

Appunti per la preparazione al laboratorio di interferometria - versione per le Guide

Versione 4.0 - 11 Marzo 2016

Introduzione

In questa esperienza si farà uso dell'interferometro didattico a due antenne per acquisire dati e analizzarli al fine di ricavare alcune grandezze caratteristiche dell'interferometro, come ad esempio il suo potere risolutore e la sua sensibilità.

Prerequisiti

- conoscenza del grafico di una funzione (trigonometrica);
- competenze di misura diretta di quantità sul grafico di una funzione;
- competenze nell'utilizzo di formule (e loro inversione) e nella conversione tra unità di misura;
- conoscenza del concetto di "transito" di una sorgente celeste per effetto della rotazione terrestre.

Obiettivi

- 1) Comprendere come funziona, in generale, un'osservazione radioastronomica.
- 2) Fare un'analisi qualitativa del segnale ricevuto: rumore, interferenze, ecc.
- 3) Comprendere il concetto di correlazione del segnale radioastronomico.
- 4) Calcolare la sensibilità dello strumento, con riferimento a dati astronomici d'archivio.

L'interferometria

L'interferometria è una tecnica molto utilizzata nel campo della radioastronomia. Essa si basa sul principio di interferenza delle onde elettromagnetiche e permette di osservare oggetti astronomici con elevato dettaglio combinando coerentemente le informazioni che provengono da più telescopi radio che possono essere posti anche in siti (osservatori astronomici) molto distanti tra loro.

Si definisce risoluzione angolare (o potere risolutivo) di uno strumento di osservazione, la capacità che tale strumento ha di distinguere i dettagli della sorgente che sta osservando. La risoluzione che un telescopio può ottenere è determinata dal suo limite di diffrazione (che è direttamente proporzionale al suo diametro).

Per i telescopi radio e per quelli ottici il potere risolutivo $\Delta\theta$ è definito come:

$$\Delta\theta \approx \lambda/D \quad \text{radianti}$$

dove λ è la lunghezza d'onda alla quale si sta osservando e D è l'apertura dello strumento.

Quindi, per migliorare il potere risolutivo, ovvero diminuire il valore di $\Delta\theta$, vi sono due modi:

- 1) osservare a lunghezze d'onda più corte ($\lambda \ll$);
- 2) oppure aumentare l'apertura dello strumento ($D \gg$).

Per quanto riguarda il punto 1), volendo rimanere nella banda radio dello spettro

elettromagnetico, si è vincolati a lunghezze d'onda che non possono essere più piccole di un certo valore (tipicamente 1 mm).

Rimane da analizzare il secondo punto: più grande è il diametro del telescopio, migliore è la sua risoluzione.

Bisogna tener conto del fatto che il costo di costruzione di un telescopio è proporzionale a più del quadrato del suo diametro (un telescopio con diametro doppio costerà quindi almeno quattro volte tanto).

Nel caso di una singola antenna radio, il parametro D si riferisce alle dimensioni dell'antenna che, per una parabola, può raggiungere al massimo i 305 metri di diametro (Arecibo, Puerto Rico).



L'antenna singola più grande del mondo, ad Arecibo, in Porto Rico.

Altro fattore importante è legato alle deformazioni gravitazionali: il telescopio di Arecibo può essere tanto grande perché è fisso. Un'antenna altrettanto grande ma orientabile in varie direzioni per osservare punti diversi del cielo subirebbe, a causa del suo stesso peso, deformazioni strutturali causate dalla forza di gravità che ne altererebbero la forma, rendendola inutilizzabile per osservazioni precise o addirittura portandola al punto di rottura. Attualmente, i radiotelescopi singoli completamente orientabili più grandi al mondo hanno un diametro massimo di circa 100 metri.

Per ovviare a questi inconvenienti è nata l'interferometria, che consiste nel mettere in correlazione tra loro diversi radiotelescopi (in radioastronomia si parla di una coppia di antenne), che operano come le fenditure di un reticolo di diffrazione. Si riescono così a realizzare strumenti di dimensioni maggiori, che vanno da qualche Km con il VLA (Very Large Array) a dimensioni prossime al diametro terrestre con il VLBA (Very Long Baseline Array).

In questo caso infatti il parametro D nella formula del potere risolutore non è più il diametro della singola antenna ma è la *distanza* tra due antenne, perciò più le antenne sono distanti e migliore sarà il potere risolutivo. Lo scopo dell'interferometria astronomica è quindi quello di compiere osservazioni ad alta risoluzione utilizzando telescopi relativamente piccoli posti anche a grande

distanza tra loro, invece che un singolo enorme telescopio molto costoso.



La rete di telescopi European VLBI Network (EVN), funziona come un enorme interferometro.

L'osservazione interferometrica permette quindi di raggiungere, costruendo telescopi piccoli e molto lontani, la risoluzione di uno strumento con diametro pari alla massima distanza tra le antenne.

L'interferometro però non ha le stesse prestazioni di una singola antenna di queste dimensioni. Quello che cambia tra un'osservazione ad antenna singola e una interferometrica è la sensibilità. La sensibilità di un telescopio è la capacità dello strumento di osservare gli oggetti con intensità del segnale più debole, ed è proporzionale all'area di raccolta dello strumento (quindi al quadrato del suo diametro). Un telescopio con diametro due volte maggiore potrà osservare, a parità di condizioni, oggetti astronomici quattro volte più deboli. Utilizzando molti telescopi piccoli, l'area di raccolta sarà data dalla somma delle superfici delle singole antenne e quindi la sensibilità dello strumento sarà tanto migliore quanto più grande è l'area delle singole antenne, indipendentemente dalla loro distanza.

