} \left[\frac{F_\nu}{\text{beam}} \right]$

$\Rightarrow T = \frac{(3 \cdot 10^{10})^2 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-2}}{2 \cdot (10^9 \text{ Hz})^2} \cdot \frac{1}{2.38 \cdot 10^{-16} \frac{\text{erg}}{\text{K}}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}} \cdot J_y}{\Omega_s} = \frac{9 \cdot 10^{20}}{2 \cdot 2.38 \cdot 10^{18}} \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}} \cdot 10^{-23} \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{ Hz}}}{\Omega_s}$

$\Rightarrow T = 3.3 \cdot 10^{18} \cdot 10^{-23} \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}}}{\Omega_s} \text{ K}$ και $\Omega_s \approx \pi \frac{\alpha''}{2} \frac{\theta''}{2}$ αν η πηγή ~ ελλειπτική

$\Rightarrow T \approx 3.3 \cdot 10^{-5} \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{4 S_{\nu_{Jy}}}{\alpha'' \theta''} \text{ K} = 4 \cdot 10^{-5} \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}}}{\alpha'' \theta''} \left(\frac{1}{206265} \right)^2 \text{ K}$

$\Rightarrow T \approx 4 \cdot 10^{-5} \cdot (2 \cdot 10^5)^2 \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}}}{\alpha'' \theta''} \text{ K} \Rightarrow \boxed{T \approx 1.6 \cdot 10^6 \cdot \frac{1}{\text{cm}^2 \text{ s}^{-2}} \cdot \frac{S_{\nu_{Jy}}}{\alpha'' \theta''} \text{ K}}$

Άσκηση

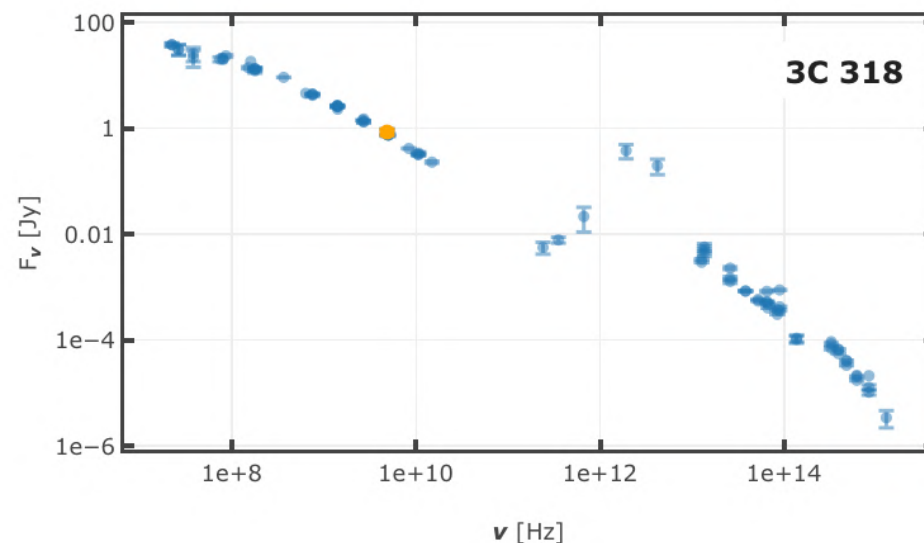
1) Έχουμε ένα γαλαξία, μακρινό, στα $d \sim 10$ Gpc (όπου $1''$ στον ουρανό αντιστοιχεί σε 8kpc), με μονοχρωματική ροή στα 5 GHz ίση με 1 Jy. {Γαλαξίας παρόμοιος με αυτόν του γραφήματος}.

α) Σε πόσες ηλιακές λαμπρότητες αντιστοιχεί αυτό;

β) Ας υποθέσουμε ότι θέλουμε να τον παρατηρήσουμε με ένα τηλεσκόπιο 100m (π.χ., το Effelsberg) κι ότι ο γαλαξίας αυτός έχει διάμετρο $D=30$ kpc. Τι επίπεδα ευαισθησίας (σε θερμοκρασία) πρέπει να έχει το τηλεσκόπιό μας για να ανιχνεύσει αυτό το σήμα;

Θυμηθείτε ότι $S_\nu = L_\nu / 4\pi d^2$

1 pc = $3.086 \cdot 10^{18}$ cm, 1 $L_{\text{sun}} = 3.83 \cdot 10^{33}$ erg/s, 1 rad = 206265'', 1 Jy = 10^{-23} erg/(s cm² Hz)



Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

$$\lambda) L_V = 4\pi d^2 S_V = 4\pi (10)^2 \cdot 10^{18} \text{ pc}^2 \cdot 1 \text{ Jy} = 4\pi 10^{20} \cdot 10^{-23} \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{Hz}} \text{ pc}^2 = 4\pi \cdot 10^{-3} \left(\frac{\text{pc}}{\text{cm}}\right)^2 \frac{\text{erg}}{\text{s Hz}}$$

$$\Rightarrow L_V = 4\pi (3 \cdot 10^{18})^2 \frac{\text{erg}}{\text{s}} \frac{1}{\text{Hz}} = 4\pi \cdot 3^2 \cdot 10^{36} \frac{10^{-3}}{3 \cdot 8 \cdot 10^{33}} \text{ W} \sim 30 L_\odot \frac{1}{\text{Hz}}$$

$$B) T_B = 1.6 \cdot 10^6 \frac{1}{\frac{2}{V_{\text{H}_2}}} \frac{S_{V_{\text{H}_2}}}{\alpha'' b''} \text{ K}, \text{ όπου } \alpha'' = b'' = D'', \text{ και } D = 30 \text{ kpc} = 30 \cdot \frac{1}{8}'' \approx 4''$$

$$\text{Άρα } T_B = 1.6 \cdot 10^6 \frac{1}{25} \cdot \frac{1}{4 \cdot 4} \text{ K} = \frac{160}{400} \cdot 10^4 = 4 \cdot 10^3 \text{ K}$$

Η T_A βυθίζεται ή την T_B ως

$$T_A = \frac{\frac{O_S}{O_N}}{\frac{O_S}{O_N}} \cdot T_B \quad \text{όπου } \frac{\frac{O_S}{O_N}}{\frac{O_S}{O_N}} \approx \frac{\eta \left(\frac{\alpha}{2}\right)^2}{\eta \left(\frac{FWHM}{2}\right)^2} \approx \frac{\alpha^2}{FWHM^2}$$

$$FWHM = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} = 1.22 \cdot \frac{c}{\nu} \frac{1}{D} = 1.22 \cdot \frac{3 \cdot 10^{10} \frac{\text{cm}}{\text{s}}}{5 \cdot 10^9 \text{ Hz} \cdot 100 \text{ m}} \frac{1}{100 \text{ m}} = \frac{10 \text{ cm}}{100 \text{ m}} = 10^{-3} \text{ rad}$$

$$\Rightarrow FWHM = 10^{-3} \cdot 206265'' = 200''$$

$$\text{Άρα } \frac{O_S}{O_N} = \frac{4^2}{(200)^2} = 4 \cdot \frac{2^2}{(200)^2} = 4 \cdot 10^{-4} \text{ ή } 0.04\% \text{ της beam πέφτει από την οπή}$$

$$\text{Τέλειο } T_A = \frac{O_S}{O_N} T_B = 4 \cdot 10^{-4} \cdot 4 \cdot 10^3 \sim 1.6 \text{ K}$$

Για ανίχνευση $> 5\sigma$,
Ευαισθησία $\approx 0.3 \text{ K}$

Παρατηρησιακή Αστρονομία - Συμβολομετρία

Άσκηση:

Προσθέσαμε, όπως πριν, το τηλεσκόπιό μας σε μια συστοιχία. Αν η συστοιχία είχε αρχικά 3 κεραιές και με τη προσθήκη της κεραιάς μας έγιναν 4 (ίδιες σε διάμετρο και απόδοση), πόσο θα βελτιωθεί το S/N ratio; Δηλ. πόσο θα αλλάξει το 1σ του θορύβου;

ο θόρυβος για συμβολόμετρο είναι:

$$1\sigma = \frac{T_{\text{sys}}}{\eta_a \cdot A_a \cdot \eta_{\text{cor}} \sqrt{2 \cdot \frac{N(N-1)}{2} \cdot \Delta\nu \cdot t_{\text{integration}}}}$$

όπου T_{sys} = system temperature (antenna + ...)

$\eta_a, \eta_{\text{cor}}$ = efficiency antenna correlator

A_a = antenna aperture

$\frac{N(N-1)}{2}$ - baselines, $\Delta\nu$ = εύρος συχνοτήτων bandwidth

$$\text{Άρα } \frac{\sigma_{\text{old}}}{\sigma_{\text{new}}} \sim \frac{\frac{1}{\sqrt{N_{\text{old}}(N_{\text{old}}-1)}}}{\frac{1}{\sqrt{N_{\text{new}}(N_{\text{new}}-1)}}} = \sqrt{\frac{N_{\text{new}}(N_{\text{new}}-1)}{N_{\text{old}}(N_{\text{old}}-1)}} = \sqrt{\frac{12}{6}} \approx 1.4$$

