

Facoltà di Scienze Matematiche Fisiche e Naturali

Corso di Laurea in Astronomia
Dipartimento di Astronomia

Istituto di Radioastronomia - CNR

SRT - Il Radiotelescopio della Sardegna

Particolarità innovative, previsione delle prestazioni e
suo utilizzo nei campi della ricerca avanzata in
astronomia

Tesi di laurea
di :
ELENA CENACCHI

Relatore
Chiar.mo Prof. Daniele Dallacasa

Co-relatore
Dott. Ing. Alessandro Orfei

Questa tesi è stata svolta nell'ambito delle attività di ricerca
dell'Istituto di Radioastronomia del CNR (Bologna)

*A Marina
A suo padre
A mio padre*

*Niente è così utile come la critica aperta e libera,
e lo studioso della scienza
realmente serio e disinteressato
sempre la riceve con piacere.*

(O. Heaviside 1850-1925)

Indice

INTRODUZIONE.....	1
1 - CENNI SULLE ANTENNE	
1.1 L'antenna radioastronomica	3
1.2 Parametri descrittivi.....	5
1.3 I ricevitori.....	8
1.4 Fonti di degradazione del segnale.....	11
1.4.1 <i>Dallo spazio all'antenna</i>	11
1.4.2 <i>Le riflessioni nell'antenna</i>	11
1.4.3 <i>Il feed</i>	13
1.4.4 <i>Il ricevitore</i>	15
1.5 Sensibilità dello strumento.....	15
1.6 Tecniche di osservazione	15
2 - DESCRIZIONE TECNICA DI SRT	
2.1 Requisiti di sistema.....	17
2.2 Struttura dell'antenna	18
2.3 Ottiche e fuochi disponibili	23
2.4 Controllo e miglioramento delle prestazioni	26
2.5 Guadagno ed efficienza dell'antenna.....	29
2.6 L'apparato ricevente.....	33
2.7 Riepilogo delle caratteristiche tecniche	40
3 - ANALISI AMBIENTALE DEL SITO	
3.1 Le interferenze	41
3.2 L'assorbimento atmosferico	42
3.3 Condizioni di osservabilità.....	45
4 - PRESTAZIONI E CONFRONTO CON ALTRI STRUMENTI	
4.1 Prestazioni previste di SRT	47
4.2 Prestazioni di GBT	48
4.3 Prestazioni del VLA	49
4.4 Prestazioni dell' EVLA Phase 1.....	50
4.5 Prestazioni dell' Effelsberg RT.....	51
4.6 Confronto tra i 5 strumenti.....	52
4.7 Stabilità delle efficienze	54
5 - SRT E LE RETI VLBI	
5.1 VLBI italiana.....	57
5.2 Rete MERLIN	60
5.3 SRT in EVN.....	61
5.4 Rete VLBA	63
6 - OBIETTIVI SCIENTIFICI	
6.1 Stelle AGB.....	65
6.1.1 <i>Applicazioni e requisiti tecnici</i>	69
6.2 Mezzo interstellare (ISM)	71
6.2.1 <i>I grani</i>	72
6.2.2 <i>Il gas</i>	73
6.2.3 <i>Chimica del mezzo interstellare</i>	74
6.2.4 <i>Applicazioni e requisiti tecnici</i>	77
6.3 Pulsars	78
6.3.1 <i>Applicazioni e requisiti tecnici</i>	80

6.4 Megamaser (sorgenti extragalattiche).....	80
6.4.1 AGN e QUASAR.....	81
6.4.2 Classificazione fenomenologica degli AGN	82
6.4.3 Produzione di energia in una galassia attiva	84
6.4.4 Processi maser	86
6.4.5 Applicazioni e requisiti tecnici	87
6.5 ISM nelle galassie attive.....	89
6.5.1 Applicazioni e requisiti tecnici	89
6.6 Polarimetria	90
6.6.1 Rotazione di Faraday	90
6.6.2 Origine dello spettro delle galassie GPS.....	91
6.6.3 Applicazioni e requisiti tecnici	93
6.7 Riepilogo dei requisiti per le varie osservazioni	93
CONCLUSIONI	95
BIBLIOGRAFIA	97
RINGRAZIAMENTI	101

Introduzione

All'inizio degli anni '90 è nato, all'interno dell'Istituto di Radioastronomia di Bologna, l'ambizioso progetto che prevede la costruzione del terzo radiotelescopio italiano, uno strumento di moderna concezione che oltre ad avvalersi di uno specchio dalle dimensioni molto maggiori dei due precedenti (64 metri di diametro, contro i 32 delle antenne già esistenti), sfrutti al massimo tutti i risultati della ricerca tecnologica moderna arrivando a osservare fino alla frequenza di 100 GHz e imponendosi quindi come strumento di punta a livello mondiale.

Dopo alcuni anni di ricerche è stato scelto come miglior sito per la costruzione del radiotelescopio il comune di San Basilio, in Sardegna. Nel 1999 il progetto ha ottenuto i finanziamenti e vede come coordinatori il CNR (Consiglio Nazionale delle Ricerche), che nel 2005 verrà sostituito dall'INAF (Istituto Nazionale di Astrofisica) in quanto l'IRA ne verrà a far parte, e l'Osservatorio di Cagliari. Il progetto è finanziato principalmente dal MURST (Ministero dell'Università e della Ricerca Scientifica e Tecnologica) e dalla Regione Sardegna.

Il nuovo radiotelescopio, denominato Sardinia Radio Telescope (SRT), verrà utilizzato nella ricerca astronomica, geodinamica e spaziale, sia come antenna singola che come parte di una rete VLBI italiana (assieme alle antenne di Medicina e Noto), europea e mondiale.

Lo scopo di questa tesi è quello di calcolare le prestazioni di SRT in ambito astronomico, valutarne l'effettiva competitività a livello internazionale e studiarne le prime applicazioni nel campo della ricerca.

Sono stati raccolti gran parte degli studi di progetto fatti finora e se ne sono dedotte le prestazioni previste da un punto di vista meccanico/ingegneristico, quindi sono stati applicati i modelli teorici per quantificare la sensibilità dello strumento associandoli agli studi fatti sulle condizioni atmosferiche per prevedere la risposta di SRT nella situazione effettiva nella quale lavorerà.

Questo lavoro è stato fondamentale per raggiungere dei valori numerici attendibili che permettessero di studiare le applicazioni di SRT in diversi campi della ricerca astrofisica.

Nell'ottica di un inserimento in un dialogo aperto tra risorse tecnologiche e obiettivi scientifici, sono stati selezionati alcuni ambiti della ricerca astronomica e, partendo dai parametri calcolati, sono stati dedotti i risultati che si potranno ragionevolmente ottenere con SRT.

Oltre a uno studio sulle prestazioni di SRT come antenna singola, sono anche state calcolate le prestazioni della prima rete VLBI italiana e si è valutato l'impatto che avrà lo strumento sulla rete europea EVN, che trarrà notevoli vantaggi dall'utilizzo di un'ulteriore antenna in grado di osservare fino a 100 GHz.

La Tesi è organizzata nel modo seguente :

Capitolo 1 : riassume il funzionamento generale di un'antenna radioastronomica e definisce alcuni parametri fondamentali.

Capitolo 2 : descrive SRT sia da un punto di vista meccanico che dal punto di vista dei sistemi elettronici (ricevitori) che lo correderanno.

Capitolo 3 : raccoglie gli studi condotti sul sito che ospiterà SRT (fondamentali per valutare le prestazioni effettive dello strumento).

Capitolo 4 : raccoglie i risultati dei capitoli precedenti e li riunisce nella valutazione della sensibilità prevista confrontata poi con le sensibilità dichiarate dai maggiori radiotelescopi attualmente attivi a livello mondiale.

Capitolo 5 : contiene un primo studio sulle prestazioni della rete VLBI italiana e, anche in questo caso, un confronto con le due principali reti VLBI attualmente attive.

Capitolo 6 : descrive alcune delle principali applicazioni di SRT e della VLBI italiana, quantifica i tempi di osservazione e i requisiti tecnologici minimi per ottenere prestazioni competitive.

1. CENNI SULLE ANTENNE

La corretta progettazione di un'antenna deve tener conto di una notevole quantità di aspetti concernenti la natura del segnale radioastronomico.

Tali aspetti verranno di seguito brevemente descritti assieme alle principali caratteristiche tecniche di un radiotelescopio.

1.1 L'ANTENNA RADIOASTRONOMICA

I segnali radio utilizzati nelle telecomunicazioni sono generalmente modulati, ovvero subiscono una variazione (in ampiezza o in frequenza) nel tempo che segue esattamente la variazione di un segnale audio/video proveniente dall'emittente, inoltre sono emessi ad una ben determinata frequenza e in una banda molto stretta.

Il segnale radioastronomico non presenta invece alcuna modulazione, è generalmente emesso in virtù delle caratteristiche fisiche della sorgente e si manifesta come un segnale incoerente a spettro continuo irradiato contemporaneamente su tutte le frequenze, ovvero come un rumore. Fanno eccezione le forti emissioni legate a processi maser, che sono limitate in bande strette di frequenza ben precisa e le emissioni (o gli assorbimenti) dovute a transizioni molecolari o atomiche in nubi di materia diffusa, che generano righe spettrali analoghe a quelle di un comune spettro ottico.

L'antenna è in generale costituita da una superficie metallica che ha la funzione di raccogliere il segnale e di convogliarlo all'apparato ricevente (si può dimostrare che i metalli, in genere, sono ottimi materiali riflettenti per le onde radio). La forma più comune è quella del paraboloide di rivoluzione, completamente orientabile, che concentra la radiazione elettromagnetica incidente nel suo fuoco (v. fig. 1.1).

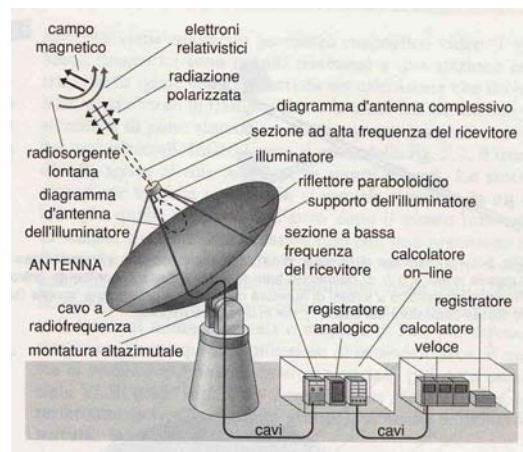


Figura 1.1 : Antenna radioastronomica

Come nell'astronomia ottica anche in radioastronomia si sfruttano combinazioni di più specchi per ottenere una maggior distanza focale in uno spazio più compatto e più posizioni nelle quali allocare gli apparati di ricezione, in questo caso il primo specchio raggiunto dalla radiazione è definito primario (o riflettore) mentre il secondo, più piccolo e posto presso il fuoco del primario, è definito secondario (o sub-riflettore).

Le configurazioni più utilizzate sono la Cassegrain (primario parabolico e secondario iperbolico) e la Gregoriana (primario parabolico e secondario ellittico) e sono illustrate in figg. 1.2.a, b.

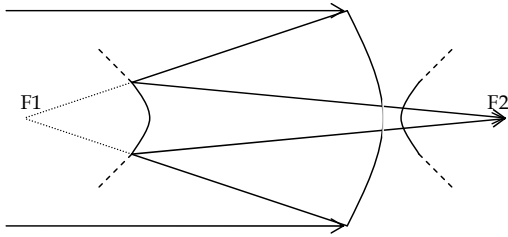


Fig. 1.2.a : Combinazione Cassegrain (fuoco primario dietro allo specchio iperbolico)

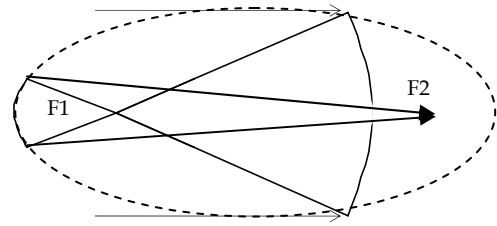


Fig. 1.2.b : Combinazione Gregoriana (fuoco primario davanti allo specchio ellittico)

In radioastronomia non si può utilizzare l'ottica geometrica poiché la lunghezza d'onda osservata non è abbastanza piccola rispetto al diametro dell'antenna. Secondo l'ottica ondulatoria dunque, da un'immagine puntiforme si ottiene una figura di diffrazione costituita da un disco centrale circondato da una serie di anelli (disco di Airy), la cui dimensione caratteristica entro il diametro interno del primo anello è la seguente :

$$r = \frac{1,22\lambda}{D} \text{ [rad]}$$

D = diametro dello specchio primario

λ = lunghezza d'onda osservata

Il raggio del disco costituisce il limite del potere risolutivo raggiungibile : due sorgenti di separazione angolare minore di r non saranno distinguibili e appariranno sovrapposte. In questo senso è la dimensione dello specchio primario a determinare il potere risolutivo dello strumento.

In generale alle lunghezze d'onda radio il potere risolutivo di una singola antenna (single dish) è molto basso anche in caso di onde centimetriche (cui corrispondono alcuni minuti d'arco, contro dimensioni caratteristiche assai inferiori in caso di radiosorgenti), da cui la necessità di ricorrere a una tecnica, chiamata interferometria a sintesi di apertura, basata sull'interconnessione di più antenne operanti simultaneamente. L'insieme delle antenne è definito radiointerferometro.

Con riferimento alla figura 1.3 il modello più semplice di radiointerferometro è costituito da due antenne, poste a una distanza D , detta linea di base, e connesse ad un apparato che ne elabora i segnali (correlatore).

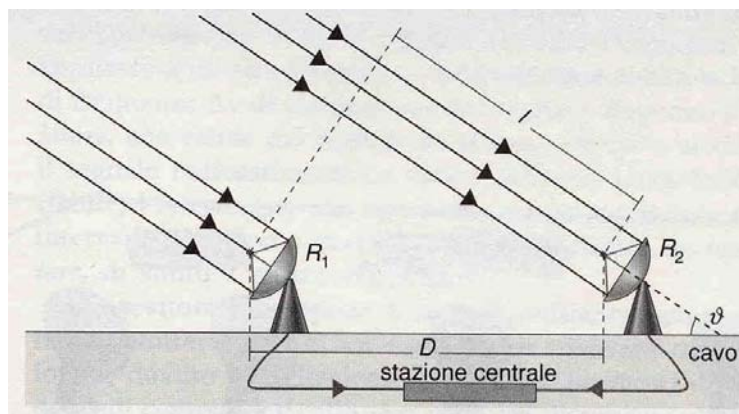


Fig. 1.3 : Radiointerferometro a due antenne

Il fronte d'onda emesso da una radiosorgente percorre una lunghezza diversa per raggiungere le due antenne e la differenza di cammino vale :

$$l = D \cos \vartheta$$

D = distanza tra le antenne

ϑ = angolo di elevazione della radiosorgente

Il ritardo con cui il fronte raggiunge R2 rispetto a R1 è dato da :

$$\tau = \frac{l}{c}$$

c = velocità della luce

Quando l è un multiplo intero della lunghezza d'onda della radiazione incidente i segnali ricevuti dalle due antenne sono in fase (interferenza costruttiva), quando è un multiplo dispari sono in controfase (interferenza distruttiva). Con la rotazione terrestre ϑ varia continuamente e il risultato della somma dei segnali è costituito da una serie di massimi e di minimi, ovvero l'equivalente delle frange di interferenza che si ottengono in ottica.

Nell'interferometria radio è quasi sempre utilizzabile l'approssimazione di Fraunhofer :

$$R \gg \frac{D^2}{\lambda}$$

R = distanza dall'oggetto che si vuole osservare.

In questa approssimazione è possibile, attraverso una trasformata di Fourier, ricostruire la distribuzione di brillantezza del cielo osservato a partire da ampiezza e fase delle frange.

Il potere risolutivo di un radiointerferometro è lo stesso che si avrebbe con una singola antenna avente diametro pari alla lunghezza della linea di base.

In genere le antenne sono connesse tra loro via cavo o via ponte radio, e si estendono su distanze dell'ordine di centinaia di km, fornendo ottime risoluzioni angolari.

Per linee di base maggiori (Very Long Base Interferometry - VLBI) si utilizza la registrazione dei dati su supporto magnetico, che vengono poi correlati via software da un computer appositamente dedicato (chiamato per l'appunto "correlatore"). Per effettuare una corretta composizione dei dati è fondamentale avere la perfetta sincronizzazione temporale dei segnali ricevuti dalle singole antenne.

I segnali osservati in radioastronomia sono molto deboli e l'unità di misura del flusso incidente è il Jansky :

$$1\text{Jy} = 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{Hz} \cdot \text{m}^2}$$

1.2 PARAMETRI DESCRITTIVI

I parametri fondamentali per descrivere un'antenna e le sue prestazioni sono i seguenti :

Area geometrica dell'antenna : A_g

Solitamente si calcola l'area della proiezione su un piano del paraboloide di diametro D , ovvero semplicemente :

$$A_g = \pi \left(\frac{D}{2} \right)^2$$

Temperatura d'antenna equivalente : T_a

Temperatura a cui dovrebbe trovarsi una resistenza ipotetica per irradiare una potenza di rumore termico pari a quella ricevuta dall'antenna.

$$W_v = k_B T_a$$

$$1K \rightarrow 1,38 \cdot 10^{-23} J$$

W_v = potenza per unità di banda $\left[\frac{W}{Hz} \right]$

k_B = costante di Boltzmann

Poiché i flussi osservati sono sempre molto deboli, la temperatura equivalente offre una misura dell'energia emessa dalla sorgente espressa con numeri più maneggevoli.

Beam : $P(\vartheta, \varphi)$

E' anche detto "power pattern" ed è una misura della potenza ricevuta in funzione della distanza angolare dall'asse dello strumento.

Il beam descrive come l'antenna riceve potenza in funzione della direzione, ovvero ne descrive la risposta in ricezione. In analogia con l'astronomia ottica se la radiazione proviene da una sorgente puntiforme il beam rappresenta la PSF (Point Spread Function) dello strumento.

In generale il beam si esprime in coordinate polari e normalizzato al suo valore massimo :

$$P_n(\vartheta, \varphi) = \frac{P(\vartheta, \varphi)}{P_{\max}(\vartheta, \varphi)}$$

Per rappresentare il beam si utilizza il cosiddetto "diagramma d'antenna", un grafico 3-D che illustra la $P(\vartheta, \varphi)$. Nel caso (assai frequente) di simmetria rotazionale è sufficiente un grafico 2-D (v. figg. 1.4.a,b,c) passante per l'asse di simmetria.