L'unità fondamentale dell'interferometria astronomica è costituita da una coppia di telescopi. Ogni coppia di antenne costituisce un interferometro di base e la distanza tra le antenne è chiamata linea di base (*baseline*). La correlazione dei segnali acquisiti dall'interferometro può essere effettuata attraverso la somma algebrica o il prodotto dei segnali ricevuti dalle due antenne. Si parla quindi di interferometro "SOMMA" e "PRODOTTO" (o CORRELAZIONE).

In genere l'interferometro a prodotto è preferibile a quello a somma: ciò accade perché, mentre l'interferometro a somma misura tutta la potenza di segnale

disponibile (quindi segnale + rumore), l'interferometro a prodotto misura solo il *segnale coerente* (*quei segnali che mantengono una differenza di fase costante nel tempo*). L'interferometro a prodotto elimina cioè il rumore di natura incoerente dovuto ai ricevitori e all'effetto dell'atmosfera e anche parte delle interferenze causate dall'uomo (ripetitori radio e TV, telefonini, reti wireless, ecc.).

L'interferometro didattico usato in questa esercitazione è composto da due antenne di tipo Yagi, ed effettua osservazioni alla lunghezza d'onda $\lambda = 23$ cm, equivalente a una frequenza $\nu = 1296$ MegaHertz (lunghezza d'onda e frequenza di un'onda elettromagnetica sono legate tramite la velocità della luce c dalla formula: $\lambda = c / \nu$).

I segnali delle due antenne vengono correlati in tempo reale e il loro prodotto e somma vengono mostrati in tempo reale su un display grafico, assieme al segnale ottenuto da una singola antenna.

Procedura osservativa per l'interferometro didattico del C.V.

In blu sono date le indicazioni per le guide.

1) Portare su ON l'interruttore delle prese 220V situato in basso nella colonna porta rack dell'interferometro didattico: verificare che l'OTF, il monitor ed i PC siano accesi. Individuare le icone dei programmi **PicoScope** e **Nova for Windows**.

2) Attivare il programma **PicoScope** e verificare che sia attivo il pulsante di avvio presente sulla finestra (primo in basso a sinistra - verde): il pulsante attivo presenta uno sfondo azzurro. Quindi iconizzare la finestra del programma evitando di modificarla/ridimensionarla.

3) Attivare il programma **Nova for Windows** verificando che nell'apposita finestra di interfaccia (riquadro in basso a sinistra), SUN sia il satellite selezionato per il tracking. Qui sono visualizzate anche la posizione del sole, quella delle antenne e l'ora UT. Attivare quindi il comando di tracking antenne cliccando su OFF (comparirà ON).

Attendere che il rotore posizioni le antenne:

Az=Sun deg + offset 25 deg

EI=Sun deg

A questo punto disattivare il comando di tracking antenne cliccando su ON nell'apposita finestra di interfaccia (comparirà OFF).

ATTENZIONE: si raccomanda di utilizzare esclusivamente il comando tracking antenne ON/OFF e di non modificare/ridimensionare/chiedere le finestre presenti all'interno del display di Nova for Windows

4) Ri-attivare la finestra del programma **PicoScope** dalla barra delle applicazioni (precedentemente iconizzata), che andrà a coprire parzialmente la finestra di **Nova for Windows**. L'acquisizione delle tracce partirà automaticamente all'attivazione dell'OTF (vedi punto successivo).

I 3 tracciati mostrano: **traccia A blu - Total Power singola antenna**

traccia B rossa - Interferometro Somma

traccia C verde - Interferometro Prodotto

5) Attivare l'OTF mediante l'apposito pulsante di START presente sul pannello del rack, l'accensione di un led giallo evidenzia l'esecuzione del transito "On The Fly". (Qualora fosse necessario interrompere anticipatamente la movimentazione delle antenne, premere per qualche secondo il pulsante di STOP). Il transito avrà una durata di circa 3min.

6) Dopo 3min 20sec l'acquisizione di **PicoScope** si arresterà automaticamente senza cancellare i tracciati, i quali potranno essere salvati/stampati mediante i comandi presenti nel menu "File". Sarà inoltre possibile zoomare il tracciato oppure leggere il tempo ed il livello di un determinato punto individuandolo col cursore e cliccando il pulsante sinistro del mouse.

7) Nel caso fosse necessario ripetere l'osservazione, riattivare il pulsante di avvio

presente sulla finestra **PicoScope** (primo in basso a sinistra - verde), verificando che il suo sfondo diventi azzurro, iconizzare la finestra di **PicoScope** e ripartire dal punto 3 ma **ATTENZIONE, attendere 10-20 minuti** per non danneggiare il rotore di azimuth che tende a surriscaldarsi a causa della movimentazione artificiosamente "rallentata".

8) Al termine chiudere i 2 programmi utilizzati (per **Nova** esclusivamente la finestra principale).

Alcune Note aggiuntive:

- sul tracciato di PicoScope, l'indicazione di tempo/ampiezza di un determinato punto individuato col cursore (cliccando col pulsante sinistro del mouse), contrariamente a quanto indicato e' valida solo per quel preciso punto.
- Il puntamento delle antenne non viene piu' gestito manualmente (il controllore manuale non e' piu' accessibile).
- Qualora Nova presenti delle anomalie, chiudere il programma, spegnere il rack OTF, attendendo una decina di sec prima di riaccenderlo, e quindi riattivare Nova.
- Si raccomanda di non modificare/ridimensionare le finestre dei programmi utilizzati. In Nova evitare di chiudere anche le finestre secondarie presenti all'interno di quella principale.
- L'indicazione del puntamento Azimuth dell'antenna, visualizzata in una finestra di Nova non e' corretta a causa di un baco software. L'azimuth reale e' pari al valore di. **Az letto + 25 deg: pertanto il transito dell'OTF parte con un offset reale di +50 deg.**
- La velocita' angolare del transito OTF (in Azimuth) e' stata leggermente aumentata per ottimizzare la registrazione dei tracciati su 3 minuti: la nuova velocita' angolare e' 0.59 deg/sec.