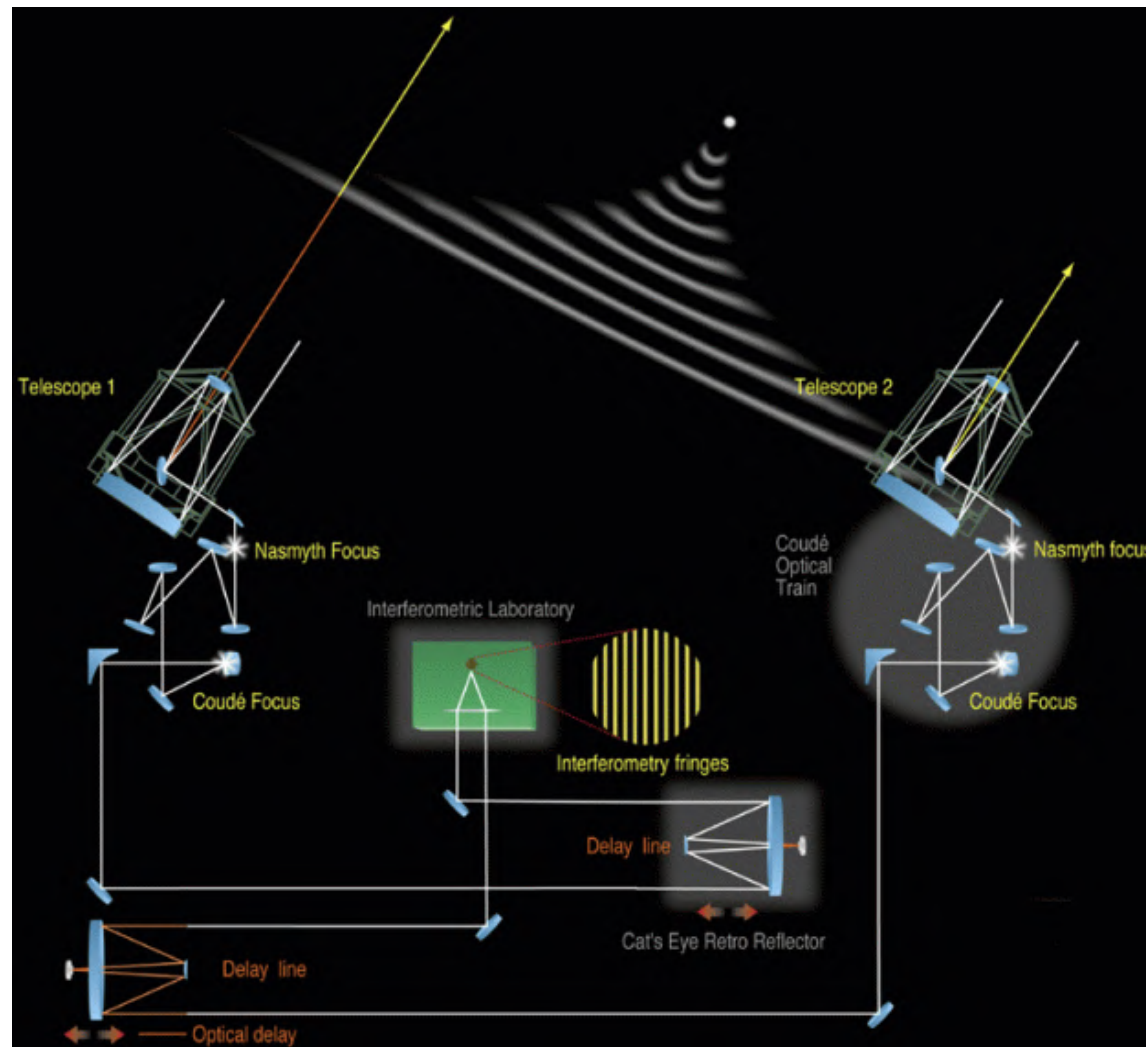
Παρατηρησιακή Αστρονομία – Συμβολομετρία σε άλλα μήκη κύματος

Συμβολομετρία προσφέρεται και στο υπέρυθρο και στο οπτικό, από το Very Large Telescope. (Υπήρχε η νοοτροπία του ραδιοφωνικού και 4 τηλεσκόπια). Βασικό όμως πρόβλημα είναι ότι επειδή οι δέκτες ΔΕΝ μπορούν να συγκρατήσουν πληροφορία ως προς **τη φάση του κύματος** (φωτοηλεκτρικό φαινόμενο δίνει μόνο ένταση), όποια διόρθωση πρέπει υποχρεωτικά να γίνει την ώρα της παρατήρησης (όπως και των ενεργών οπτικών – ΑΟ).



Παρατηρησιακή Αστρονομία – Συμβολομετρία σε άλλα μήκη κύματος

Χρησιμοποιούν καθρέφτες μεταβλητής θέσης κατά μήκος της διαδρομής του φωτός που προσθαφαιρούν μήκος στη baseline ως ότου δουν τη μέγιστη ροή.



Παρατηρησιακή Αστρονομία – Συμβολομετρία σε άλλα μήκη κύματος

Μετά την προσθήκη των έξτρα οπτικών διαδρομών, ινών (κλπ) κάτω από τα τηλεσκόπια
MIDI –όργανο στο μεσαίο υπέρυθρο
GRAVITY –όργανο στο κοντινό υπέρυθρο