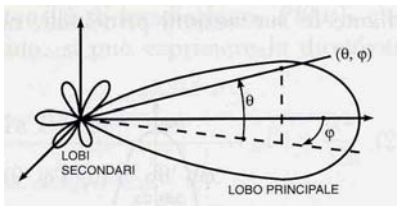


Fig. 1.4.a : Diagramma d'antenna 3-D in coordinate polari

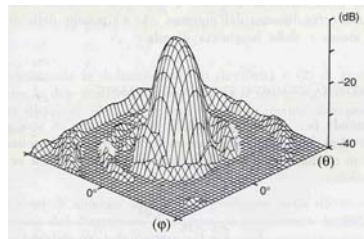


Fig. 1.4.b : Diagramma d'antenna 3-D in coordinate rettangolari

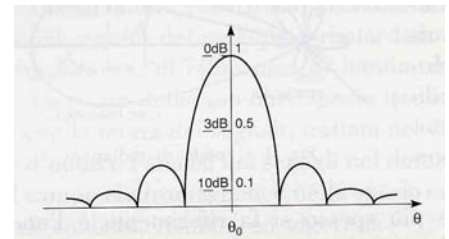


Fig. 1.4.c : Diagramma d'antenna 2-D normalizzato

I massimi del diagramma prendono il nome di "lobi" : generalmente si distingue un lobo principale (main lobe) seguito da dei lobi minori (lobi secondari, o posteriori).

Half Power Beam Width : HPBW

Angolo che sottende il livello di metà potenza del lobo principale (-3 dB). Costituisce una buona stima del potere risolutivo dell'antenna.

Beam Width First Nulls : BWFN

Larghezza angolare tra i primi due zeri del diagramma (è circa due volte maggiore della HPBW e più semplice da calcolare).

Angolo solido del diagramma : Ω_A

Integrale del beam esteso all'intera regione in cui esso è diverso da zero :

$$\Omega_A = \iint_{4\pi} P_n(\vartheta, \varphi) d\Omega$$

Per un'antenna isotropa, cioè che riceve allo stesso modo in ogni direzione :

$$P_n(\vartheta, \varphi) = 1 \text{ per ogni } \vartheta, \varphi \rightarrow \Omega_A = 4\pi$$

In prima approssimazione il flusso osservato dall'antenna vale :

$$S(\nu)_{oss} = \Omega_A S(\nu)_{em}$$

$S(\nu)_{em}$ = flusso emesso dalla radiosorgente

Direttività : Δ

Esprime la capacità dell'antenna di ricevere gran parte dell'energia da una direzione privilegiata.

$$\Delta = \frac{4\pi}{\Omega_A} \text{ sempre } \geq 1.$$

Per un antenna molto direttiva Ω_A è molto piccolo. Viene anche indicata come "Guadagno in direttività" oppure come "Guadagno rispetto all'isotropa"

Per un'antenna isotropa :

$$\Omega_A = 4\pi \rightarrow \Delta = 1$$

Angolo solido del lobo principale : Ω_M

Integrale del beam esteso al solo lobo principale.

$$\Omega_M = \iint_{m.l.} P_n(\vartheta, \varphi) d\Omega$$

Efficienza del lobo principale : η_M

Fornisce una stima di quanto il diagramma è concentrato nel lobo principale

$$\eta_M = \frac{\Omega_M}{\Omega_A}$$

Area efficace dell'antenna : A_e

Area reale di raccolta dell'antenna, al netto di tutte le perdite subite dal segnale in fase di raccolta e ricezione, ovvero misura globale della capacità di un'antenna di ricevere e riflettere la radiazione.

$$A_e = \frac{W_\nu}{mS(\nu)_{em}}$$

m = fattore numerico che dipende dalla polarizzazione della radiazione incidente ($m=0.5$ se la radiazione incidente è non polarizzata, $m=1$ se l'antenna riceve tutte le componenti di polarizzazione dell'onda incidente).

In generale l'area efficace dipende dalla direzione di puntamento :

$$A_e(\vartheta, \varphi) = A_e P_n(\vartheta, \varphi).$$

Vale la seguente :

$$A_e \Omega_A = \lambda^2$$

Efficienza dell'apertura : η_A

Misura del discostamento dal caso ideale, nel quale l'assenza di perdite del segnale comporterebbe un'area efficace pari all'area geometrica dell'antenna.

$$\eta_A = \frac{A_e}{A_g} \quad \text{sempre } \leq 1$$

Con le opportune sostituzioni si ottengono le seguenti :

$$T_a = \frac{mA_e S(\nu)_{em}}{k_B} \rightarrow S(\nu)_{em} = \frac{k_B T_a}{m\eta_A A_g}$$

Guadagno dell'antenna : G

E' un'altra misura della capacità dell'antenna di raccogliere flusso.

$$G = 10^{-26} \frac{m\eta_A A_g}{k_B} \rightarrow \left[\frac{K}{Jy} \right]$$

$$S(\nu) = \frac{T_a}{G} \rightarrow T_a = GS(\nu)$$

A parità di flusso emesso, se si dispone di un alto guadagno si ottiene un'elevata temperatura d'antenna e dunque un'elevata potenza ricevuta, pertanto è più facile rivelare il segnale.

1.3 I RICEVITORI

Per raggiungere l'apparato ricevente ed essere analizzata, la radiazione, che fino al fuoco dell'antenna viaggia nello spazio libero, deve essere incanalata in una guida. A questo scopo vengono realizzati i feeds, strutture metalliche, in genere a forma di piramide o cono (trombe, horns, v. fig. 1.5), nelle quali convergono tutte le onde raccolte dagli specchi. All'interno del feed sono presenti solitamente delle scanalature (corrugazioni) che realizzano la corretta distribuzione in fase e ampiezza della radiazione raccolta. In analogia con le antenne in trasmissione si usa dire che il feed "illumina" il riflettore.

Qualitativamente le dimensioni dell'apertura del feed sono inversamente proporzionali all'angolo che devono sottendere e direttamente proporzionali alla lunghezza d'onda osservata.

D'altro canto i feeds posizionati in fuoco secondario (focale lunga e angolo di vista stretto) hanno una dimensione limite oltre la quale finirebbero con l'illuminare aree al di fuori dello specchio secondario (che a sua volta dovrà avere dimensioni ridotte, per non ostruire eccessivamente lo specchio primario).

Un compromesso è ottenuto posizionando in fuoco primario i feeds destinati alle basse frequenze ($\lambda \geq 10$ cm) e in fuoco secondario i feeds destinati alle alte frequenze (angolo di vista più stretto).

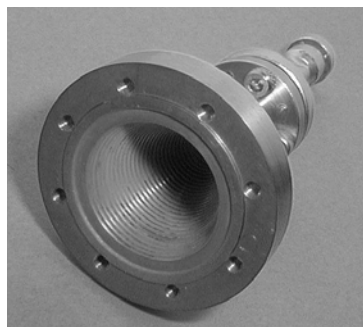


Fig. 1.5 : Horn corrugato per la ricezione di microonde

Una volta incanalato nella guida d'onda, il segnale raggiunge l'apparato ricevente, spesso attraverso un accoppiatore direzionale e un elemento in guida d'onda che separa le due polarizzazioni circolari, destra e sinistra.

I ricevitori utilizzati in radioastronomia sono in maggioranza di tipo supereterodina, termine col quale, in questo contesto, si identificano tutti i ricevitori che convertono il segnale in ingresso (RF) in un nuovo segnale (IF) che mantenga la medesima informazione ma frequenza inferiore.

La conversione si ottiene da un'opportuna combinazione del segnale RF con un segnale generato localmente ed è necessaria per ridurre le perdite durante la trasmissione (proporzionali alla radice della frequenza del segnale) e per facilitare l'elaborazione, difficilmente attuabile alle lunghezze d'onda centimetriche e millimetriche.

All'interno dello stesso ricevitore si possono effettuare più procedimenti di conversione (downconversion) in cascata.

L'elettronica necessaria a ottenere la IF è detta front-end e cambia a seconda della frequenza di osservazione, la parte che invece effettua l'elaborazione del segnale è detta back-end, ed è la stessa per tutte le frequenze.

La struttura complessiva di un ricevitore si può sintetizzare nello schema in figura 1.6.

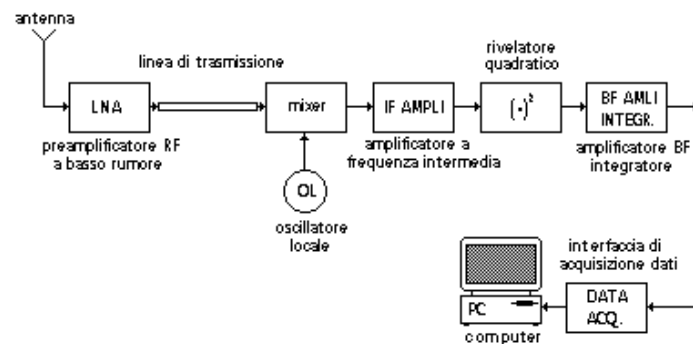


Figura 1.6 : Schema di un ricevitore supereterodina

Per frequenze fino a 100 GHz il primo stadio dell'apparato ricevente è costituito da un amplificatore (Low Noise Amplifier - LNA), tipicamente con guadagno di 25÷35 dB, in genere a semiconduttore (High Electron Mobility Transistor - HEMT). Il segnale radioastronomico è infatti per sua natura molto debole, tuttavia sopra ai 100 GHz i limiti tecnologici impediscono l'amplificazione diretta e occorre necessariamente amplificare il segnale dopo la conversione in frequenza

Lo stadio successivo è costituito dal mixer (primo stadio per frequenze > 100 GHz), un dispositivo nel quale convergono il segnale radio e un segnale monocromatico, molto più intenso del primo, generato da un oscillatore locale a una frequenza vicina a quella del segnale originale (per ottenere un'elevata stabilità di fase occorre un segnale di riferimento fornito dall'esterno e l'oscillatore è detto Phase Locked Loop Local Oscillator - PLL/LO).

E' attraverso la moltiplicazione dei due segnali (RF ed LO), all'interno del mixer, che si realizza la conversione in frequenza.

Quando due onde elettromagnetiche di diversa frequenza interagiscono all'interno del mixer il risultato non è la semplice sovrapposizione dei due segnali ma è un insieme di diverse combinazioni (dette "battimenti" in analogia con i fenomeni acustici) delle onde di partenza. Tra questi vi sono due segnali la cui frequenza è pari alla somma e alla differenza delle frequenze dei segnali in ingresso, hanno entrambi ampiezza linearmente dipendente dall'ampiezza del segnale RF e fase concorde (si dicono pertanto "armonici"), dunque rappresentano una buona stima del segnale originale e possono essere utilizzati per l'elaborazione.

$$v_{IF1} = v_{LO} + v_S$$

$$v_{IF2} = v_{LO} - v_S$$

v_{IF} = frequenza del segnale all'uscita del mixer

v_{LO} = frequenza del segnale generato dall'oscillatore locale

v_S = frequenza del segnale all'ingresso del ricevitore

Un filtro all'uscita del mixer seleziona l'armonica desiderata, e in questo caso il ricevitore è di tipo Single Side Band (SSB), più nel dettaglio si definisce Lower Side Band (LSB) qualora selezioni l'armonica "differenza" e Upper Side Band (USB) qualora selezioni l'armonica "somma".

Il filtro IF determina la banda di accettazione del segnale.

Effettuata la downconversion il segnale IF viene nuovamente amplificato (amplificatore IF) e inviato al rivelatore.

Poiché, come si è detto, il segnale radioastronomico si manifesta come una debole tensione rapidamente variabile in modo casuale, una semplice misura del suo valore medio nel tempo darebbe un risultato nullo. Un modo per ovviare a questo inconveniente è quello di utilizzare un dispositivo che non misuri semplicemente l'ampiezza del segnale ma che ne effettui in qualche modo il quadrato (Square Law Detector - SQLD).

Il segnale in uscita dal rivelatore (proporzionale al quadrato del segnale originale) viene poi inviato a un integratore, che ne effettua la media su un determinato intervallo di tempo al fine di ripulirlo dal rumore introdotto dall'elettronica.

Infine il risultato della catena di ricezione/rivelazione viene convertito in formato digitale e reso disponibile all'utente. In figura 1.7 le modifiche subite dal segnale RF attraverso i vari stadi di un ricevitore SSB.

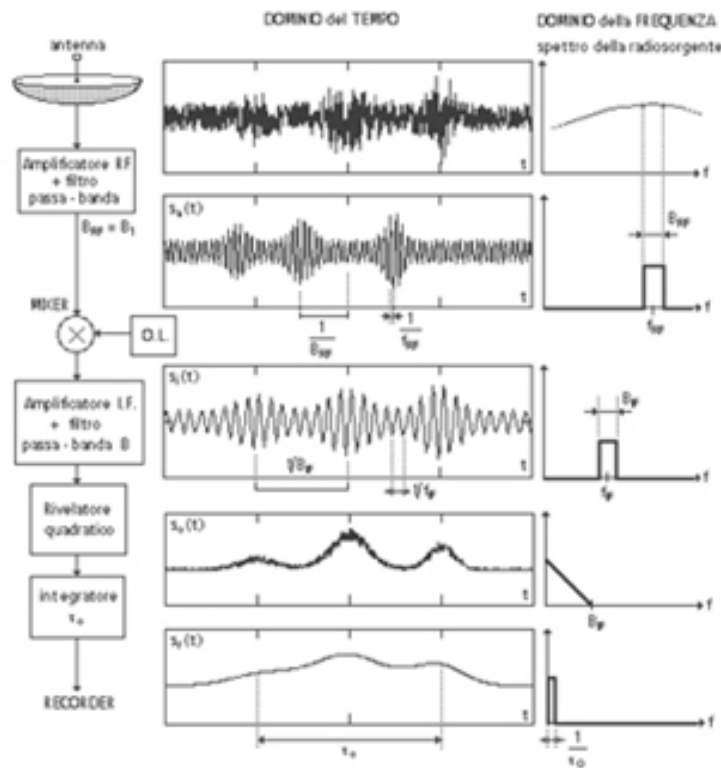


Figura 1.7 : Step fondamentali nella ricezione di un segnale radioastronomico

1.4 FONTI DI DEGRADAZIONE DEL SEGNALE

Il segnale, una volta penetrato nell'atmosfera, nel suo percorso verso il rivelatore incontra una serie di "ostacoli" che ne degradano la forma e che ne attenuano l'intensità.

Un'accurata progettazione di una stazione radioastronomica prevede uno studio approfondito di tutte le fonti di degrado del segnale al fine di ridurle il più possibile.

Di seguito un elenco sommario delle principali cause di degradazione.

1.4.1 Dallo spazio all'antenna

Il rumore prodotto da sorgenti estranee a quella osservata è la prima fonte di disturbo che va a influire sul segnale che si vuole rivelare ed è quantificato in termini di temperatura equivalente. Questa infatti è a carattere additivo e permette una rapida valutazione del rumore complessivo ricevuto dall'antenna.

Il rumore generato da sorgenti al di fuori del Sistema Solare viene designato come "rumore cosmico" mentre il rumore generato all'interno del Sistema Solare viene genericamente designato come "rumore solare".

La quantità di rumore cosmico e solare complessivo che si riceve nell'osservare una certa regione dello spazio dipende fortemente dalla direzione di puntamento e dalla direttività dell'antenna, in particolare aumenta in corrispondenza del piano galattico.

Nella migliore delle ipotesi (osservazioni in punti distanti dal piano galattico) questo rumore sarà limitato alla radiazione cosmica di fondo (temperatura di background T_{bg}), la cui temperatura equivalente assume un valore costante (≈ 2.7 K) a tutte le elevazioni.

Per quanto riguarda le sorgenti terrestri, bisogna considerare che nell'attraversare i vari strati dell'atmosfera il segnale radio può subire attenuazioni dovute ad assorbimenti molecolari, pioggia, scariche elettriche. In questo senso l'atmosfera può essere vista come sorgente di un rumore aggiuntivo e le si attribuisce una temperatura equivalente T_{atm} . Il comportamento dell'atmosfera come sorgente di rumore dipende dalla frequenza alla quale si vuole osservare, in particolare i contributi ionosferici (fascia che si estende dai 50 ai 200 km s.l.m) sono rilevanti per lunghezze d'onda metriche e decimetriche, mentre i contributi troposferici (fascia dagli 0 ai 10 km s.l.m) lo sono alle lunghezze d'onda centimetriche e millimetriche.

Le scariche elettriche producono altissimi valori della temperatura di rumore per frequenze tra i 3 e i 300 kHz e rapidamente decrescenti all'aumentare delle frequenze, i fenomeni idrometeorici invece contribuiscono fortemente all'aumento della temperatura per frequenze sopra ai 10 GHz.

Il terreno su cui appoggia l'antenna, a sua volta, emette della radiazione spuria, che può essere captata dall'antenna, ad esempio attraverso i lobi secondari (T_{ground})

Si può quindi fare una prima valutazione della temperatura totale del sistema, intesa come rumore complessivo raccolto dall'antenna :

$$T'_{sys} = T_a + T_{bg} + T_{atm} + T_{ground}$$

T_a = temperatura dell'antenna, che, come definito precedentemente, misura il contributo della sorgente (in genere trascurabile nel calcolo della temperatura di sistema).

Inoltre bisogna considerare che, nonostante le disposizioni legislative sull'assegnazione delle frequenze radio, possono avvenire interferenze con segnali artificiali per la radiocomunicazione.

1.4.2 Le riflessioni nell'antenna

La struttura dell'antenna, per quanto ben progettata, non realizzerà mai un cammino ottico perfetto. Le degradazioni del segnale che ne conseguono sono quantificabili in termini di perdita di efficienza.

Le perdite di efficienza sono a carattere moltiplicativo e si intendono nulle nell'ipotesi migliore corrispondente a $\eta = 1$.

Gli specchi, primario e secondario, non sono superfici perfettamente lisce, ma hanno una certa scabrosità superficiale che induce una deviazione nel percorso seguito dalla radiazione. Questo fa sì che le onde elettromagnetiche costituenti il flusso incidente non arrivino al feed perfettamente in fase e che parte della radiazione vada perduta per effetti di diffrazione.

L'errore di fase è stimabile con la seguente relazione :

$$\varepsilon = \frac{4\pi\delta}{\lambda} \text{ [rad]}$$

δ = entità della deviazione dalla forma geometrica ideale

Oltre alla scabrosità superficiale, che dipende dalla tecnica di lavorazione dei pannelli costituenti gli specchi, occorre considerare le deflessioni strutturali causate da gradienti termici, pressione del vento, forza gravitazionale che concorrono a disallineare i pannelli e a modificare la geometria ideale del sistema.