Descrizione dell'esperimento

A . RUMORE

Per questa parte dell'esercitazione mostrare solo traccia TOTAL POWER

1) *Acquisizione "total power" (ad antenna singola)*

Si punta l'interferometro sul Sole e si effettua una acquisizione con il sistema OTF (On-The-Fly). Una osservazione OTF consiste nel muovere l'interferometro in Azimuth con una certa velocità mentre si acquisiscono i dati: l'interferometro transita sul Sole.

1. *Fare acquisizione Total Power mascherando Interferometro Somma (Canale B) ed Interferometro Prodotto (Canale C) puntando sul sole e seguendo le istruzioni del manuale.*
2. *Zoomare su regione piatta del segnale lontana dalla "campana" del segnale Total Power del sole fino a vedere bene le fluttuazioni di intensita'.*
3. *Salvare immagine come "data-rumore.pdata" per archivio.*
4. *Stampare immagine zoomata.*
5. *Discutere vantaggi e svantaggi di OTF o transito: veloce, non si aspetta*

che la sorgente transiti. Necessita però di strumentazione più complessa: dotata di movimentazione e in grado di compensare/tollerare distorsioni gravitazionali. La parabola da 32 metri è completamente orientabile.

6. *Discutere con i ragazzi la differenza con uno scan senza sorgente: transito nel fascio dell'antenna, che misura un segnale elettromagnetico, convertito in segnale elettrico dalla catena del sistema ricevente. Nel caso empty field, il segnale misurato è il rumore dello strumento più la radiazione dell'atmosfera (semplifichiamo); qui si aggiunge il segnale astronomico.*

2) Valutazione e calcolo del rumore

Si stampa il segnale ricevuto dall'osservazione della regione di cielo scelta e si stima, dal grafico e/o dalla tabella dei dati, il rumore ("Noise", N) in Volt. Per fare questo bisogna trovare l'intensità massima e minima sul grafico. Una valutazione approssimata ma attendibile del rumore associato a una intensità di segnale si ottiene con la seguente formula:

$$N \sim [(\text{Intensità massima}) - (\text{Intensità minima})] / 6$$

- a) *Introdurre il concetto di "rumore" e il suo calcolo. Trovati il massimo e il minimo dei dati, applicare la formula:*

$$N(\text{millivolt}) = (\text{max} - \text{min}) / 6$$

$$N(\text{volt}) = N(\text{millivolt}) / 1000$$

- b) *NB PICCO-PICCO/6 ! (3 sigma attorno alla media, quindi picco-picco=+/- 3sigma. Il concetto "picco-picco diviso 3" serve a calcolare la barra d'errore attorno al valor medio, cioè la barra d'errore a 1sigma che normalmente plottiamo nei grafici).*

3) Valutazione qualitativa dell'intensità della sorgente e del rapporto Segnale/Rumore

Si stampa il tracciato del Sole e si fa una stima, attraverso il grafico, del valore del picco di intensità del segnale S e del rapporto segnale-rumore S/N (Signal-to-Noise).

Il rapporto Segnale/Rumore (Signal-to-Noise) è approssimabile con la seguente formula:

$$S/ N \sim (\text{Picco del Segnale}) / \text{Rumore}$$

Il segnale S può essere stimato come l'intensità massima misurata al di sopra del livello medio del fondo cielo:

$$S = (\text{Picco massimo}) - (\text{fondo cielo})$$

- a) *Dezoomare immagine Total Power fino alla risoluzione originale.*
b) *Salvare immagine come "data-TP.psdata" e stampare immagine.*

- c) La quantità S deve essere misurata rispetto al livello della baseline della traccia Total Power, quindi i ragazzi misureranno il massimo del grafico e il valore del piedistallo, e sottrarranno:

$$S = (\text{Picco massimo}) - (\text{fondo cielo})$$

- d) Introdurre il concetto di rapporto segnale-rumore S/N : le sorgenti si rivelano tanto meglio quanto più il loro segnale si staglia al di sopra dello sfondo del cielo, e questo "stagliarsi" lo esprimiamo in unità di rumore del fondo cielo. NB: uso la def "sfondo del cielo" per non far confusione usando il termine "baseline", che adoperiamo più correttamente per la distanza tra le antenne dell'interferometro!
- e) Il rapporto S/N (acronimo per l'inglese signal to noise) si può approssimativamente calcolare come: (Intensità Sorgente)/Rumore. Per convenzione, si considera che un segnale sia rivelato con attendibilità se il rapporto $S/N \geq 5$. Ragione statistica per questo valore 5: se il rumore rappresentasse una distribuzione perfettamente casuale degli errori, la distribuzione delle misure sarebbe una gaussiana la cui deviazione standard avrebbe un significato ben preciso: ogni misura che si scostasse oltre 3 sigma dal valor medio avrebbe una probabilità dello 0.3% di verificarsi per caso, quindi potrebbe essere ragionevolmente considerata un segnale rivelato (o un errore sistematico!). Nella realtà però raramente il rumore ha una distribuzione gaussiana, quindi si preferisce essere conservativi e usare 5 sigma anziché 3 sigma.
- f) descrivere come può variare mostrando plots di archivio con sorgenti di S/N alto, medio, basso: ce n'è una serie sul quadernone posto sul tavolo dell'interferometro (scans fatti da Tomassetti su Cas A ecc.)