In genere si assume come errore di fase massimo accettabile $\varepsilon \approx 36^\circ = 0,63 \text{ rad}$ da cui si deduce un massimo errore superficiale tollerabile pari a :

$$\delta_{\max} \approx \frac{\lambda}{20}$$

Per poter osservare alle alte frequenze è necessario disporre di un'elevata accuratezza superficiale.

Per valutare quanto l'insieme di queste cause influisca sull'efficienza dell'antenna si suppone che l'errore di fase conseguente segua una distribuzione gaussiana (analisi di Ruze) :

$$\eta_{\text{Surface}} \approx e^{-\left(\frac{4\pi\delta}{\lambda}\right)^2}$$

η_{Surface} = perdita legata alle deviazioni dalla superficie ideale.

La strumentazione posta nel fuoco primario, o, nelle combinazioni ottiche, la presenza dello specchio secondario, riducono l'area di raccolta della radiazione, in quanto rappresentano un'ostruzione dello specchio primario. Le strutture di sostegno (ad esempio le travi che sorreggono lo specchio secondario) inoltre inducono una diffrazione della radiazione elettromagnetica

In generale poi la presenza di un'ostruzione sullo specchio primario aumenta i lobi secondari dell'antenna, a spese della direttività.

La perdita che ne deriva è quantificabile con la seguente :

$$\eta_{\text{Blockage}} \approx \left[1 - \frac{A_{\text{ostruita}}}{A_{\text{totale}}} \right]^2$$

η_{Blockage} = perdita legata a un'ostruzione centrale

A_{ostruita} = area dell'ostruzione

A_{totale} = area dello specchio

In corrispondenza dei bordi degli specchi parte della radiazione va perduta per diffrazione, si definisce pertanto un fattore denominato $\eta_{\text{Diffraction}}$.

Un'antenna a simmetria circolare, come il paraboloide, è in grado di ricevere tutte le componenti di polarizzazione della radiazione incidente. Geometrie diverse possono portare a comportamenti differenti e a fare sì che un'antenna privilegi una componente piuttosto che un'altra (ad esempio ci sono antenne radioastronomiche che ricevono solo la radiazione polarizzata orizzontalmente, oppure solo quella polarizzata verticalmente). Il comportamento intrinseco dell'antenna rispetto alla polarizzazione incidente è

descritto dal parametro $\eta_{CrossPol}$ (=1 se l'antenna riceve tutte le polarizzazioni, =0.5 se ne riceve solo una componente).

1.4.3 Il feed

Il feed che raccoglie la radiazione per inviarla all'apparato ricevente è a sua volta una piccola antenna, caratterizzata da un diagramma di ricezione (beam), che va accoppiato opportunamente alla superficie dello specchio riflettente (illuminazione).

Per quanto concerne l'efficienza del sistema la condizione migliore si avrebbe qualora il feed ricevesse il segnale con pari intensità da tutti i punti del paraboloide (illuminazione uniforme). Di fatto questa soluzione comporterebbe un particolare andamento del diagramma di radiazione difficilmente realizzabile e inoltre causerebbe un aumento indesiderato dei lobi secondari, dunque non viene mai adottata.

Ogni feed è quindi caratterizzato da una "efficienza di illuminazione" $\eta_{Illumination}$.

Oltre a realizzare un certo tipo di illuminazione (di solito descritto da una funzione più o meno complessa che fornisce la distribuzione di apertura in funzione della distanza dal centro dello specchio), il feed ideale dovrebbe illuminare solo ed esclusivamente il riflettore. In realtà anche questa condizione è difficilmente raggiungibile e nasce un certo grado di "spillover", cioè di illuminazione al di fuori dai bordi dello specchio, che fa sì che non tutta l'illuminazione del feed sia irradiata sullo specchio (con conseguente calo dell'efficienza complessiva) e che il feed raccolga una certa quantità di radiazione spuria proveniente dall'esterno (da cui un aumento della temperatura di rumore). La perdita relativa è definita dal parametro $\eta_{Spillover}$.

Come si può intuire dalla figura 1.8, per eliminare del tutto lo spillover occorrerebbe un diagramma di radiazione molto affusolato, a spese dell'efficienza di illuminazione. D'altro canto un'illuminazione il più possibile uniforme porterebbe a un livello di spillover inaccettabile (da cui l'innalzamento dei lobi secondari citato in precedenza).

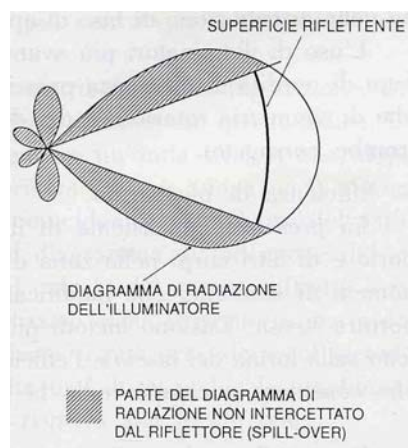


Fig. 1.8 : Spillover

La soluzione più adottata è quella di utilizzare beam dal profilo (proiettato) approssimativamente gaussiano, sui quali viene definita a priori una determinata attenuazione del segnale ai bordi (livello di "taper") rispetto al segnale proveniente dal centro, al fine di ottenere un buon compromesso tra i due parametri (v. figg. 1.9.a,b).

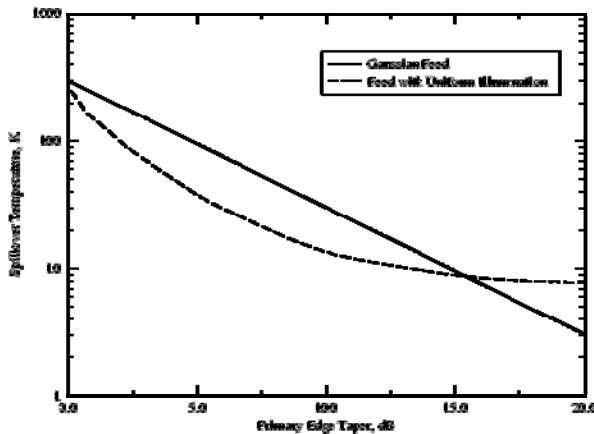


Fig. 1.9.a : Esempio di andamento dello spillover (T equivalente) in funzione del livello di taper.

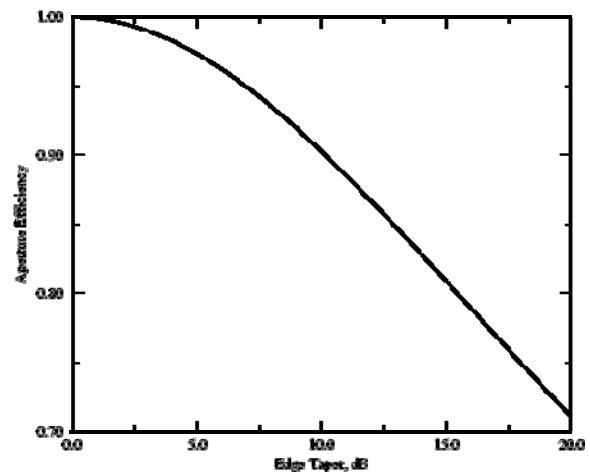


Fig. 1.9.b : Andamento dell'efficienza di apertura in funzione del livello di taper (feed gaussiano).

Per migliorare l'accoppiamento beam/radiazione riflessa è anche possibile agire sulla geometria dell'antenna. Deformando opportunamente gli specchi ("shaped system") è possibile concentrare maggiormente il fascio incidente nei feeds aumentando l'efficienza dell'apertura.

In genere le deformazioni introdotte ad hoc riguardano sia lo specchio primario che il secondario, che dunque non seguiranno più rigorosamente le curve geometriche di partenza (parabole, iperboli, ecc...).

Oltre alle deformazioni strutturali ci possono essere altre cause che inducono uno sfasamento delle onde riflesse, ad esempio uno specchio primario "shaped" non soddisfa le proprietà geometriche di un paraboloide perfetto e qualora si osservi in fuoco primario occorrerà considerare la differenza di fase delle onde incidenti, oppure è possibile che il feed stesso introduca un errore di fase durante la ricezione.

La perdita di efficienza che ne consegue è quantificata dal fattore di perdita η_{Phase} , che in genere dipende dalla frequenza che si vuole osservare.

Nel suo percorso all'interno del feed il segnale è soggetto a due principali cause di attenuazione descritte dai seguenti parametri :

- . η_{Loss} : attenuazione complessiva subita prima dello stadio LNA.
- . $\eta_{ReturnLoss}$: perdita per riflessione nel sistema feed.

Qualora si desideri effettuare delle misure polarimetriche, occorre considerare che l'elemento in guida d'onda che separa le polarizzazioni non effettuerà mai una perfetta suddivisione nei due canali, in generale infatti il canale sul quale si misura una componente di polarizzazione (ad esempio circolare destra) conterrà anche una piccola percentuale relativa alla polarizzazione opposta (cioè circolare sinistra).

La misura complessiva sul singolo canale dunque non è mai composta esclusivamente dalla componente di polarizzazione che si vuole osservare, ma contiene anche piccole percentuali della seconda componente.

Questo "difetto di misura" è quantificato dai cosiddetti "termini di contaminazione" (o D-terms), che idealmente dovrebbero essere nulli.

Valori tipici si aggirano attorno a un 10% (D-terms= 0.1), valori tecnicamente molto buoni sono dell'ordine dell' 1%.

1.4.4 Il ricevitore

Le apparecchiature elettriche generano per loro natura un certo grado di rumore, in particolare in un ricevitore supereterodina il primo stadio amplificatore (LNA) influenza fortemente la temperatura complessiva del ricevitore T_{ric} .

Il contributo di questi fattori è legato alla frequenza di osservazione.

Un modo per ridurre il rumore termico è quello di raffreddare il più possibile i vari stadi utilizzando appositi criostati e raggiungendo temperature di lavoro comprese tra i 4 K e i 20 K.

1.5 SENSIBILITA' DELLO STRUMENTO

Quantificati in qualche modo tutti i parametri che degradano il segnale, è possibile calcolare la sensibilità del sistema ricevente, ovvero il flusso minimo rivelabile.

Note infatti l'efficienza dell'apertura : $\eta_A = \eta_{Surf} \cdot \eta_{Diffr} \cdot \eta_{Phase} \cdot \dots$ è possibile calcolare il guadagno dell'antenna.

E componendo le temperature del sistema : $T_{sys} = T'_{sys} + T_{ric} = T_a + T_{bg} + T_{sky} + T_{ground} + T_{ric}$

si può stimare la sensibilità con la seguente :

$$\Delta S = \frac{\alpha T_{sys}}{G \sqrt{\Delta \nu \Delta \tau}} = \frac{10^{26} \alpha T_{sys} k_B}{m \eta_A A_g \sqrt{\Delta \nu \Delta \tau}} \quad [Jy]$$

α = costante di sensibilità del ricevitore (=1 in questa trattazione)

$\Delta \nu$ = larghezza di banda IF a disposizione

$\Delta \tau$ = tempo totale di osservazione

In genere, con un dato strumento, si progettano osservazioni di radiosorgenti caratterizzate da un flusso $S_0 > 5 \cdot \Delta S$.

1.6 TECNICHE DI OSSERVAZIONE

In analogia con l'astronomia ottica le osservazioni radioastronomiche sono di due tipi :

- Spettroscopiche (in questo caso la banda osservata viene opportunamente suddivisa in un determinato numero di bande molto strette nelle quali cadono le righe di emissione/assorbimento)
- Nel continuo (l'informazione contenuta nella banda osservata viene mantenuta nella sua interezza)

Durante ciascuna di queste osservazioni è possibile, a seconda delle potenzialità dello strumento utilizzato, ricorrere ad alcune tecniche che consentono di ripulire il segnale dal rumore indesiderato descritto nei capitoli precedenti.

Le tecniche di osservazione più utilizzate sono le seguenti :

- **Position Switching** : questa tecnica richiede l'identificazione di una zona del cielo libera da emissioni e angolarmente vicina (alcuni arcmin) alla sorgente. Durante l'osservazione l'antenna viene spostata in modo da puntare alternativamente la sorgente e l'area libera (zona "on" e zona "off"), in genere lo spostamento avviene in azimuth, in modo da avere la medesima massa d'aria e, complessivamente, il tempo di osservazione "on" deve essere il medesimo delle osservazioni "off". Tramite la differenza dei due valori è possibile ripulire il campo di vista dal contributo di cielo, terreno e ricevitore.
Si utilizzano solitamente due zone "off", disposte simmetricamente rispetto alla sorgente

- **Beam Switching** : concettualmente è una tecnica analoga alla precedente, ma l'immagine "off" è ottenuta mantenendo fermo lo specchio primario e spostando il secondario, dunque i tempi di spostamento sono notevolmente minori.
E' possibile combinare questa tecnica con la precedente (Beam Switching Plus Position Switching - BPS).
- **Frequency Switching** : questa tecnica non richiede lo spostamento dell'antenna ed è utilizzata in spettroscopia. Lo spettro "off" è ottenuto spostando leggermente la frequenza di osservazione (ad esempio agendo sull'oscillatore locale) . Il risultato che si ottiene componendo i due spettri è solitamente di qualità inferiore a quello che si otterrebbe con le tecniche precedenti, e richiede ulteriori interventi di miglioramento.

Quando si ricorre a queste tecniche (genericamente denominate "on-off") la formula della sensibilità totale si modifica come segue :

$$\Delta S = \frac{\sqrt{2}\alpha T_{sys}}{G\sqrt{\Delta\nu\Delta\tau}}$$

In generale inoltre tutte le tecniche "on-off" incidono fortemente sul tempo di osservazione, in quanto il tempo di esposizione in zona "off" deve essere almeno uguale al tempo utilizzato in zona "on" . In più occorre considerare, nel caso di position switching, anche il tempo di assestamento d'antenna, normalmente dell'ordine di 4-5 sec., spesso questo valore è anche l'ordine di grandezza del tempo di integrazione, quindi di fatto, in questo caso, il tempo di osservazione complessivo viene circa triplicato dalla semplice durata "on".

2. DESCRIZIONE TECNICA DI SRT

2.1 REQUISITI DI SISTEMA

Il Sardinia Radio Telescope (SRT) è un radiotelescopio di 64 metri di diametro, con montatura alt-azimutale, in fase di costruzione in Sardegna presso la località "San Basilio" (fraz. Pranu Sanguni 39°29'50"N 09°14'40"E) a 623 metri s.l.m.

Assieme alle antenne di Effelsberg (diametro 100 metri) e di Jodrell Bank (Lovell Telescope, diametro 72 metri) sarà una delle antenne radioastronomiche più grandi d'Europa ed è progettata per offrire la copertura completa dell'intervallo di frequenze 0.3÷100 GHz.

SRT dovrà essere in grado di osservare fino a 22 GHz nella sua configurazione di base e fino a 100 GHz implementando apposite tecniche di miglioramento del sistema (tecniche attive e metrologia), che rendono all'avanguardia lo strumento. In generale comunque le tecniche attive saranno disponibili sin dalla messa in funzione di SRT e dunque eventualmente utilizzabili anche alle basse frequenze.

In fase di progetto sono stati definiti i requisiti minimi cui deve sottostare la struttura dell'antenna per il funzionamento del sistema in varie condizioni meteorologiche (Vertex, 2000).

Si distinguono tre situazioni tipo descritte dai seguenti parametri (v. tabella 1).

	PRECISIONE	NORMALE	ESTREMO
Vento medio	3.15 m/s	8.4 m/s	16.8 m/s
Vento massimo	4.2 m/s	11.2 m/s	22.4 m/s
Sole	Assente	Sereno	Sereno
Precipitazioni	Assente	Assenti	< 10 mm/h
Temperatura dell'aria	-10°C ÷ +30°C	-10°C ÷ +40°C	-15°C ÷ +50°C
Gradiente termico	< 3°C	< 10°C	Qualunque
Umidità	< 85%	< 90%	< 100%

Tabella 1 : Parametri meteorologici

Poiché, come si vedrà in seguito, il raggiungimento delle alte frequenze richiede un alto grado di stabilità strutturale, non sarà possibile osservare a tali frequenze qualora la situazione meteo raggiunga i livelli estremi.

Si danno qui di seguito le specifiche originarie di progetto (Vertex, 2000).

SPECIFICHE FINO A 22 GHz (rms)			
	Precisione	Normale	Estremo
Errore intrinseco di puntamento	5'	5'	5'
Errore di puntamento da fattori esterni	7"	13"	36"
Accuratezza del servosistema di inseguimento	1"	2"	4"
Accuratezza superficiale pannelli primario	100 µm	100 µm	100 µm
Errore totale pannelli primario	150 µm	150 µm	250 µm
Errore totale specchio secondario	150 µm	150 µm	150 µm
Errore superficiale totale (incluso allineamento)	630 µm	630 µm	720 µm

Tabella 2.A : Specifiche per osservazioni fino a 22 GHz

SPECIFICHE A 100 GHz (rms)		
	Precisione	Normale
Errore intrinseco di puntamento	5'	5'
Errore di puntamento da fattori esterni	2"	3"
Accuratezza del servosistema di inseguimento	1"	2"
Accuratezza superficiale pannelli primario	100 μm	100 μm
Errore totale pannelli primario	150 μm	150 μm
Errore totale specchio secondario	150 μm	150 μm
Errore superficiale totale (incluso allineamento)	190 μm	200 μm

Tabella 2.B Specifiche per osservazioni a 100 GHz

2.2 STRUTTURA DELL'ANTENNA

La struttura è di tipo Gregoriano, che prevede un riflettore parabolico e un sub-riflettore concavo ellittico (v. fig. 2.1 a,b). Di fatto entrambe le superfici non seguono esattamente le curve previste dalla geometria classica (si tratta cioè del cosiddetto "shaped system"), al fine di ottenere prestazioni migliori (Vertex, 2000). Come descritto in seguito (v. par. 2.4), la geometria del sistema sarà sotto controllo "attivo" attraverso una serie di dispositivi di correzione, in particolare una rete di attuatori agirà sui pannelli costituenti lo specchio primario. Ne risulta un'ottica attiva che consentirà da un lato di configurare la curva parabolica classica, in base alle esigenze osservative, dall'altro di recuperare le deformazioni strutturali d'antenna in funzione dell'elevazione, per osservare alle alte frequenze mantenendo costante l'efficienza.

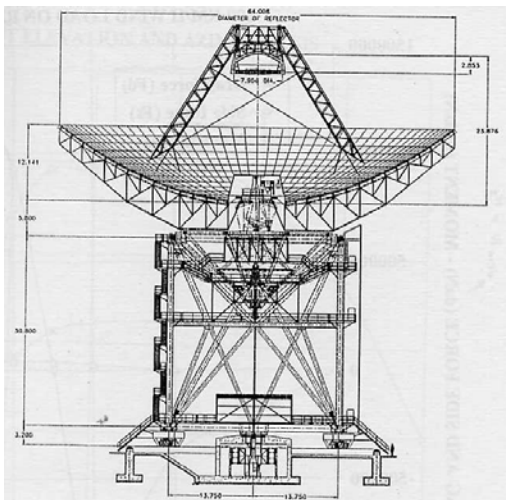


Fig. 2.1.a : SRT visione complessiva (fronte)

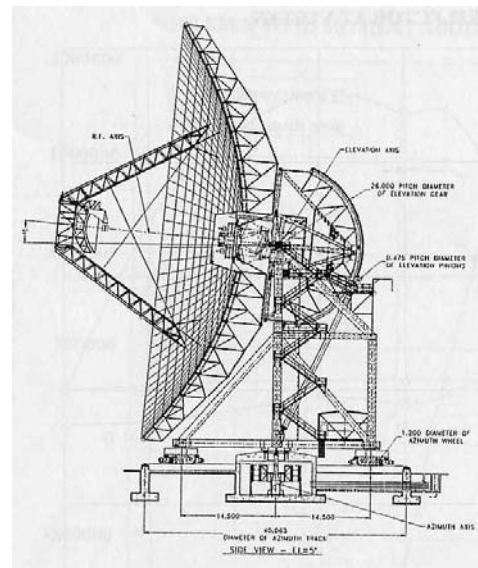


Fig. 2.1.b : SRT visione complessiva (fianco)

Per descrivere la struttura dell'antenna si può idealmente suddividerla (v. fig 2.1.a dal basso verso l'alto) nei seguenti elementi principali :

- Fondamenta

SRT sarà installato su fondamenta di cemento armato che prevedono uno scavo di 40 metri di diametro e 6.5 metri di profondità (v. fig. 2.2.a). Le fondamenta sono costituite da una struttura a raggiera (sempre in cemento armato, v. fig. 2.2.b), i cui spazi vuoti andranno riempiti sul posto (v. fig. 2.2.c). Al centro è previsto un alloggiamento ottagonale per il passaggio dei cavi e per l'installazione del cuscinetto che consentirà i movimenti in azimuth di SRT.



Fig. 2.2.a : Scavo di alloggiamento delle fondamenta

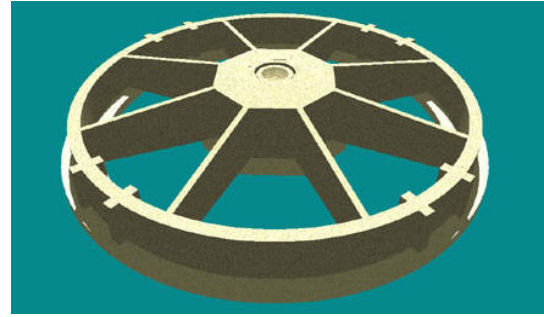


Fig. 2.2.b : Scheletro delle fondamenta

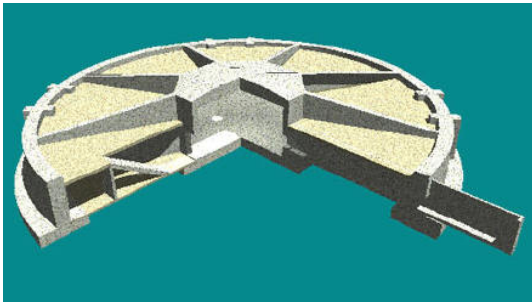


Fig. 2.2.c : Fondamenta, sezione



Fig. 2.2.d : Fondamenta, realizzazione.
Ottobre 2004

Nel complesso il basamento comprende anche gli alloggiamenti per i cavi elettrici che consentono la rotazione in azimuth e in elevazione, nonché scale e porte d'accesso per agevolare il montaggio e la manutenzione dell'antenna.

- Rotaia per il puntamento in azimuth

E' uno dei punti più importanti nella progettazione dell'antenna, consente la rotazione di tutta la struttura supportandone l'intero peso (circa 3000 tonnellate). Ha un diametro di circa 40 metri (v. fig. 2.3) e appoggia sulle fondamenta tramite un'apposita interfaccia di accoppiamento costituita da grout (un particolare cemento rinforzato con sottili anelli di acciaio)

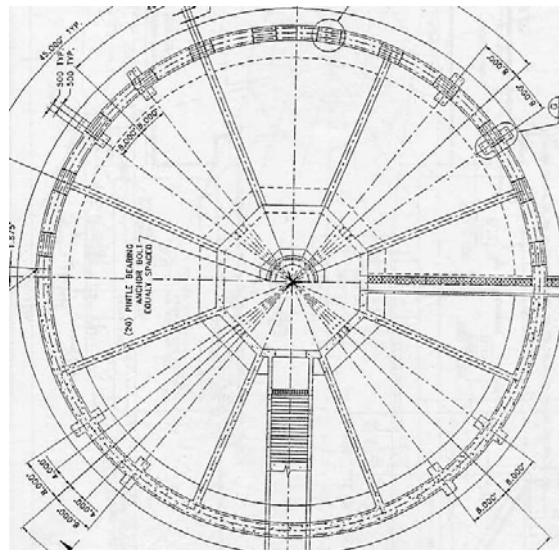


Fig. 2.3 : Rotaia per il puntamento in azimuth

L'escursione prevista per la rotazione della struttura mobile dell'antenna è di $\pm 270^\circ$ a una velocità massima di $0.85 \pm 0.425^\circ/\text{sec}$ a seconda del vento presente.

- Struttura portante (alidada)

E' la travatura d'acciaio (altezza circa 30 metri, v. figg. 2.4 a,b) che supporta le strutture di sostegno del complesso sistema di specchi, cui trasmette la rotazione in azimuth tramite il montaggio solidale alle ruote.

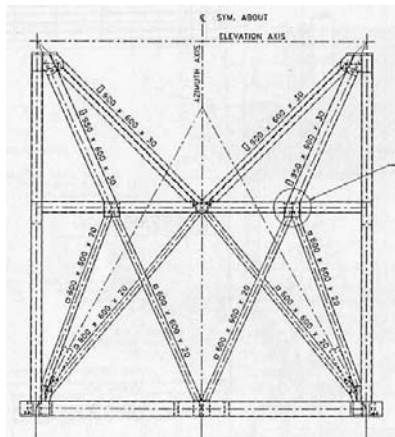


Fig. 2.4.a : Alidada (fronte)

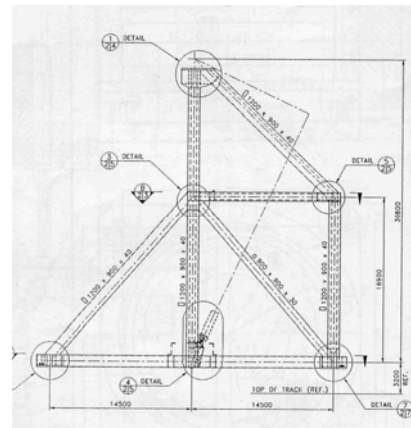


Fig. 2.4.b : Alidada (fianco)

- Ruota per il puntamento in elevazione

E' costituita da una travatura di forma conica solidale con lo specchio primario. Ruotando attorno all'asse di elevazione (in fig. 2.5.a il punto in alto centrale) consente di completare il puntamento, trascinando con sé tutta la parte superiore dell'antenna (circa 1600 tonnellate).

L'escursione prevista è di $5 \pm 90^\circ$ a una velocità massima di $0.5^\circ/\text{sec}$.

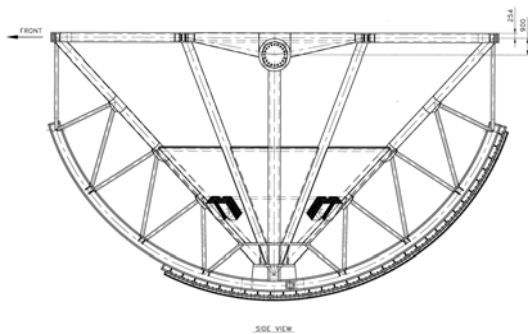


Fig. 2.5.a : Ruota di elevazione (fianco)

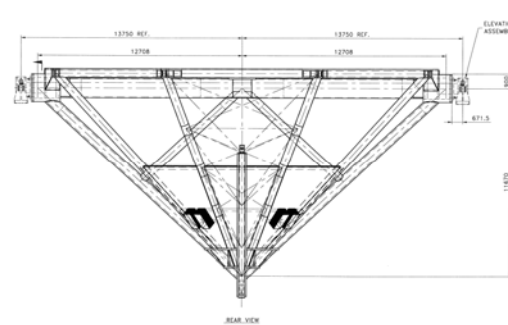


Fig. 2.5.b : Ruota di elevazione (retro)

- Riflettore primario

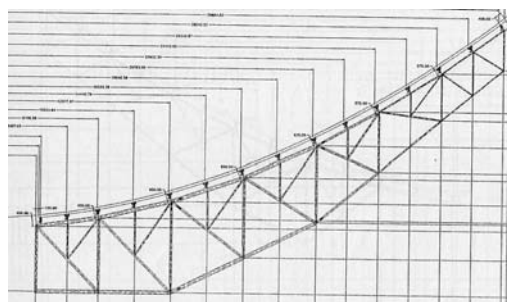


Fig. 2.6 : Riflettore primario, sezione

Il riflettore primario, di 64 metri di diametro, è costituito da 1008 pannelli di alluminio sorretti da una travatura reticolare posteriore (v. fig. 2.6). Al vertice dello specchio è previsto l'alloggiamento per la strumentazione relativa al fuoco gregoriano e per un'ulteriore sistema ottico (BWG).

- Struttura di alloggiamento del fuoco gregoriano e del Beam Wave Guide (BWG)

La struttura a tre piani (v. fig. 2.7.a) comprende al piano più alto la strumentazione per le osservazioni in fuoco gregoriano e ai piani inferiori una combinazione di cinque specchi ellittici : uno mobile in posizione centrale e gli altri quattro fissi, suddivisi in due coppie omologhe (v. fig. 2.7.b), posti al di sopra.

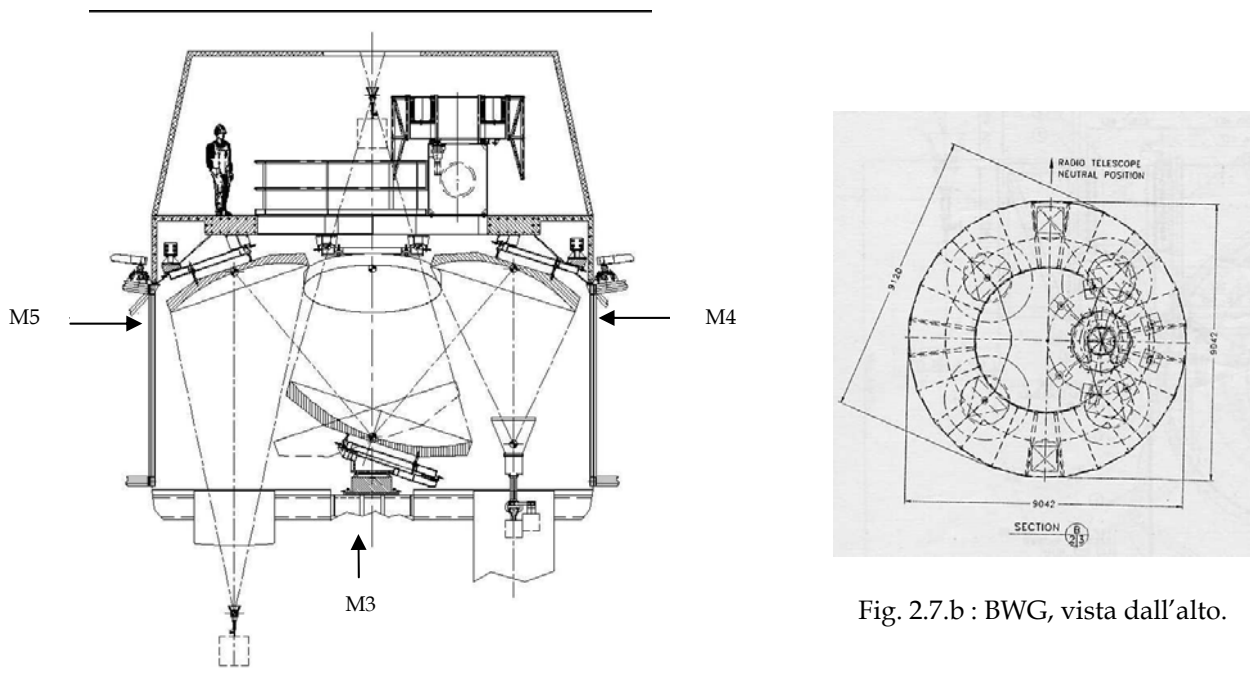


Fig. 2.7.a :Alloggiamento BWG e gregoriano, sezione

Fig. 2.7.b : BWG, vista dall'alto.

Con riferimento alle figg. 2.7 a,b gli specchi ellittici sono così denominati :

M3 : in posizione centrale, rivolto verso l'alto, riceve direttamente il fascio dal fuoco gregoriano, ha un diametro approssimativo di circa 4 metri.

M4 A&B : sopra ad M3, sulla destra, ricevono il fascio riflesso da M3, hanno un diametro approssimativo di circa 3 metri.

M5 A&B : sopra ad M3, sulla sinistra, ricevono il fascio riflesso da M3, hanno un diametro approssimativo di circa 3 metri.

Nonostante gli specchi ellittici abbiano dimensioni molto simili, i raggi di curvatura e le eccentricità sono differenti e studiati in modo da offrire posizioni focali differenti (una più lunga per la coppia M5 e una più corta per la coppia M4).

- Riflettore secondario

La travatura dello specchio primario sorregge il secondario, posto a circa 24 metri di distanza (v. fig. 2.10), tramite il classico sistema a quattro travi inclinate di 45° (quadrupode).

Lo specchio secondario è un riflettore quasi ellittico di circa 8 metri di diametro, costituito da 49 pannelli sostenuti, in analogia con lo specchio primario, da una travatura reticolare posteriore (v. fig. 2.8).

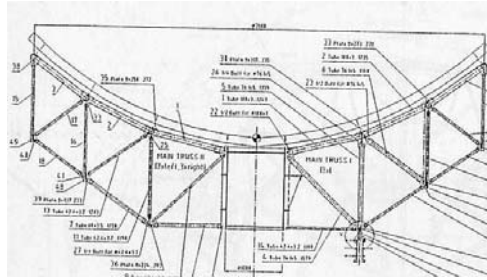


Fig. 2.8 : Sub-riflettore, sezione

Il sub-riflettore, il quadrupode di sostegno, i cavi di irrigidimento e il posizionatore dei ricevitori (v. fig. 2.11.a) realizzano nel complesso un'ostruzione del 6% circa sull'area geometrica del riflettore (v. tabella 3).

Causa	Ostruzione
Subriflettore	2.1%
Quadrupode	2.4 %
Cavi	1.3 %
Posizionatore	0.5 %
Totale	6.3 %

Tabella 3 : Ostruzione del secondario

In fig. 2.9 è mostrato il sistema di attuatori elettromeccanici che consente l'orientazione dello specchio secondario. Come si può osservare gli attuatori non andranno ad agire sui singoli pannelli costituenti il secondario (come avviene invece per lo specchio primario) e dunque non modificheranno la curvatura dello specchio, tuttavia ne permetteranno un certo grado di movimento d'insieme (traslazione e rotazione) :

± 145 mm lungo l'asse z (asse del riflettore primario)

± 145 mm lungo l'asse x (parallelo all'asse di elevazione) ; $\pm 5^\circ$ attorno all'asse x

± 145 mm lungo l'asse y (perpendicolare all'asse x) ; $\pm 5^\circ$ attorno all'asse y

Gli elevati valori di angolo di tilt, assieme a una velocità degli attuatori di 12 mm/s permette la tecnica di beam switching, con tempi di spostamento ≤ 1 sec per frequenze ≥ 20 GHz

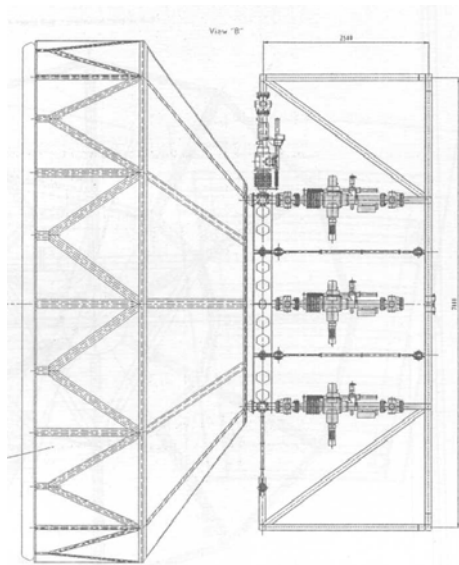


Fig. 2.9 : Sub-riflettore, vista laterale

2.3 OTTICHE E FUOCHI DISPONIBILI

La scelta progettuale delle ottiche di SRT è stata fatta cercando di ottenere il maggior numero di posizioni focali nello spazio disponibile. L'aver a disposizione molti fuochi operativi permette infatti una maggiore libertà nella scelta dei ricevitori da posizionare oltre al fatto che è così possibile avere più ricevitori operanti alle stesse frequenze.

Sono previste tre aree operative, per un totale di sei posizioni focali (v. fig. 2.10).