B . SENSIBILITÀ

Per questa parte dell'esercitazione mostrare solo traccia TOTAL POWER

1) Misura della densità di flusso ricevuta dalla sorgente, in unità di Jansky

L'energia ricevuta per unità di tempo, di area e di frequenza da una sorgente è chiamata densità di flusso e ha come unità di misura il Jansky (Jy): $1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$

Il Sole, alla frequenza di osservazione dell'interferometro (1296 MHz, corrispondente alla lunghezza d'onda $\lambda = 23 \text{ cm}$), attualmente ha una densità di flusso di circa $7.5 \times 10^5 \text{ Jy}$.

Per confronto, un trasmettitore da 100 Watt, con la stessa larghezza di banda ($\Delta\nu = 5 \text{ MHz}$) dell'interferometro didattico, posto sulla Luna produrrebbe circa 10^3 Jy di densità di flusso ricevuta.

Usando l'osservazione della singola antenna e il valore noto del flusso del Sole, a partire dal massimo del segnale misurato in Volt si calcola il valore del fattore di conversione da Volt a Jansky.

a) Usando il valore S già calcolato, espresso in Volt, si esegue l'equivalenza:
 $1 : x = 7.5 \times 10^5 : S$ per ricavare $x(\text{Volt/Jy}) = S / 7.5 \times 10^5$

b) E se volessimo calcolare il flusso usando l'osservazione interferometrica, come lo calcoleremmo? Sintesi d'apertura ecc, la cosa è più complicata.

2) Rumore espresso in Jansky

In un nuovo grafico si riporta l'intensità in Jy del segnale ricevuto dal Sole (che può essere comodamente ricavato dal grafico in Volt usando il fattore di conversione Volt/Jy appena calcolato) verso il tempo (in sec). Sul nuovo grafico si valuta infine il rumore in Jansky.

Considerando alcune tra le radiosorgenti più conosciute e brillanti del cielo (elencate alla fine di questo documento) gli studenti possono valutare qualitativamente dove si collocherebbero queste radiosorgenti, in termini di flusso emesso rispetto a quello del Sole, sul grafico della presente osservazione.

a) *il rumore in Jy ci dà una misura assoluta della sensibilità non più dipendente dalla scala di voltaggio del sistema) e direttamente confrontabile con il flusso emesso da sorgenti celesti e non. Elencare il flusso in Jy di una serie di radiosorgenti tipiche (magari: una SN, una galassia vicina e una galassia lontana), da overplottare sul grafico del Sole x vedere il livello di Jy da loro emesso: dove si collocano? Sono affogate nel rumore? Chiedere ai ragazzi di collocarle nel grafico: quanto sarebbero brillanti rispetto al Sole?*

Taurus A (SNR): Flusso(1296 MHz) = 930 Jy

Cassiopeia A (SNR): Flusso(1296 MHz) nel 1980 = 2229.9 Jy

Flusso(1296 MHz) nel 2008 = 1634.9 Jy

Cygnus A (r.g. in galassia D in ammasso: Flusso(1296 MHz) = 1598 Jy

3C 286: Flusso(1400 MHz) = 14.7 Jy

b) *far notare che 3C286 e' il calibratore di flusso più usato in radioastronomia: una sorgente molto brillante, facilmente misurabile. La stragrande maggioranza delle sorgenti radio più studiate al giorno d'oggi è un milione di volte più debole di 3C 286 (sub-millijansky population): dove si troverebbero sul grafico? Necessità di misure precise con strumenti accurati per diminuire il rumore e poter osservare le sorgenti più deboli: si può fare con gli interferometri.*

C . CORRELAZIONE

Mostrare traccia TOTAL POWER e tracce INTERFEROMETRO

1) Osservazione interferometrica

Si visualizzano tutte le tracce ottenute dall'osservazione OTF con l'interferometro didattico: sia il segnale della singola antenna che quello ottenuto dall'interferometro nelle due modalità *somma* e *prodotto*.

Si esegue **una nuova osservazione OTF** del Sole e si fa una valutazione

qualitativa della differenza tra segnale total power e correlazione *somma e prodotto* dei segnali delle due antenne.

(Gli studenti riporteranno le loro conclusioni in una lista da discutere con il ricercatore).

- a) Resettare **Nova for Windows** per nuova osservazione **OTF** del sole.
- b) Lanciare **PicoScope** mascherando questa volta il canale A (Total Power) e mostrando i canali B (Int. Somma) e C (Int. Prodotto).
- c) Salvare immagine ottenuta come "data-Int-El???.psdata" e stampare immagine. Chiedere ai ragazzi di scrivere l'elevazione del sole perche' servira' per l'ultima parte dell'esperienza.
- d) discutere involuppo dato dal total power: attenuazione del beam, cioè del campo di vista accessibile a ciascuna antenna singolarmente
- e) Discutere la differenza tra somma e prodotto: la somma e' sempre positiva, il prodotto e' simmetrico attorno allo zero. Cosa sono le frange, concetti di interferometria.
- f) l'interferometro offre come importante vantaggio la maggior facilità di ricezione di segnali celesti particolarmente deboli, facilmente confondibili con il rumore del ricevitore. La presenza di una frangia di ampiezza (e frequenza) ben caratterizzata e prevedibile rende sicuramente più facile "estrarla" dal rumore caotico sottostante.
- g) nel caso siano presenti radio interferenze nell'osservazione, esaminare le differenze tra i vari tracciati: interferenze presenti in antenna singola e somma, ma cancellate in prodotto.