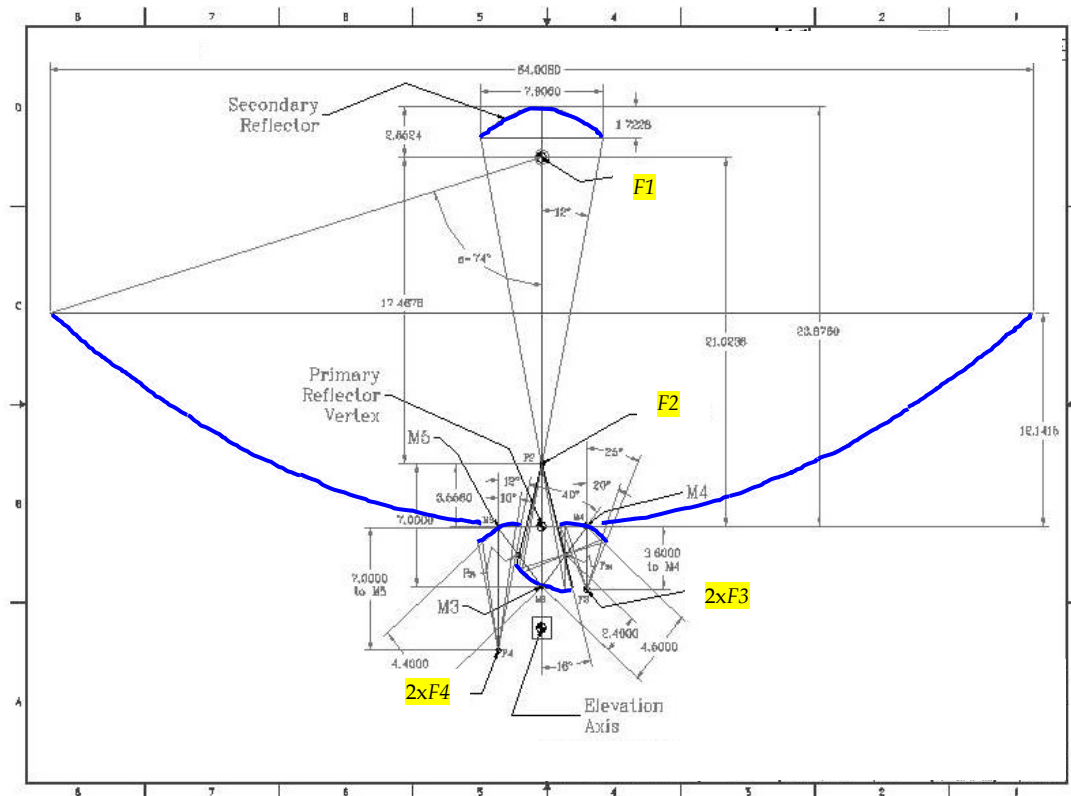


Fig. 2.10 Schema riassuntivo dei fuochi disponibili

1) Fuoco primario ($F1$, presso l'apice del quadrupode).

La configurazione Gregoriana consente di accedere al fuoco dello specchio parabolico senza dover spostare lo specchio secondario.

Per poter utilizzare questo fuoco il progetto dell'antenna prevede un posizionatore mobile, ancorato all'apice del quadrupode, dotato di quattro scatole per l'installazione degli illuminatori (feeds) da un minimo di 500 kg complessivi.

Come mostrato nelle fig. 2.11 a,b,c, il posizionatore è costituito da una struttura ruotante attorno a uno degli assi trasversali del sub-riflettore. Questa, una volta estesa, porterà i feeds davanti allo specchio secondario, presso il fuoco primario. A quel punto, tramite un movimento di traslazione lungo lo stesso asse di rotazione, sarà possibile scegliere con quale feed osservare.

La lunghezza focale dello specchio primario è di circa 21 metri, ne risulta un rapporto $F_1 / D \approx 0.33$.

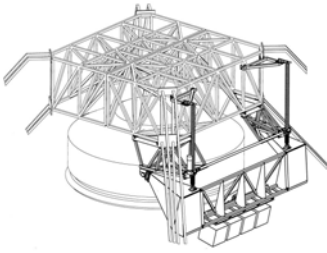
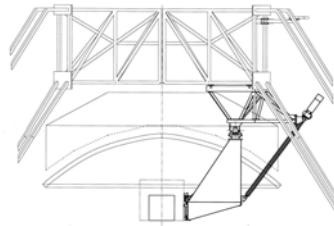
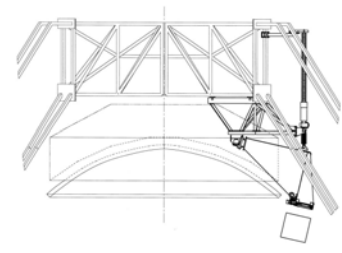


Fig. 2.11.a : Posizionatore

Fig. 2.11.b : Posizionatore esteso,
vista lateraleFig. 2.11.c : Posizionatore retracts,
vista laterale

Le frequenze per le quali è previsto l'utilizzo di questo fuoco vanno da 0.3 a 22 GHz. E' inoltre possibile la coppia di frequenze simultanee di 8 GHz e 2 GHz attraverso un sistema coassiale, utilizzata principalmente per osservazioni a scopi geodinamici.

2) Fuoco gregoriano (F_2 , presso il vertice del riflettore).

Con il posizionatore in primo fuoco retracts, sarà possibile utilizzare il sub-riflettore, posto a circa 24 metri dal vertice dello specchio primario, e osservare in fuoco gregoriano (che si trova circa 3.5 metri sopra al vertice del riflettore).

Presso questo fuoco è prevista una struttura di osservazione che alloggerà al piano più alto un sistema cilindrico rotante (posizionatore gregoriano), in grado di supportare fino a 8 sistemi riceventi.

Come mostrato in fig. 2.12, attraverso la rotazione attorno all'asse del cilindro, sarà possibile selezionare il feed da porre in corrispondenza dell'area focale.

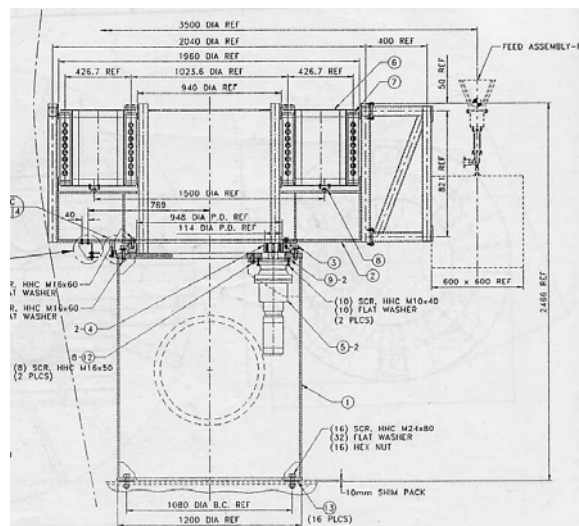


Fig. 2.12 : Cilindro rotante

Lo specchio secondario, in virtù della sua geometria ellittica, realizza un ingrandimento i_2 che dipende dal rapporto tra la sua focale e la sua distanza dal primo fuoco (circa 20 metri e 3 metri rispettivamente, in questo caso).

Il calcolo della focale complessiva si effettua quindi nel modo seguente :

$$i_2 \approx \frac{20.32}{2.85} \approx 7.13$$

$$F_2 = i_2 \cdot F_1 \approx 149.87 \text{ [m]}$$

Ne risulta un rapporto $F_2 / D \approx 2.34$

Si prevede di utilizzare questo fuoco per osservazioni nell'intervallo da 7.5 a 100 GHz.

3) Beam Wave Guide (F_3 ed F_4 , sotto al vertice del riflettore).

Il posizionatore gregoriano prevede una posizione di "by-pass" attraverso la quale il fascio di radiazione potrà inserirsi nel BWG raggiungendo il terzo specchio ellittico (M3), posto a circa 7 metri di distanza dal fuoco F_2 .

Il fuoco di M3 non verrà utilizzato per le osservazioni, infatti questo specchio è installato su un supporto che ne consente la rotazione (rotatore), mediante il quale potrà "guardare" gli altri quattro specchi, fissi e appositamente inclinati, installati sopra ad M3 (vedi fig. 2.7 a,b e 2.13 a,b).

Naturalmente lo specchio M3 potrà intercettare un solo altro specchio per volta.

Come già accennato i quattro specchi si possono suddividere in due coppie omologhe di specchi affiancati : M4 A&B ed M5 A&B e saranno le due coppie di fuochi risultanti ad essere utilizzate per le osservazioni.

Il BWG è stato progettato in modo che le focali di questi quattro specchi risultino tutte parallele all'asse ottico principale.

Per calcolare la focale complessiva di ciascuna coppia occorre calcolare l'ingrandimento i_3 operato da M3 e quindi l'ingrandimento operato dallo specchio successivo che si andrà ad utilizzare.

In particolare, qualora si vogliano utilizzare i fuochi della coppia M4 (focale pari a 3.6 metri, vedi fig. 2.13.a) si ottiene :

$$i_{3/4} = \frac{2.40}{7.00} \approx 0.34$$

$$i_4 = \frac{3.60}{2.10} \approx 1.71$$

$$i_{tot} = i_2 \cdot i_{3/4} \cdot i_4 \approx 4.19$$

$$F_3 = i_{tot} \cdot F_1 \approx 83.91 \text{ [m]}$$

Ne risulta un rapporto $F_3 / D \approx 1.38$.

Qualora invece si vogliano utilizzare i fuochi della coppia M5 (focale pari a 7 metri, i fuochi si trovano sotto all'asse di elevazione, vedi fig. 2.13.b) si ottiene :

$$i_5 = \frac{7.00}{2.00} = 3.50$$

$$i_{tot} = i_2 \cdot i_{3/4} \cdot i_5 \approx 8.56$$

$$F_4 = i_{tot} \cdot F_1 \approx 179.87 \text{ [m]}$$

Ne risulta un rapporto $F_4 / D \approx 2.81$

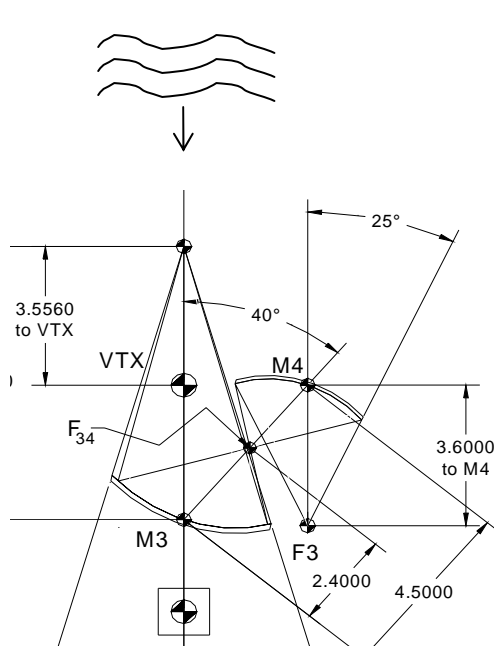


Fig. 2.13.a : BWG I

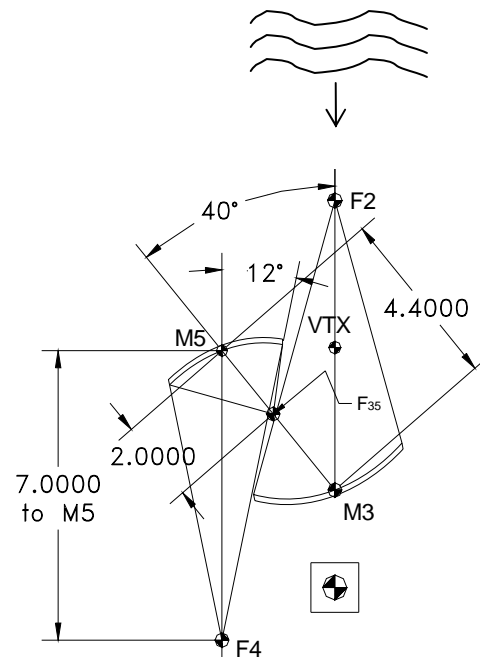


Fig. 2.13.b : BWG II

Attualmente le frequenze previste per questa struttura vanno da 4.3 a 7.5 GHz, tuttavia lo spazio disponibile consente l'utilizzo di frequenze fino a 1.4 GHz.

L'accuratezza superficiale di questi specchi (0.3 mm rms) assieme all'accuratezza degli specchi primario e secondario consentono l'uso del BWG fino a 32 GHz.

Riassumendo, i sei fuochi per le osservazioni saranno : uno (primario) presso il sub-riflettore, uno (gregoriano) presso il vertice del riflettore, due a focale "corta" sotto al fuoco gregoriano e altri due a focale "lunga" sotto all'asse di elevazione (vedi fig. 2.10).

2.4 CONTROLLO E MIGLIORAMENTO DELLE PRESTAZIONI

Al fine di migliorare le prestazioni complessive dell'antenna e consentirne l'utilizzo alle alte frequenze (23÷100 GHz), la struttura sarà dotata di sistemi attivi e passivi per controllare e compensare il più possibile tutte le sorgenti di aberrazione del segnale.

I sistemi di controllo e compensazione saranno controllati da uno o più computer (PTC - Pointing Computer) che provvederà a comandare in tempo reale le compensazioni necessarie.

Sistemi di compensazione :

- 1116 attuatori elettromeccanici posti sul retro del riflettore, che agiranno sui pannelli costituenti lo specchio.
- Sistema di movimento dei feeds in fuoco primario, che consentirà l'inseguimento della posizione focale ottimale.
- 6 attuatori elettromeccanici posti sul retro del sub-riflettore, che consentiranno l'inseguimento della posizione focale ottimale.

Deflessioni per effetti gravitazionali

Gli effetti gravitazionali portano a una generale deformazione della struttura dell'antenna.

Lo spostamento dei pannelli del primario causa delle modifiche nella curvatura dello specchio e la deflessione strutturale generale porta a un disallineamento delle singole parti costituenti, con conseguenti errori di puntamento e modifiche nella geometria del sistema.

Il tutto si traduce in una perdita sistematica (quindi prevedibile) di efficienza.

Per compensare questa perdita, in fase di progetto e' stata effettuata un'analisi strutturale (Finite Element Analysis - FEA) che definisce un modello di comportamento dell'antenna sotto il carico del suo stesso peso, in funzione dell'elevazione.

Questo modello teorico andrà integrato con delle misurazioni effettuate durante la fase di installazione della superficie attiva (fotogrammetria) e poi in fase di operatività dell'antenna (metodi olografici satellitari, curve di allineamento specchio primario-ricevitore e specchio primario-subriflettore).

Per ogni angolo di elevazione si dedurranno dunque le correzioni da apportare alla geometria del sistema, attraverso il movimento degli attuatori ed eventualmente dei feeds in fuoco primario, per mantenerne la posizione e per soddisfare il grado di accuratezza superficiale richiesto nelle specifiche iniziali.

Deflessioni per dilatazioni termiche e pressione del vento

Analogamente alla forza peso, la forza esercitata dal vento sulla struttura e le deformazioni causate dalle dilatazioni termiche sono sorgenti di continue modifiche (in questo caso non sistematiche e dipendenti dalle casuali fluttuazioni meteorologiche) nella geometria del sistema e quindi sono causa di una degradazione nelle prestazioni dell'antenna.

Al fine di ottenere una misura del valore medio del vento agente sullo specchio primario, una delle ipotesi è di montare sulla struttura di back-up del riflettore primario una rete di sensori di pressione, inoltre sensori di temperatura distribuiti oculatamente sull'alidada e sul quadrupode daranno informazioni sul riscaldamento-raffreddamento non uniformi.

Un sistema di controllo costituito da una o due coppie di inclinometri elettronici consentirà di avere misure dirette sullo stato della struttura.

Componendo i dati dei sensori con un'analisi FEA si potranno associare alle varie condizioni climatiche le deformazioni relative dello specchio primario, quindi, una volta quantificate le degradazioni, sarà possibile recuperarne gli effetti in termini di accuratezza superficiale ed errore di puntamento.

I parametri di correzione dovranno dunque compensare sia la forza peso esercitata dalla struttura (errori sistematici) sia le deformazioni indotte dai gradienti termici locali e dalla pressione del vento (errori non sistematici).

Mentre le tecniche di recupero degli errori sistematici hanno visto in questi anni un cospicuo utilizzo, le tecniche di recupero degli errori non sistematici sono del tutto innovative e ancora in fase di sviluppo e rappresentano una delle caratteristiche più all'avanguardia di SRT.

Errori di puntamento

Il recupero degli errori di puntamento dovrà essere tanto migliore quanto più elevata sarà la frequenza di osservazione, ovvero quanto più stretto sarà il beam dell'antenna.

In generale ci si può attenere alla seguente :

$$\delta_p \leq \frac{HPBW}{10}$$

δ_p = errore di puntamento

HPBW = larghezza del beam a -3 dB (livello di metà potenza del lobo principale)

Per quanto riguarda SRT sono indicativi i valori elencati nella seguente tabella.

Frequenza (GHz)	HPBW (")	Errore (")
22	50	≤ 5
100	11	≤ 1

Tabella 4 : Beam ed errore di puntamento

Considerando che il beam normalizzato sia a simmetria di rotazione attorno al suo asse principale e rappresentabile con una gaussiana, si ha :

$$P_n = e^{-\left(\frac{1,66\vartheta}{HPBW}\right)^2}$$

$$P_n = \text{potenza normalizzata al suo valore massimo} \quad P_n = \frac{P(\vartheta)}{P_{\max}(\vartheta)}$$

ϑ = angolo dall'asse principale

Si può notare che sotto queste ipotesi una diminuzione del beam pari al 10% , conseguente all'errore di puntamento, comporta una riduzione del solo 3% nella potenza del segnale raccolto dall'antenna.

Le cause che determinano l'errore di puntamento complessivo sono:

- a) Accuratezza del servosistema di comando dell'antenna.
- b) Errori sistematici di allineamento meccanico ed elettromagnetico delle varie parti strutturali montate e dei feeds.
- c) Errori non sistematici, tipicamente dovuti alla pressione del vento e a gradienti di temperatura.

Per quanto riguarda il primo punto occorre fare sì che, da progetto, il servosistema sia intrinsecamente molto accurato, in modo che il suo contributo all'errore totale sia trascurabile (quindi ben inferiore all'arcosecondo, almeno nelle condizioni di precisione).

Per quanto riguarda gli errori sistematici, tali valori sono tipicamente molto alti, dell'ordine di alcuni minuti d'arco, ma ciò è, in una qualche misura, inevitabile perché derivano da allineamenti di pezzi di carpenteria e da connessione tra elementi meccanico-strutturali. Tuttavia, data la loro sistematicità, tali errori sono stimabili con campagne di osservazioni astronomiche ad hoc (osservazione di radiosorgenti standard di riferimento), atte a quantificare questi errori in funzione della posizione (Az/El) dell'antenna e a descriverli all'interno di un modello matematico complessivo. Una volta determinati sarà possibile quindi rimuoverli quasi completamente.

Per quel che concerne gli errori non sistematici, si tratta della parte più intrigante e raffinata della valutazione, che richiede, come succintamente espresso nel paragrafo precedente, sistemi di controllo adeguati e innovativi.

I sistemi metrologici che verranno effettivamente applicati sull' antenna potranno, nella loro versione ultima, dare luogo alla "chiusura" del sistema di controllo, dando luogo a un sistema che, calcolando in tempo reale le deflessioni strutturali (indipendentemente dalla causa) provveda automaticamente a compensarle (sistema di controllo automatico in retroazione).

Un possibile diagramma a blocchi che riassume un sistema di controllo completo in tutte le varie parti è mostrato in fig. 2.14

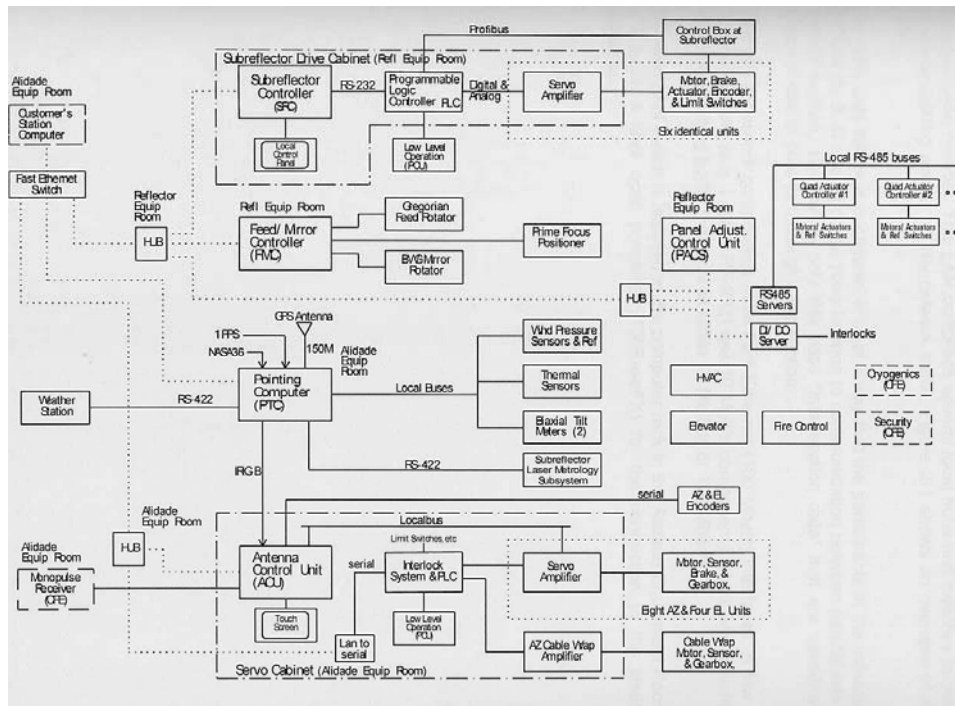


Fig. 2.14 : Sistema di controllo, possibile schema a blocchi

2.5 GUADAGNO ED EFFICIENZA DELL'ANTENNA

Come già descritto nel Capitolo 1, la definizione di guadagno dell'antenna è la seguente :

$$G = 10^{-26} \frac{m \eta_A A_g}{k_B} \left[\frac{K}{Jy} \right]$$

$m = 0.5$ (radiazione non polarizzata).

A_g = area geometrica di raccolta

k_B = costante di Boltzmann

η_A = efficienza dell'antenna

Il termine $10^{-26} \frac{m A_g}{k_B}$ è costante e per SRT vale $1.166 \frac{K}{Jy}$.

Il termine η_A è l'efficienza complessiva dell'antenna calcolata tenendo in considerazione tutti i fattori di degradazione del segnale in ricezione. Poiché molti di questi fattori variano con la frequenza operativa, l'efficienza va calcolata caso per caso.

Considerando in funzione le tecniche di compensazione attive anche alle basse frequenze e utilizzando in parte i dati progettuali, si sono quantificate le degradazioni come segue al fine di valutare le prestazioni d'antenna in termini di sensibilità (Vertex, 2000):

$$\eta_{Blockage} \approx \left[1 - \frac{A_{ostruita}}{A_{totale}} \right]^2 = 0.88$$

$$\eta_{Surface} \approx e^{-\left(\frac{4\pi\delta}{\lambda}\right)^2}; \delta = 170 \div 233 \mu m \rightarrow \eta_{Surface} \approx 100\% \div 60\%$$

Come si può notare, per osservazioni a 100 GHz si è considerato accettabile un errore di fase pari a 0.65 rad ($\approx 37^\circ$).

$$\eta_{Phase} \approx 0.99$$

$$\eta_{Diffraction} = 1$$

$$\eta_{Spillover} = 0.86 \div 0.98$$

$$\eta_{Illumination} = 0.76 \div 0.90$$

$$\eta_{Crosspol.} = 1$$

I valori anzidetti si riferiscono a feeds con le seguenti caratteristiche :

	Feeds in Primario	Feeds in Gregoriano	Feeds in BWG
Taper Level	12.2 dB	12.0 dB	12.0 dB
Taper Angle	74.5°	12.0°	20.0°

Tabella 5 : Livelli di taper previsti per SRT

$$\eta_{Loss} \approx 0.95$$

$$\eta_{ReturnLoss} \approx 0.98$$

Ricordando che, qualora si desideri il guadagno rispetto all'isotropia (cioè il guadagno in dBi, che ha un legame più stretto con la direttività che non con la capacità di ricevere radiazione), occorre trasformare il guadagno come segue :

$$G_{dBi} = 10 \log \left[\frac{G_{K/Jy} 4\pi k_B}{m\lambda^2} 10^{26} \right]$$

e componendo i valori appena elencati, per un certo numero di frequenze di osservazione previste si sono ricavati i risultati elencati in tabella 6 :

ν_0 (GHz)	Eff. Totale (%)	G (K/Jy)	G (dBi)
0.3	58.7	0.684	43.5
0.6			
1			
1.5	59.4	0.693	57.5
2			
3			
4			
5	57.7	0.673	67.9
7	57.7	0.673	70.8
8			
9	60.8	0.709	73.3
13	60.0	0.700	76.4
17	57.0	0.665	78.3
23	56.1	0.654	81.0
32	54.5	0.635	84.1
43	52.5	0.612	86.1
86	39.7	0.463	90.9
100	34.7	0.405	91.7

Tabella 6 : Efficienza e guadagno d'antenna

Grazie all'impiego delle tecniche attive i valori calcolati per l'efficienza si manterranno all'incirca costanti durante l'inseguimento della radiosorgente.

I valori di efficienza delle antenne sono infatti solitamente dichiarati per la configurazione ottimale, di solito corrispondente a 45° di elevazione, nella quale gli effetti gravitazionali incidono in modo minore sulla struttura. E' dunque prevedibile un peggioramento delle prestazioni per angoli di elevazione diversi, che si traduce in un calo generale di efficienza durante una qualsiasi osservazione (che necessariamente richiede l'inseguimento della sorgente).

Le tecniche attive dunque non solo portano a un miglioramento dell'efficienza dello strumento ma ne garantiscono anche la costanza durante la fase operativa.

A titolo di esempio si riportano i grafici relativi al radiotelescopio di Noto (Cassegrain diametro 32 metri), dove da alcuni anni si stanno utilizzando le tecniche attive, che riportano le prestazioni dell'antenna durante le osservazioni a 43 GHz. (v. fig. 2.15 a,b).

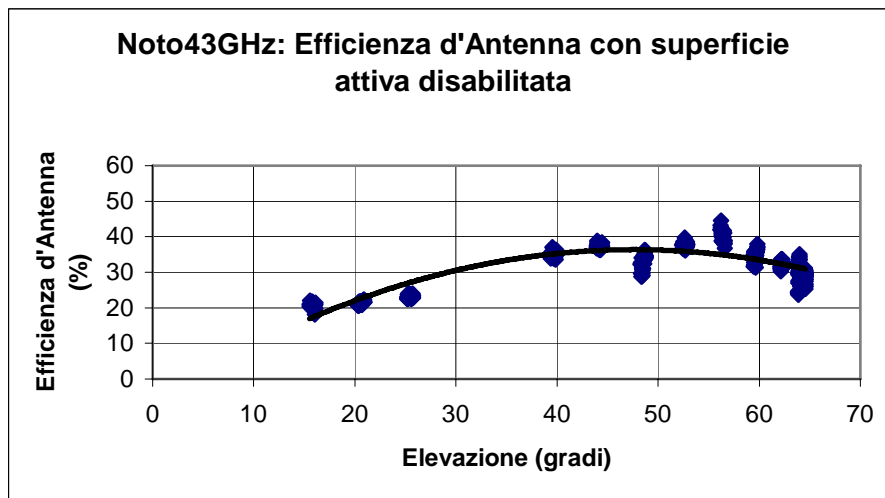


Fig. 2.15.a Efficienza d'antenna senza tecniche attive di correzione (in nero la curva di tendenza)

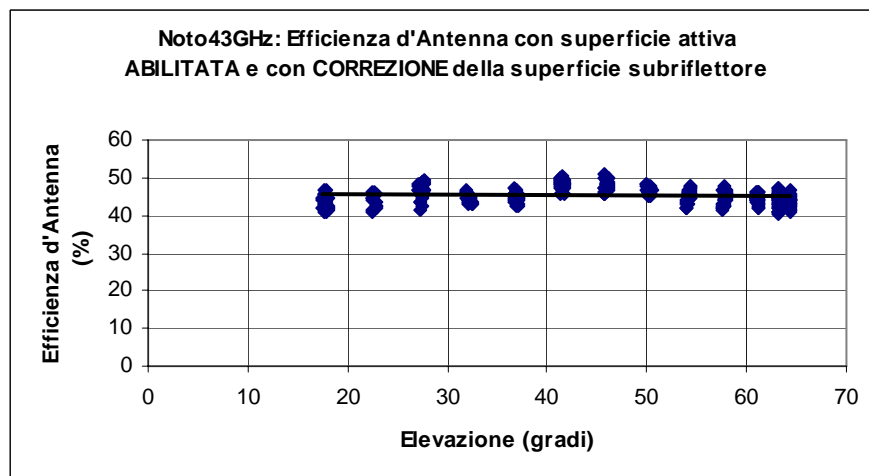


Fig. 2.15.b : Efficienza d'antenna con tecniche attive di correzione (in nero la curva di tendenza)

Dai dati sperimentali ottenuti è possibile valutare la stabilità dell'efficienza durante l'inseguimento della radiosorgente, introducendo un nuovo parametro :

$$\kappa = \frac{\int_{\varepsilon_1}^{\varepsilon_2} f(\varepsilon) d\varepsilon}{\int_{\varepsilon_1}^{\varepsilon_2} \eta_A d\varepsilon}$$

- κ = stabilità dell'efficienza massima dichiarata
 η_A = efficienza massima dichiarata
 $f(\varepsilon)$ = andamento dell'efficienza senza tecniche attive
 $\varepsilon_1 \div \varepsilon_2$ = escursione in elevazione durante l'inseguimento

Prendendo ad esempio i dati di Noto a 43 GHz si può vedere che l'efficienza a 45°, senza tecniche attive, corrisponde al 37% (v. fig. 2.15.a), la $f(\varepsilon)$ è ottenibile interpolando i dati con una curva di secondo grado di tipo :

$$f(\varepsilon) = a\varepsilon^2 + b\varepsilon + c$$

$$c = -6.2909 \cdot 10^0$$

$$b = 1.7927 \cdot 10^0$$

$$a = -1.8800 \cdot 10^{-2}$$

Applicando la formula di cui sopra per $\varepsilon_1 = 20^\circ$, $\varepsilon_2 = 75^\circ$ si ottiene : $\kappa \approx 86\%$ da cui :

$$\eta_{Aeff.} = \kappa \eta_A = 31.8\%$$

$\eta_{Aeff.}$ = efficienza media disponibile durante un'osservazione.

Utilizzando le tecniche attive si ottiene invece : $\eta_A = \eta_{Aeff.} = 46\%$, $\kappa = 100\%$

Tutti i valori delle efficienza dichiarati per SRT prevedono una stabilità $\kappa = 100\%$.

Per quanto riguarda le basse frequenze (osservazioni in fuoco primario) occorre considerare che lo specchio primario non segue un profilo parabolico, bensì, come si è detto, segue un profilo "shaped".

Questa scelta progettuale, che si rivela ad alto rendimento per le osservazioni in fuoco gregoriano e BWG (dove entra in gioco la riflessione operata dallo specchio secondario), penalizza le osservazioni in fuoco primario, per le quali sarebbe ottimale un profilo il più possibile analogo alla curva classica.

Tuttavia questo effetto indesiderato è eliminabile utilizzando le tecniche attive : è infatti possibile riconfigurare lo specchio primario modificandone il profilo sino a renderlo parabolico.

Come si può notare in fig. 2.16 l'efficienza di SRT è al suo valore massimo a tutte le frequenze più basse.

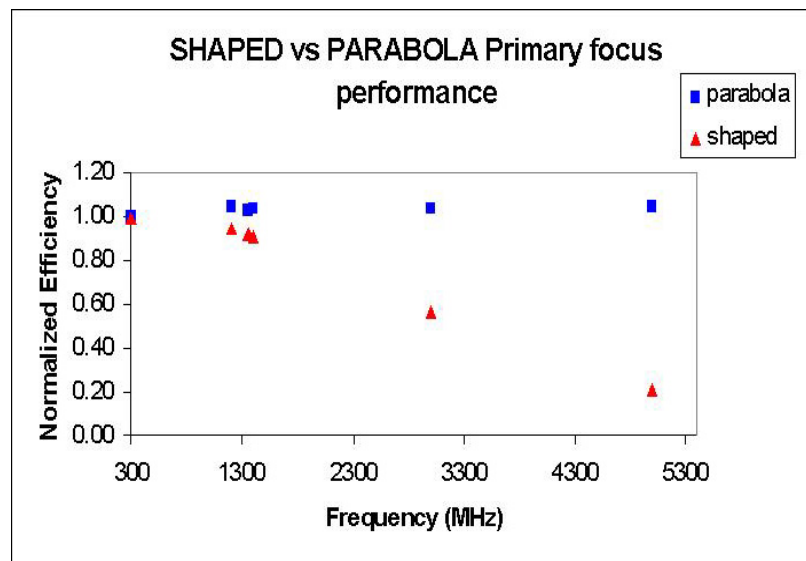


Fig. 2.16 : Efficienza normalizzata al suo valore massimo per le osservazioni in fuoco primario, con e senza riconfigurazione dello specchio primario (simulazione)

2.6 L'APPARATO RICEVENTE

Le frequenze di osservazione previste per SRT sono state pensate per garantire la copertura continua del range 0.3 ÷ 100 GHz, potrà fare eccezione a questa regola la parte a frequenze più basse in quanto occorre purtroppo tenere conto della presenza di interferenze prodotte da segnali originati dall'uomo e che popolano fittamente lo spettro a $\nu < 3GHz$.

In tabella 7 sono riportate le bande atte alla copertura e alcune altre informazioni accessorie (numero identificativo del ricevitore, banda cielo, banda relativa), accanto al numero del ricevitore una lettera indica il fuoco corrispondente (P=primario, G=gregoriano, B=BWG).

Banda (Sigla)	ν_0 (GHz)	λ (cm)	N° ricevitore	ν_{Lsky} (GHz)	ν_{Hsky} (GHz)	$\Delta\nu/\nu_c$ (%)
UHF	0.3	90	1P	0.31	0.35	12
UHF	0.6	50	1P	0.58	0.62	7
UHF - L	1	30	1P	0.70	1.30	60
UHF - L	1.5	18-21	2P	1.30	1.80	32
UHF - S	2	13	2P	2.20	2.36	7
UHF - S	3	10	3P	2.36	3.22	27
SHF - S	4	7.5	3P	3.22	4.30	32
SHF - C	5	6	1B	4.30	5.80	32
SHF - C	7	5	2B	5.70	7.70	30
SHF - C	8	3.6	2P	8.18	8.98	9
SHF - X	9	3.3	1G	7.50	10.40	32
SHF - Ku	13	2.3	2G	10.30	14.40	33
SHF - Ku	17	1.8	3G	14.40	19.80	32
SHF - K	23	1.3	4G	19.00	26.50	33
EHF - Ka	32	0.9	5G	26.00	36.00	32
EHF	43	0.7	6G	35.00	48.00	31
EHF	86	0.4	7G	70.00	90.00	25
EHF	100	0.3	8G	90.00	115.00	25

Tabella 7 : Posizioni focali dei ricevitori, banda cielo, banda relativa

La banda cielo è la banda istantanea massima teorica dei ricevitori.

La banda relativa è un parametro progettuale che si ottiene dal confronto banda cielo/frequenza di osservazione. Un buon compromesso tra larghezza di banda e prestazioni si ottiene con un valore all'incirca $\leq 33\%$

In generale per ogni frequenza saranno disponibili quattro bande istantanee in IF, selezionabili dall'utente : 80 - 400 - 800 - 2000 MHz.

Per i ricevitori a più alta frequenza, che hanno larghezze di bande cielo ben maggiori di 2GHz verrà predisposta, e sarà implementabile a richiesta, la possibilità di avere accesso a tutta la banda del ricevitore.

L'effettiva disponibilità di tutti gli 80 MHz per i ricevitori a bassa frequenza dipenderà dalla situazione interferenze (qualora si riveli peggiore del previsto saranno resi disponibili filtri più stretti).

Si utilizzeranno un massimo di due conversioni con oscillatori "Phase Locked" (il segnale di riferimento sarà lo stesso per tutti i ricevitori e verrà opportunamente distribuito ai vari fuochi tramite cavi coassiali, v. fig. 2.18).

I segnali IF (2 per ogni fuoco, considerando le polarizzazioni) saranno disponibili sia localmente sia in sala di controllo, attraverso connessioni in fibra ottica (v. fig. 2.17). Ciò consentirà l'elasticità di decidere la collocazione più opportuna del back-end.