2) Potere risolutore e distanza tra le antenne (**mostrare solo prodotto**)

Per un interferometro, le frange di interferenza sono tanto più ravvicinate quanto più le antenne che lo compongono sono lontane. A frange più strette corrisponde un miglior potere risolutore (capacità di osservare dettagli fini).

Si stampa il grafico della correlazione *prodotto*. Dati: il valore della lunghezza d'onda di osservazione ($\lambda=23$ cm), la velocità angolare di scansione v all'elevazione El dell'osservazione, e l'intervallo temporale tra due picchi del segnale Δt , si calcola il potere risolutore ($\Delta\theta$) e la distanza (D) tra due antenne dell'interferometro con le formule seguenti.

La distanza D tra due antenne di un interferometro può essere stimata dalla formula del potere risolutore:

$$\Delta\theta \approx \lambda / D \text{ radianti} \quad ; \quad 1 \text{ radiante} = 180^\circ / \pi$$

Il potere risolutore è pari all'angolo sotteso in cielo da due frange di interferenza, ed è quindi esprimibile anche come:

$$\Delta\theta = v \cdot \Delta t \quad \text{gradi}$$

Dove v è la velocità di scansione, in gradi/sec, con cui l'interferometro si muove per osservare una sorgente celeste che ha una certa elevazione, e Δt è l'intervallo temporale, in secondi, tra due picchi del segnale. Δt è quindi ricavabile dal grafico delle frange di interferenza.

La velocità di scansione in gradi/sec può essere ottenuta dalla tabella sottostante in funzione dell'elevazione della sorgente celeste al momento dell'osservazione.

TABELLA 1: Velocità di scansione dell'interferometro, in funzione dell'elevazione della sorgente celeste.

Elevazione (gradi)	Velocità (gradi/sec)
0.0	0.58
5.0	0.58
10.0	0.57
15.0	0.56
20.0	0.55
25.0	0.53
30.0	0.50
35.0	0.48
40.0	0.44
45.0	0.41
50.0	0.37
55.0	0.33
60.0	0.29
65.0	0.25
70.0	0.20
75.0	0.15
80.0	0.10
85.0	0.05

- a) *i ragazzi devono scegliere dalla tabella con le velocità (già corrette per $\cos(\text{elevazione})$) quella corrispondente all'elevazione dell'osservazione del Sole.*
- b) *sollecitarli a prestare attenzione alle unità di misura: in una il potere risolutore è dato in radianti, nell'altra in gradi.*

CARATTERISTICHE DELL'INTERFEROMETRO DIDATTICO

Frequenza centrale: 1296 MHz (lunghezza d'onda: 23 cm)

Banda passante della I.F.: 5 MHz

Beam di antenna: 16 gradi

$T_{\text{sys}} \sim 300 \text{ K}$

Guadagno: $\sim 20 \text{ dB}$

Le antenne sono poste a distanza di circa 4 metri. La lunghezza fisica delle due antenne Yagi e' di circa 3 metri. Ogni antenna è costituita da 35 dipoli elementari in successione, da quello più lungo che si chiama RIFLETTORE (R in Fig. 1, lungo $\lambda/2 + 5\%$) subito seguito dal DIPOLO centrale (DP in Fig. 1, quello da cui si preleva il segnale via cavo coassiale) che e' lungo $\lambda/2$ (11.5 cm) e spesso ripiegato su se stesso per ragioni di adattamento di impedenza a cui seguono i dipoli successivi sempre più corti fino al 35esimo (lungo $\lambda/2 - 5\%$) chiamati semplicemente DIRETTORI (D* in Fig. 1).

Ogni dipolo direttore se della giusta lunghezza, posto alla giusta distanza dai vicini, costituisce un generatore che re-irradia verso il DIPOLO centrale il segnale ricevuto. Se le fasi e quindi i singoli percorsi sono quelli corretti, tale DIPOLO riceverà la somma di tutti i singoli contributi. La posizione e la lunghezza del dipolo RIFLETTORE sono invece progettati per realizzare una condizione di somma in controfase sul DIPOLO centrale o somma per cui l'antenna NON può ricevere radiazione proveniente dal retro. Ovviamente più grande il numero dei dipoli maggiore risulterà il GUADAGNO in dB dell'antenna e quindi più stretto il suo BEAM.

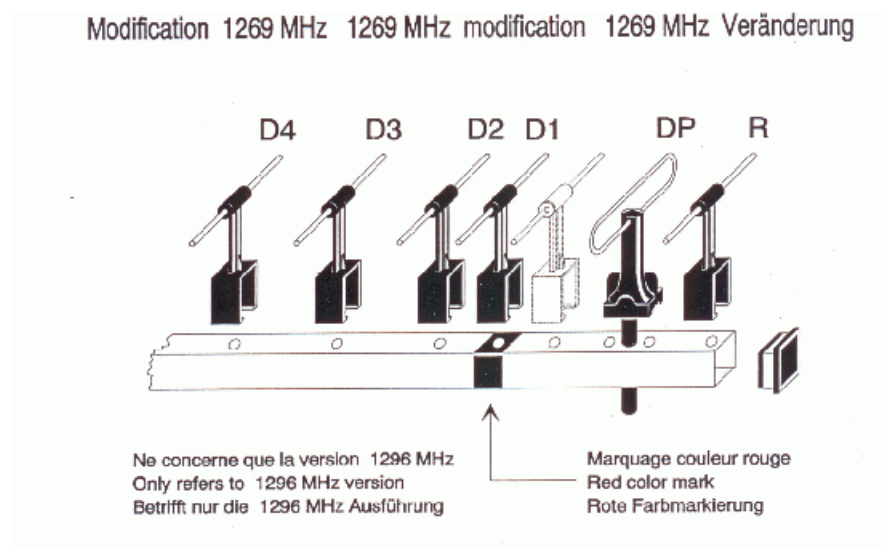


FIGURA 1

Durante l'osservazione, il "bastone" che supporta tutti i dipoli è orientato in modo da puntare la sorgente. In questo modo il RIFLETTORE sta dalla parte verso terra e può schermare tutta la *ground radiation*. La frequenza di lavoro corrisponde a una delle bande dedicate alle trasmissioni dei radioamatori (quindi, materiale di costruzione è commerciale, facilmente reperibile).

- NOZIONI SUI RICEVITORI

- **Feed:** ha il compito di 1) illuminare il ricevitore con una distribuzione di fasi e ampiezze il più uniforme possibile); 2) non deve ricevere

radiazioni non riflesse dallo specchio, come lo spillover dal suolo o le RFI, o segnale da radiosorgenti forti vicine alla posizione di puntamento. Il feed più semplice è un dipolo. Per osservazioni a $\lambda < 20\text{cm}$ il feed è generalmente nel fuoco secondario. Infatti il beam del feed deve avere un'apertura tale da illuminare completamente e senza spillover il secondario che per $\lambda < 20\text{ cm}$ dovrebbe avere una dimensione considerevole, bloccando quindi parte del segnale in arrivo. Per $\lambda > 20\text{ cm}$ solitamente si colloca il feed nel primario, in quanto le dimensioni del secondario non sono tali da bloccare parte del segnale ricevuto.

- **Ricevitore:** diviso logicamente e tecnicamente in due sezioni dal mixer: front-end (varia con la frequenza di osservazione) e back end indipendente dalla frequenza di osservazione, lavora alla “media frequenza”)

Antenna - preamplifier - mixer+LO - IF - band pass - IF - SQ detector - integrator

Il segnale elettromagnetico che incide sull'antenna si trasforma in una debole tensione ($\ll 1$ millivolt) rapidamente variabile (freq. MHz - GHz), il cui valor medio nel tempo è nullo anche per tempi di integrazione brevissimi. Pertanto, oltre che amplificare il segnale bisogna anche rivelarlo.

Di solito è anche conveniente lavorare a una frequenza più bassa di quella del segnale che si vuole amplificare e rivelare: media frequenza (intermediate frequency, IF), ottenuta con il **Mixer**. Questo consente di non dover variare tutta la parte di back end al cambiare della freq. di osservazione, e limita le perdite per “effetto pelle” (dipendenti dalla radice quadrata della freq.) lungo i cavi che trasportano il segnale dal ricevitore al luogo dell'elaborazione. In genere la IF è compresa fra 10 e 60 MHz, ed è il segnale trasportato da questa che verrà poi amplificato e rivelato (NB: un'altra preamplificazione è già stata fatta appena rivelato il segnale).

Nel mixer il segnale viene sommato a un altro molto più forte (es 1 volt) fornito da un **Oscillatore Locale** LO che ha una frequenza non molto diversa da quella del segnale che si vuole rivelare, freq(s). Si ha che la $\text{freq(IF)} = \text{freq(LO)} - \text{freq(s)}$.

Si può notare che i parametri essenziali del segnale non vengono alterati dal mixer (il segnale in uscita consta di molte componenti a diverse frequenze ben precise, con ampiezze ben precise), e il segnale in uscita può essere amplificato e rivelato senza modificarne il contenuto di informazione. Usando i filtri appropriati, si scartano i segnali alle frequenze non utili conservando solo quello che porta l'informazione originale.

Dopo il mixer, l'amplificatore serve ad aumentare il segnale a livelli tali da attivare gli strumenti atti a registrarlo sotto forma analogica o digitale. L'amplificatore non distingue tra segnale e rumore, quindi è meglio collocarlo il più vicino possibile all'ingresso del segnale astronomico nel sistema, per minimizzare l'amplificazione del rumore indotto dall'elettronica. L'amplificazione della potenza richiesta perché i ricevitori

possano rivelare il segnale è dell'ordine di 80-100 dB (cioè $10^8 - 10^{10}$ volte); per questo si usano catene di amplificatori a cascata.

Le radiosorgenti più brillanti del cielo

IL SOLE

Dimensione angolare: $d = 0.5$ gradi

Area del Sole: $\pi \times d^2 / 4 = 3.14 \times (0.5)^2 / 4 = 0.2$ gradi quadrati

Flusso a 1415 MHz: $\sim 7.5 \times 10^{-21}$ W / m² Hz $\sim 7.5 \times 10^5$ Jy (media misurata nel febbraio 2011). Il Sole attivo può emettere un flusso 4 ordini di grandezza superiore a quello del Sole quieto.

(vedere misure a www.swpc.noaa.gov/ftpdir/lists/radio/45days_rad.txt)

Raggio equatoriale 695.000 km

Distanza Terra-Sole: 149 500 000 km (perielio 147 098 074 km,
afelio 152 097 701 km)

Massa: 1.989×10^{30} kg

Densità media 1410 kg/m³ (> della densità dell'acqua, 1000 kg/m³)

Temperatura media superficiale: 5.800 K

Temperatura media di una macchia solare: 3.800 K

Temperatura della corona solare: 2.000.000 K

Temperatura del nucleo: 15.000.000 K

Periodo di rotazione: 25 giorni (equatore), 36 giorni (poli)

Luminosità: $3,827 \times 10^{33}$ erg/sec (386.000 miliardi di miliardi di kW)

Magnitudine assoluta: + 4,83

Magnitudine apparente: - 26,8

Composizione chimica: idrogeno 73%, elio 25%, metalli 2%. I metalli più abbondanti sono nell'ordine: ossigeno, carbonio, azoto, neon, ferro, silicio, magnesio, zolfo...