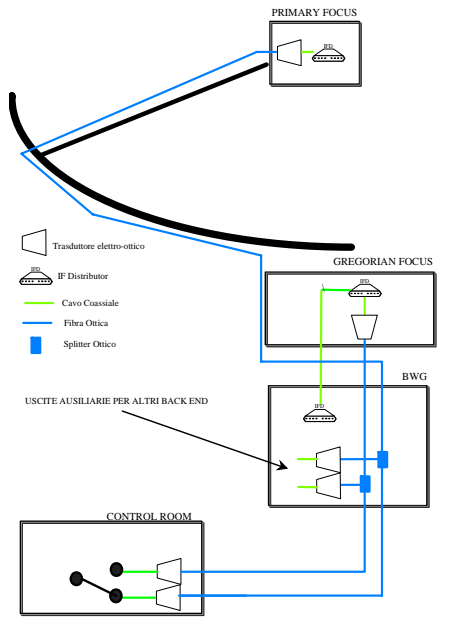


Fig. 2.17 : Distribuzione delle IF

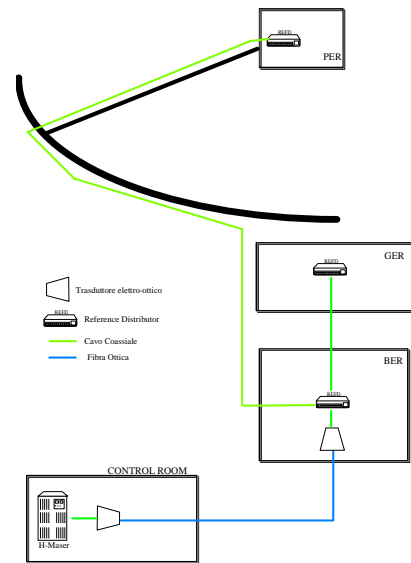


Figura 2.18 : Distribuzione del segnale di riferimento.

Come si può vedere in fig. 2.19 dalla sala di controllo sarà possibile, tramite appositi selettori, scegliere il fuoco dal quale si vuole osservare e selezionare la banda desiderata.

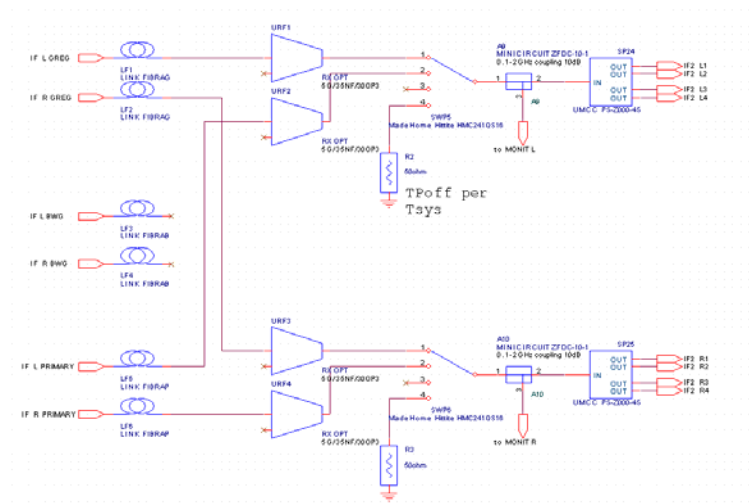


Figura 2.19 : Sistema di selezione del fuoco (in alto sinistra le 3 polarizzazioni LHC, in basso le 3 RHC) e delle bande (sulla destra).

I ricevitori in fuoco primario saranno ad amplificazione diretta ($\nu \leq 0.6GHz$), a conversione singola ($1.5 \leq \nu \leq 4GHz$) e doppia ($\nu = 1GHz$). Tutti i ricevitori in fuoco gregoriano e in BWG saranno a conversione doppia.

Tutte le prime conversioni sfrutteranno il medesimo oscillatore locale, installato in fuoco gregoriano, che fornirà segnali a diversa frequenza a seconda del ricevitore che si vorrà utilizzare (OL Distributor - OLD v. fig. 2.20).

Le seconde conversioni, ove previste, saranno effettuate nel fuoco selezionato, con un oscillatore ad hoc a frequenza prestabilita.

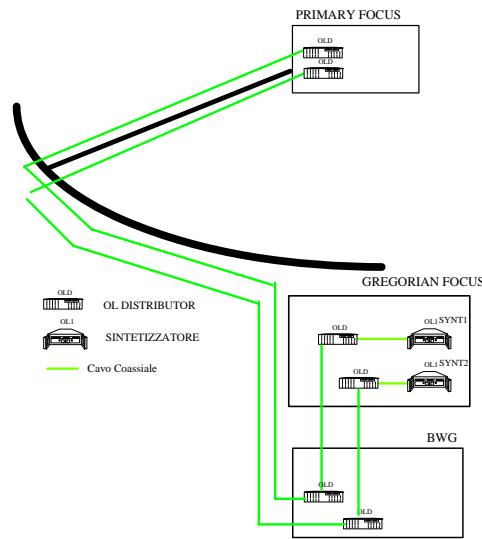


Fig. 2.20 : Schema della distribuzione del segnale OL per le prime conversioni.

Attualmente sono in fase di costruzione i seguenti ricevitori (J. Monari et al. 2004), come aggiornamento dell'ultimo momento si dà la notizia che è stata cambiata la decisione di costruire il ricevitore a 5 GHz, sostituendolo con quello a 7 GHz:

1.5 GHz

Tipo	Freddo
Canali	2
Temp. di rumore Rx prevista	5 K
Conversione	Singola USB
Frequenza centrale	1.55 GHz
Filtro RF	500 MHz e 80MHz
IF1	100 ÷ 600 MHz
Polarizzazione	LHC-RHC

Tabella 8 : Parametri descrittivi del ricevitore da 1.5 GHz

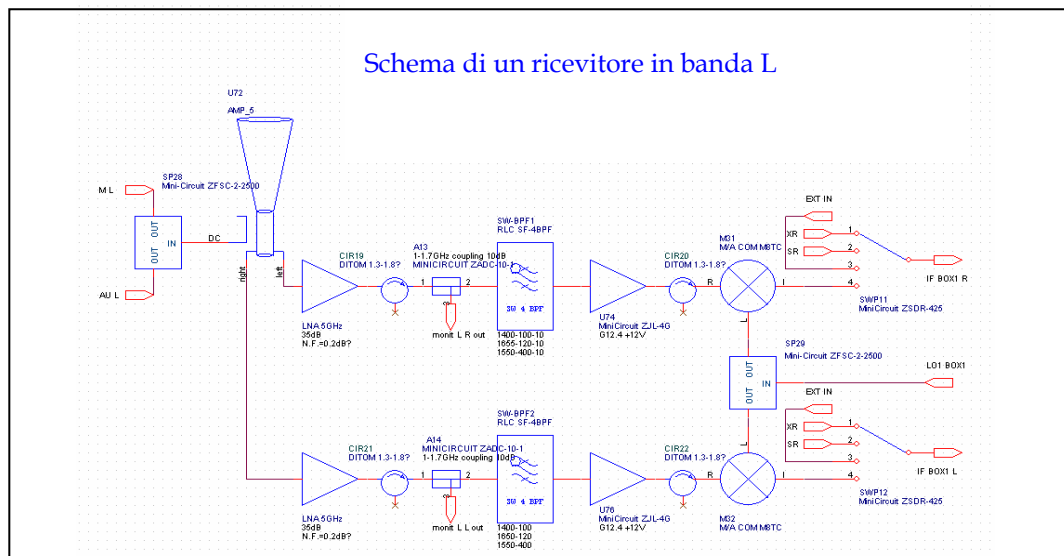


Figura 2.21 : Schema del ricevitore a 1.5 GHz, conversione singola.

5 GHz

Tipo	Freddo
Canali	2
Temp. di rumore Rx prevista	15 K
Conversione	Doppia LSB
Frequenza centrale	5,05 GHz
Filtro RF	1.5 GHz
IF1	2.5 ÷ 4 GHz
1.Oscillatore	OLD
IF2	0.1 ÷ 1.6 GHz
2. Oscillatore	OL2D
Polarizzazione	LHC-RHC

Tabella 9 : Parametri descrittivi del ricevitore da 5 GHz

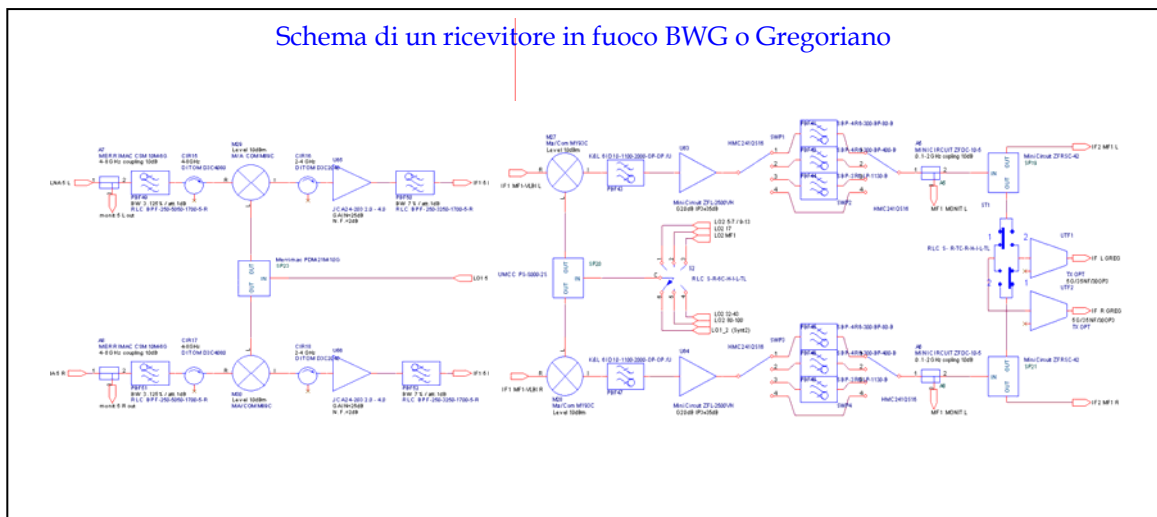


Figura 2.22 : Schema del ricevitore, prima e seconda conversione

In figura 2.23 il feed previsto per questa frequenza.



Figura 2.23 : Feed per osservazioni a 5 GHz

23 GHz

Tipo	Freddo
Canali	2
Temp. di rumore Rx prevista	21 K
Conversione	Doppia USB
Frequenza centrale	22.75 GHz
Filtro RF	7.5 GHz
1.IF	6 ÷ 8 GHz
2.IF	0.1 ÷ 2.1 GHz
Polarizzazione	LHC-RHC

Tabella 10 : Parametri descrittivi del ricevitore da 23 GHz

Il ricevitore previsto per questa frequenza riceverà i segnali provenienti da 7 feeds operanti simultaneamente alla stessa frequenza (sistema multi-beam), oppure da un singolo feed (posto centralmente rispetto agli altri 6, disposti a esagono, v. fig. 2.24).

Con un tale sistema, considerando un tempo di esposizione pari a 1' per ogni punto osservato e il fattore di sottocampionamento del sistema, pari a circa 8, si potrà mappare un'area di un grado quadrato in circa 80 ore.

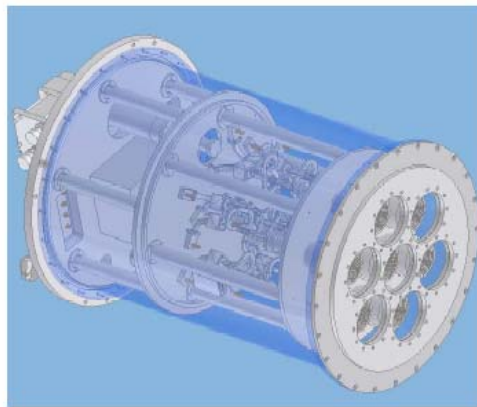
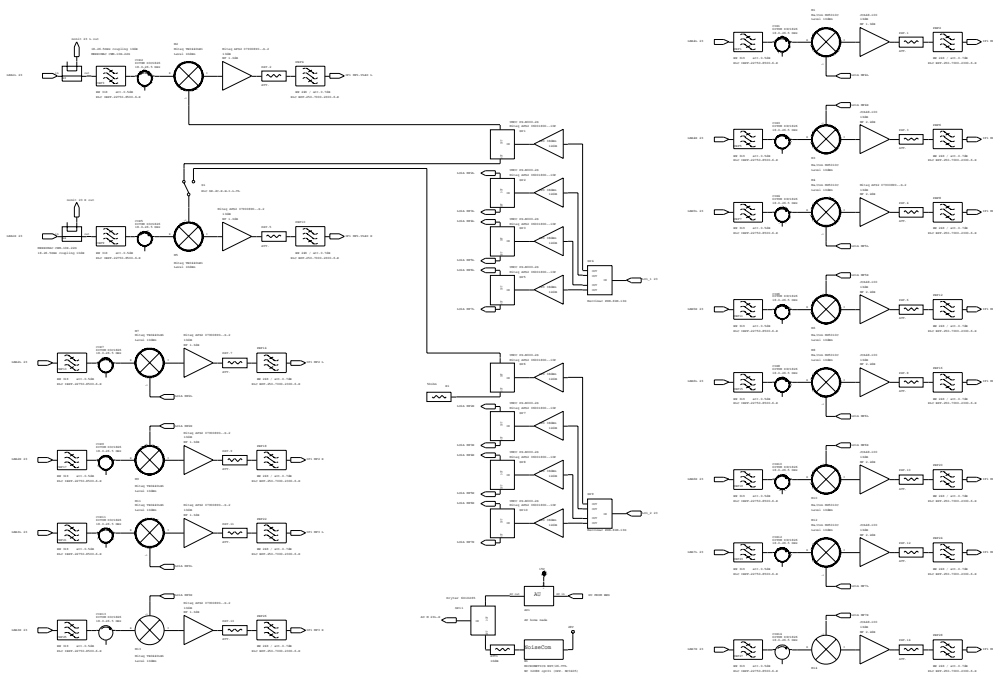
Fig. 2.24 : Array di 7 feeds previsto a 23 GHz
(L.Carbonaro, 2004)

Fig. 2.25 : Schema della prima conversione per il sistema multi-beam

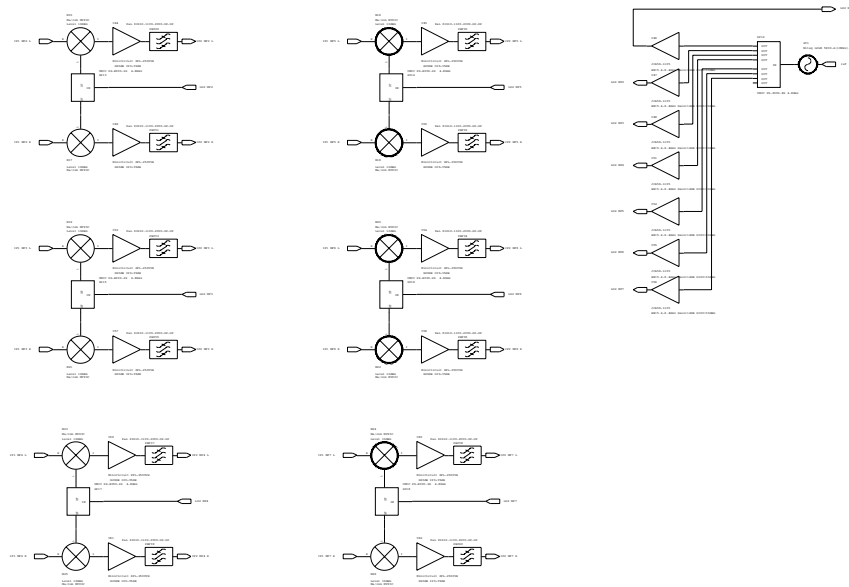


Fig. 2.26 : Schema della seconda conversione per il sistema multi-beam

In tabella 11 è riportato un riassunto delle prestazioni di alcuni ricevitori, in termini di temperatura di rumore.

ν_0 (GHz)	Tipo	N° Canali	Polarizzazione	Temperatura di rumore prevista (K)
0.3	Caldo	2	Circolare	30
0.6	Caldo	2	Circolare	25
1	Caldo	2	Circolare	
1,5	Freddo	2	Circolare	5
2	Freddo	2	Circolare	
3	Freddo	2	Circolare	
4	Freddo	2	Circolare	
5	Freddo	2	Circolare	15
7	Freddo	2	Circolare	15
8	Freddo	2	Circolare	
9	Freddo	2	Circolare	10
13	Freddo	2	Circolare	14
17	Freddo	2	Circolare	18
23	Freddo	2	Circolare	21
32	Freddo	2	Circolare	14
43	Freddo	2	Circolare	40
80	Freddo	2	Circolare	91
100	Freddo	2	Circolare	106

Tabella 11 : Caratteristiche principali dei ricevitori

2.7 RIEPILOGO DELLE CARATTERISTICHE TECNICHE

In conclusione i parametri caratteristici di SRT nel suo insieme sono riassunti nella seguente tabella :

SRT Riepilogo	
Posizione	Pranu Sanguni (CA), Italia
Coordinate	Lat. 39°29'50" N Long. 09°14'40" E
Ottica	Gregoriana + BWG
Diametro del riflettore parabolico	64 m
Diametro del sub-riflettore ellittico	8 m
Diametro specchi ellittici BWG	2.9 ÷ 3.9 m
Fuochi disponibili	Primario $f/D = 0.33$ Gregoriano $f/D = 2.34$ 2 x BWG I $f/D = 1.38$ 2 x BWG II $f/D = 2.81$
Escursione in elevazione	5°÷90°
Velocità di spostamento (vel. vento < 60 km/h)	0.85 °/sec Azimuth 0.5 °/sec Elevazione
Accuratezza superficiale (<i>rms</i> da specifiche)	630 micron (superficie passiva) 190÷200 micron (superficie attiva)
Frequenze operative	0.3 ÷ 100 GHz
Risoluzione	19.5 arcmin/f (GHz)
Guadagno	0.4 ÷ 0.7 K/Jy
Primi lobi laterali	circa 20 dB sotto al lobo principale
Montatura dei ricevitori	Fuoco primario : posizionatore mobile con 4 alloggiamenti Fuoco gregoriano : cilindro ruotante con 8 alloggiamenti BWG I-II : fissi con 4 alloggiamenti

Tabella 12 : Caratteristiche di SRT

Riassumendo, le caratteristiche più innovative dello strumento sono le seguenti :

-Copertura continua in frequenza

-Possibilità di utilizzo multibeam (il 22 GHz già in costruzione)

-Superficie attiva

-Profilo dello specchio primario riconfigurabile

-Possibilità di beam switching veloce

-Completa automazione e controllo remoto delle configurazioni osservative

-Cambio veloce di frequenza

-Predisposizione per lo sfruttamento di tutta la banda RF del ricevitore

3. ANALISI AMBIENTALE DEL SITO

3.1 LE INTERFERENZE

A partire dall'Ottobre 1992 sono state effettuate cinque campagne di rilevamento delle interferenze radio in Sardegna, a cura dell'Istituto di Radioastronomia, l'ultima delle quali risale ad Maggio 2004 (Ambrosini et al. 1992-2004).