TAURUS A

Taurus A è una radiosorgente molto brillante nella costellazione del Toro identificata con la Crab Nebula, resto di Supernova esplosa nel 1054 d.C..

Al centro della Crab Nebula esiste anche una pulsar, che ha un periodo di circa 33 millisecondi. In ottico è brillante.

Coordinate J2000: RA 05:34:32 Dec +22:00:52

Flusso(1296 MHz) = 930 Jy

Distanza: 6300 anni luce

Velocità di espansione: ~ 1500 Km/sec

CASSIOPEIA A

È la radiosorgente più brillante del cielo (a parte il Sole) ed è associata a un resto di supernova. In ottico è estremamente debole.

Coordinate J2000: RA 23:23:27 Dec +58:48:42

Il suo flusso diminuisce leggermente ogni anno:

Flusso(1296 MHz) nel 1980 = 2229.9 Jy

Flusso(1296 MHz) nel 2008 = 1634.9 Jy

Distanza: ~ 11000 anni luce

Velocità di espansione: 4000 - 6000 Km/sec

CYGNUS A

Radiosorgente extragalattica, si trova in un ammasso di galassie povero, di cui è l'oggetto più brillante. Otticamente presenta due nuclei.

Coordinate J2000: RA 19:59:28 +40:44:02

Flusso(1296 MHz) = 1598 Jy

Dimensioni angolari: ~ 0.55' x 0.45'

Distanza: ~ 600 milioni di anni luce (redshift $z=0.0561$).

SAGITTARIUS A

Sorgente radio complessa al centro della Via Lattea. Fortemente oscurata dalla polvere. E' formata da tre componenti: un resto di supernova (Sgr A Est), una struttura spiraliforme (Sgr A Ovest) e una sorgente radio brillante e compatta al centro della spirale della struttura ovest, chiamata Sgr A*.

Sgr A Est ha caratteristiche tali da far pensare che sia ciò che resta di una stella esplosa circa 5000 anni fa.

Sgr A Ovest, detta anche "Minispirale" è formata da emissione di gas ionizzato riscaldato da stelle giovani e calde che sono numerose in questa regione. Ha un disco circumnucleare di gas molecolare freddo.

Sgr A* è considerato il centro dinamico della nostra Galassia e contiene un buco nero con una massa di circa 3.7 milioni di masse solari. E' circondata da stelle che gli orbitano intorno a velocità (anche fino a 5000 km/sec) nettamente superiori a quelle delle normali orbite stellari.

Coordinate J2000: RA 17:45:40 -29:00:28

Flusso di Sgr A: 1000 Jy a 100 MHz

ALTRE RADIOSORGENTI "BRILLANTI" EXTRAGALATTICHE:

Virgo A (M87): Flux(1296 MHz) = 228.4 Jy ($z=0.004360$, 60 milioni di anni luce)

3C 286 : Flux(1400 MHz) = 14.7 Jy ($z= 0.849$, 10 miliardi di anni luce)

ALTRE RADIOSORGENTI DEL SISTEMA SOLARE:

La Luna emette una densità di flusso apprezzabile per gli strumenti amatoriali solo alle frequenze delle microonde (tipicamente nella banda dei 10 GHz), con radiazione di origine termica caratterizzata da intensità crescente con la frequenza. I pianeti invece, a causa dei bassi livelli di emissione, sono virtualmente inaccessibili agli strumenti dilettantistici, eccetto Giove che risulta essere una radiosorgente di straordinaria potenza alle lunghezze d'onda metriche. La sua emissione ha carattere sporadico e sembra il risultato di violenti processi che hanno luogo nell'atmosfera del pianeta, collegati (e modulati) al moto del suo satellite Io. La potenza della radiazione decametrica di Giove è dell'ordine di milioni di Jy e può essere rivelata senza difficoltà da ordinari impianti per radiocomunicazioni amatoriali: essendo tuttavia a carattere sporadico, possono verificarsi giorni successivi di osservazione senza alcun risultato.

INTERFERENZA

Il fenomeno dell'interferenza è dovuto alla sovrapposizione, in un punto dello spazio, di due o più [onde](#). Quello che si osserva è che l'intensità dell'onda risultante in quel punto può essere diversa rispetto alla somma delle intensità associate ad ogni singola onda di partenza; in particolare, essa può variare tra un minimo, in corrispondenza del quale non si osserva alcun fenomeno ondulatorio, ed un massimo coincidente con la somma delle intensità. Affinche' possa essere osservabile l'interferenza e' necessario che le sorgenti emettano onde con la stessa frequenza e che la loro differenza di fase sia costante nel tempo (cioe' siano coerenti). Consideriamo il caso di due onde con la medesima lunghezza d'onda che si sovrappongono.

A seconda delle relazioni che intercorrono tra le onde che interferiscono, è possibile che gli sfasamenti dipendano dalla coordinata spaziale. Dunque, si potranno osservare regioni in cui l'interferenza è totalmente costruttiva con sfasamento nullo (dette massimi di interferenza, corrispondenti a frange luminose chiare) alternate ad altre in cui invece l'interferenza è totalmente distruttiva con sfasamento 180 gradi (dette minimi di interferenza, corrispondenti a frange non illuminate scure).

L'ampiezza di queste regioni è legata sia alla disposizione geometrica delle sorgenti, sia alla lunghezza d'onda: tanto più piccola è la lunghezza d'onda, tanto più strette e cadenzate saranno queste frange. Questo è uno dei motivi per il quale non si riescono ad osservare quotidianamente fenomeni di interferenza luminosa, ma non è il solo; l'altro è legato alla decoerenza delle sorgenti. Infatti, le più comuni fonti di luce (il [sole](#), le [lampadine ad incandescenza](#) e così via) emettono svariati pacchetti di radiazioni che si sovrappongono in maniera completamente casuale, a seconda dell'istante nel quale vengono generati. In una situazione del genere quindi, la distribuzione delle frange varierà così rapidamente da non poter essere seguita dall'occhio umano (a causa del fenomeno di persistenza delle immagini sulla [retina](#)), che quindi osserverà solo una distribuzione regolare di luminosità. Un modo per osservare fenomeni di interferenza è disporre di due o più sorgenti coerenti, come ad esempio nell'esperimento della doppia fenditura di Young. In questo esperimento sono state praticate su un piano due fenditure sulle quali incide un'onda piana. Secondo il [principio di Huygens](#) le due fenditure, se di dimensioni sufficientemente piccole, rispetto alla lunghezza d'onda dell'onda incidente, da essere considerate puntiformi, e se poste a grande distanza da uno schermo, si comportano come sorgenti puntiformi di luce coerente.

Le onde sferiche emesse dalle fenditure interferiranno. Se mettiamo una lastra fotografica oltre lo schermo, osserveremo su di essa una serie alternata di bande della stessa larghezza chiare e scure, dette frange di interferenza, corrispondenti ai massimi e ai minimi di interferenza.

Diffrazione

La diffrazione è un fenomeno [fisico](#) associato alla deviazione della traiettoria delle [onde](#) (come anche la [riflessione](#), la [rifrazione](#), la [diffusione](#) o l'[interferenza](#)) quando queste incontrano un ostacolo sul loro cammino. È tipica di ogni genere di onda, come il [suono](#), le onde sulla superficie dell'[acqua](#) o le [onde elettromagnetiche](#) come la [luce](#) o le [onde radio](#); la diffrazione si verifica anche nelle particolari situazioni in cui la materia mostra proprietà ondulatorie, in accordo con la [dualità onda-particella](#).

Gli effetti di diffrazione sono rilevanti quando la [lunghezza d'onda](#) è comparabile con la dimensione dell'ostacolo. In particolare per la [luce visibile](#) (lunghezza d'onda attorno a 0,5 [µm](#)) si hanno fenomeni di diffrazione quando essa interagisce con oggetti di dimensione sub-[millimetrica](#).

Per ottenere una figura di diffrazione e' necessario praticare su un piano una fenditura di dimensione paragonabile alla lunghezza d'onda dell'onda incidente. Su di uno schermo lontano la figura di diffrazione e' caratterizzata da un massimo centrale molto luminoso e con una larghezza doppia rispetto ai massimi secondari.

Interferometria

Più lunga è la [lunghezza d'onda](#) della radiazione in arrivo, più facile è misurare l'informazione della [fase](#). Per questa ragione, inizialmente l'interferometria a formazione di immagini (imaging) fu quasi esclusivamente data da [radiotelescopi](#) aventi una elevata lunghezza d'onda. Esempi di radio interferometri includono il [VLA](#) e il [MERLIN](#). Con l'aumento della velocità dei correlatori e il perfezionarsi delle tecnologie associate, la [lunghezza d'onda](#) della minima radiazione osservabile dall'interferometria è diminuita. Ci sono diversi [interferometri](#) che gestiscono [lunghezze d'onda](#) al di sotto del millimetro, di cui il più grande, l'[Atacama Large Millimeter Array](#).

L'interferometria fa uso del [principio di sovrapposizione](#), per il quale l'onda risultante dalla combinazione di onde separate ha proprietà legate a quelle dello stato originale delle onde.

Il Potere risolutore

Approssimativamente possiamo dire che un'onda elettromagnetica permette di vedere i dettagli di un oggetto di dimensione D, se questo è diverse volte più grande della lunghezza d'onda della radiazione incidente. Se le dimensioni dell'oggetto e quelle dell'onda usata per illuminarlo, sono paragonabili, si manifestano fenomeni di diffrazione che ostacolano, se non impediscono di capire come è fatto l'oggetto. Nel caso della luce visibile che viaggia in aria o nel vuoto, la lunghezza d'onda varia da 480 a 780 [nm], per cui riusciamo tranquillamente a vedere oggetti molto piccoli con un'ottima risoluzione. Infatti con i migliori microscopi ottici si percepiscono anche dimensioni inferiori al micron, le dimensioni dei virus. Nel caso delle onde radio la lunghezza d'onda varia da 1 [mm] a 10 [km], per cui la risoluzione è minore e di conseguenza risulta possibile osservare con maggiore dettaglio l'oggetto. In realtà la risoluzione dipende anche dal diametro dell'obiettivo che usiamo per ricevere l'onda usata per analizzare (emessa o riflessa) l'oggetto. Nel caso delle onde radio dipende dalla dimensione dell'antenna. La formula per ricavare la risoluzione angolare in radianti è questa:

$$R [\text{rad}] = \lambda / \emptyset$$

dove R è la minima distanza angolare distinguibile tra due particolari di un oggetto, λ (lambda) è la lunghezza d'onda e \emptyset è il diametro della parabola o dell'ottica. Con lambda molto grandi, come nel caso delle onde radio, servono \emptyset grandi per avere R sufficientemente e realisticamente piccoli.

Nel caso dell'interferometro, \emptyset è la distanza tra le antenne che lo compongono.