Le rilevazioni sono state effettuate da postazioni distribuite su tutta l'isola (anche a considerevole distanza da Pranu Sanguni) per consentire una migliore identificazione delle possibili sorgenti di segnali interferenti. La strumentazione utilizzata è installata su un furgone FIAT Ducato 14 2500 TDI ed è costituita da : un palo basculante (utilizzato all'estensione di 8 metri) su cui è installato un sistema ricevente a radiofrequenza operante nel range 0.3÷ 18 GHz (inserito in un contenitore stagno), un analizzatore di spettro con copertura fino a 26 GHz, un ricevitore per telecomunicazioni fino a 2 GHz, un sistema TV/VHS, un plotter digitale, un ricevitore GPS, il tutto montato su supporti antivibranti.

Le antenne riceventi sono a polarizzazione lineare (dipoli) e sono state orientate a 45° rispetto all'orizzonte per captare segnali sia in polarizzazione orizzontale che verticale (anche se, eventualmente, attenuati di 3dB).

Si riportano alcuni risultati della quarta campagna svolta nell'Ottobre 2002 (v. figg. 3.1, 3.2 ,3.3), nei grafici in ordinata è presente un simbolo che identifica il livello RL e il passo è di 10 dB.

Data : 10/10/02

Località : SRT - Ingresso sito

Condizioni meteo : variabile

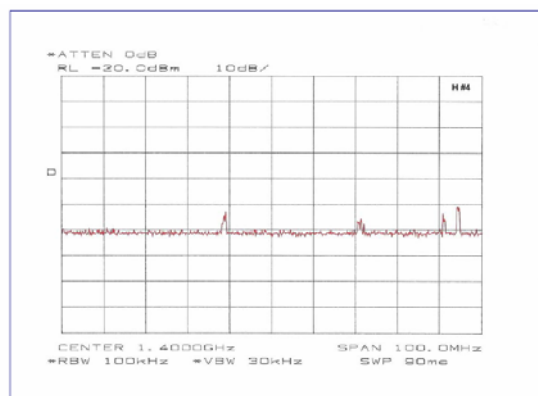


Fig. 3.1 Emissioni a 1.35÷1.45 GHz

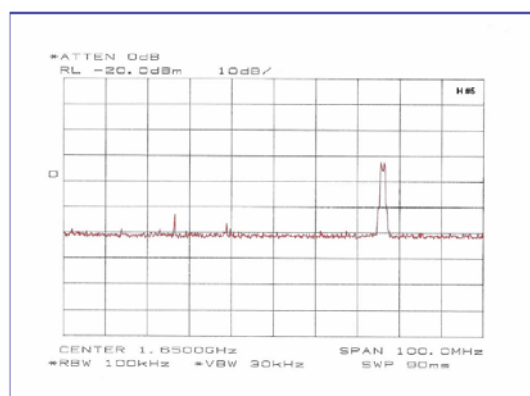


Fig. 3.2 Emissioni a 1.6÷1.7 GHz

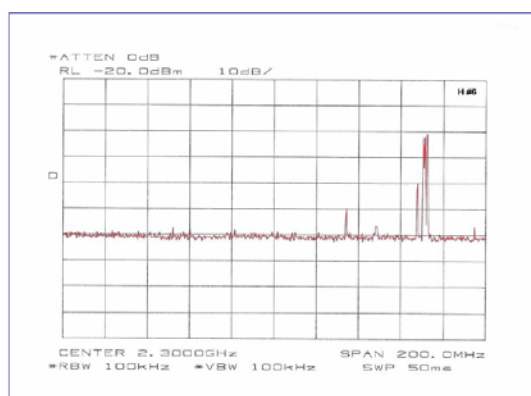


Fig. 3.3 Emissioni a 2.25÷2.35 GHz

L'ultima campagna svolta nel 2004 ha confermato le seguenti frequenze critiche :

- 0.608 GHz (Segnali televisivi analogici e digitali)
- 1.350 GHz (Telefonia mobile)
- 1,420 GHz (Segnale televisivo, purtroppo corrispondente alla ben nota transizione dell'idrogeno neutro)
- 1.730 GHz (Telefonia mobile)
- 2.150 GHz (Telefonia UMTS)
- 2.720 GHz (Varie)
- 2.840 GHz (Varie)
- 3.050 GHz (Varie)

Sopra ai 4,9 GHz non sono state rilevate emissioni radio di origine terrestre.

Come si può notare nel complesso il campo è discretamente libero da emissioni inquinanti, inoltre è auspicabile un'azione burocratico/amministrativa per ridurre ulteriormente le interferenze (soprattutto quelle di natura televisiva), in particolare sarebbe consigliato il riconoscimento di una zona protetta attorno ad SRT con raggio pari ad almeno 3 km.

3.2 L'ASSORBIMENTO ATMOSFERICO

Una delle principali cause di attenuazione di un segnale radio di frequenza compresa tra i 30 e i 300 GHz (onde millimetriche) è l'assorbimento da parte delle molecole costituenti l'atmosfera, in particolare da parte di ossigeno e vapor d'acqua. Queste perdite sono maggiori quando la frequenza del segnale coincide con la frequenza di risonanza (meccanica) della molecola attraversata.

Grazie al cospicuo utilizzo delle onde millimetriche in telecomunicazioni, le risonanze relative a vapor d'acqua e ossigeno sono state oggetto di studi approfonditi, che hanno identificato i picchi di assorbimento rispettivamente a 24 e 60 GHz (il secondo molto più intenso, v. fig. 3.4).

Le regioni di spettro comprese tra queste frequenze sono, da un certo punto di vista, più accessibili per la trasmissione dei segnali radio.

La propagazione delle onde millimetriche è anche influenzata fortemente dalla pioggia, che spesso è costituita da gocce di dimensioni comparabili alla lunghezza d'onda di osservazione, causando lo scattering del segnale radio che le attraversa.

In radioastronomia i segnali che giungono alle antenne sono già intrinsecamente molto deboli e l'ulteriore degradazione operata dall'atmosfera rappresenta un limite non trascurabile da considerare in fase di progettazione e di collocazione dello strumento.

L'assorbimento di radiazione elettromagnetica da parte di un qualsiasi mezzo comporta poi una forma di riemissione della radiazione. In questo caso le molecole di ossigeno e vapor d'acqua e le gocce di pioggia irradiano un segnale che, dal punto di vista dell'antenna ricevente, è del tutto analogo a un rumore aggiuntivo che ne degrada le prestazioni ed è usualmente quantificato in termini di temperatura di rumore atmosferico.

Analogamente si definisce la temperatura di rumore del terreno, considerando che questo in parte riflette la radiazione incidente. La radiazione riflessa dal terreno può essere raccolta dall'antenna sia indirettamente, dai lobi laterali dell'antenna, sia direttamente, da parte dei feeds presenti in fuoco primario.

Considerando trascurabile la T_a (intesa come la potenza proveniente da eventuali radiosorgenti aggiuntive presenti nei pressi del campo osservato) e incorporando in T_{atm} il contributo di T_{bg} (radiazione cosmica di fondo e radiazione di sincrotrone emessa dal disco galattico, la prima pari a circa 2.7 K a ogni elevazione e la seconda dipendente dalla fascia di cielo occupata dal disco stesso) la temperatura di rumore di un sistema ricevente onde radio è dunque costituita da tre termini :

$$T_{sys} = T_{rec.} + T_{atm.} + T_{ground}$$

Alle frequenze critiche diventa dunque indispensabile poter osservare da un luogo il più possibile secco e stabile dal punto di vista meteorologico e poter disporre di una tecnologia ricevente a bassa temperatura di rumore, inoltre occorre considerare che l'attenuazione del segnale sarà tanto maggiore quanto più ci si avvicinerà all'orizzonte durante l'osservazione (bassi valori di elevazione), in quanto lo spessore atmosferico attraversato dal segnale è maggiore.

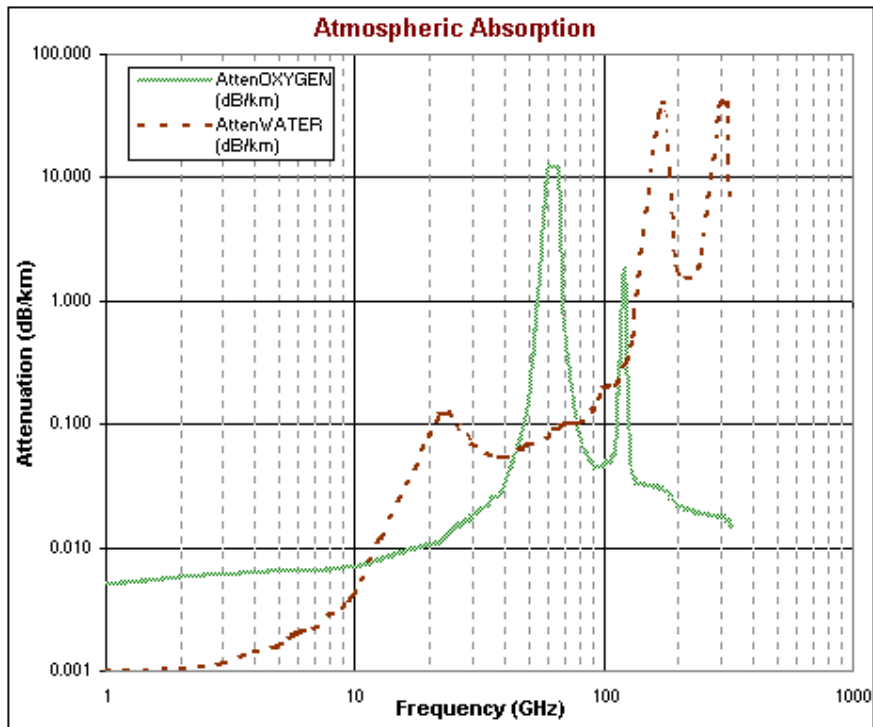


Fig. 3.4 : Attenuazione media del segnale in funzione della frequenza, al livello del mare, umidità 75%, temperatura ambiente 10°C

In generale la temperatura atmosferica è stimabile con la seguente (Rybicki, Lightman 1979) :

$$T_{atm.} = T_{air} \left(1 - e^{-\frac{\tau}{\sin z}} \right)$$

T_{air} = temperatura ambiente

z = angolo di elevazione

τ = opacità atmosferica

L'opacità dipende fortemente dalla frequenza (v. fig. 3.5) e per misurarla occorrono campagne osservative condotte con appositi radiometri. Valori tipici in condizioni di precisione sono 0.05 ± 0.1 .

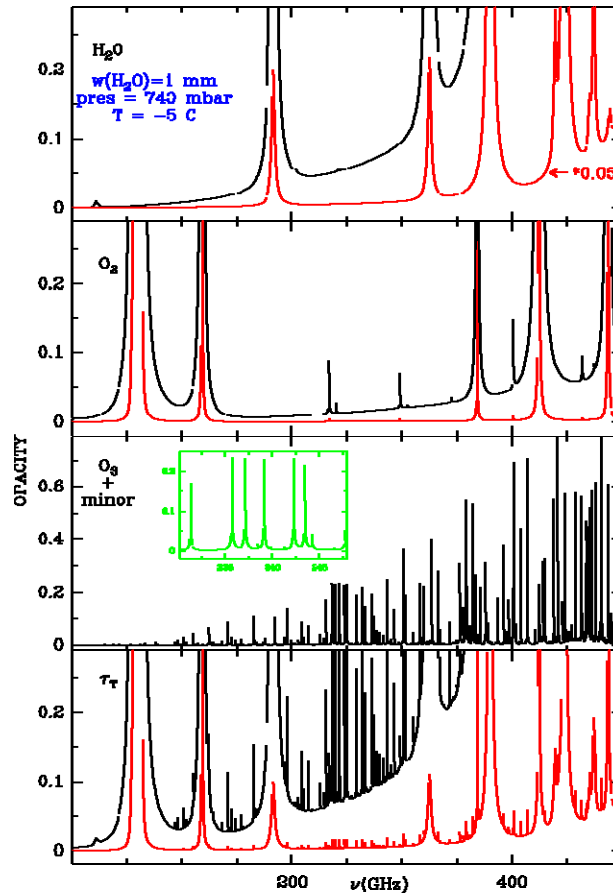


Fig. 3.5 : Opacità atmosferica in funzione della frequenza, elevazione 90°, 2.5 km s.l.m., aria secca (IRAM, 1999)

Durante il 1999 è stata condotta una campagna di osservazioni presso il sito di SRT (Ambrosini et al. 1999) volta a valutare l'opacità atmosferica alla frequenza critica di 23 GHz.

Lo scopo dello studio era valutare la percentuale di ore annue in cui l'opacità si è mantenuta nel range 0.05 ± 0.1 , i risultati sono mostrati in tabella 13.

MESE	23.8 GHz			31.4 GHz		
	% ($\tau < 0.1$)	ore ($\tau < 0.1$)	% ($\tau < 0.05$)	ore ($\tau < 0.05$)	% ($\tau < 0.1$)	ore ($\tau < 0.1$)
Gennaio	65.769	328	45.793	228	79.948	399
Febbraio	73.323	444	57.377	347	89.808	543
Marzo	69.568	466	57.187	383	85.333	572
Aprile	60.982	397	57.449	374	92.213	600
Maggio	9.800	53	8.556	46	93.782	507
Giugno	15.416	100	13.493	88	98.089	638
Luglio	1.742	12	0.124	1	92.235	622
Agosto	0.541	4	0	0	91.228	601
Settembre	1.374	9	0	0	76.140	487
Ottobre	7.117	44	0	0	89.178	549
Novembre	23.648	108	1.132	5	71.726	327
Dicembre	57.062	374	11.697	77	81.969	538

Tabella 13 : Opacità misurata nel 1999 presso il sito di SRT a 23 GHz

3.3 CONDIZIONI DI OSSERVABILITA'

Per fare una valutazione realistica della situazione meteorologica nella quale mediamente lavorerà SRT, si sono analizzati i dati delle stazioni Villasalto (555 m s.l.m.) e Siurgus Donigala (420 m s.l.m.) , installate dal Servizio Agrometeorologico Regionale della Sardegna (SAR) e molto vicine a Pranu Sanguni (v. fig. 3.6).

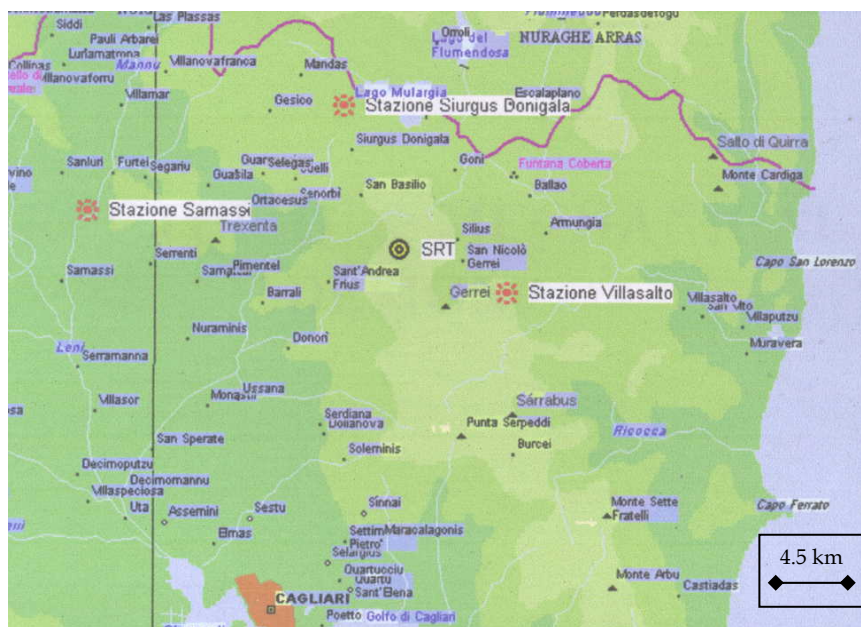


Fig. 3.6 : Stazioni meteorologiche del SAR

Con riferimento alla tabella 1 (Cap. 2) , al fine di calcolare la percentuale annua di condizioni osservative di precisione, normali ed estreme, si sono analizzati i dati dal 01/01/1999 al 31/12/2003, campionati ogni 3 ore e relativi a : temperatura, umidità, precipitazioni, vento medio a 10 metri dal suolo.

Si sono considerati come particolarmente rilevanti i dati della stazione Villasalto, mentre i dati della stazione Siurgus Donigala sono stati utilizzati come sostitutivi qualora i primi non fossero disponibili.

Poiché le stazioni considerate sono installate in punti particolarmente esposti, al fine di monitorare le variazioni climatiche in campo aperto, le percentuali calcolate sono da considerarsi i valori minimi aspettati, SRT infatti sarà maggiormente protetto dalla morfologia stessa del sito in cui verrà installato.

In tabella 14 e fig. 3.7 i risultati dell'analisi svolta.

	Precisione	Normale	Estremo	Non rilevate
Totale ore nei 5 anni	5241	21930	15849	780
Media annua (ore)	1048	4386	3170	156
Media annua (%)	12	50	36	2
Media annua (giorni)	44	183	132	7
Media annua (mesi)	1.5	6.1	4.4	0.2

Tabella 14 : Percentuali minime relative alle condizioni di osservazioni stimate per SRT

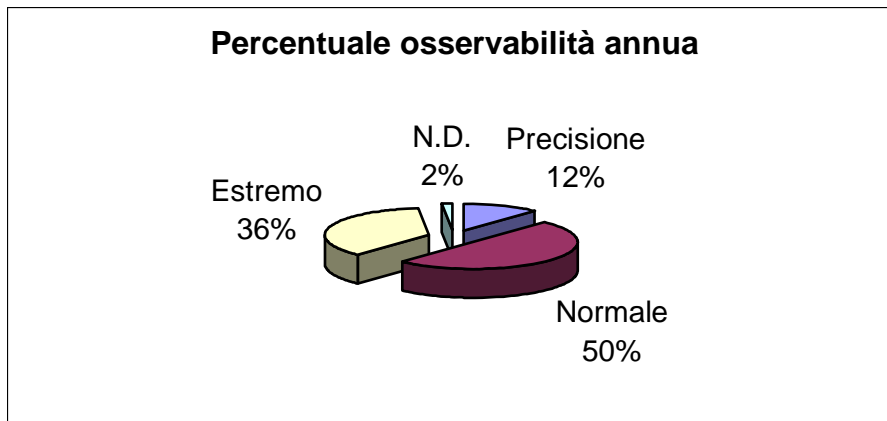


Figura 3.7 : SRT, percentuali minime di osservazione previste in un anno.

La temperatura del cielo prevista è stata stimata come segue : a 23 GHz si sono associati ai valori dell'opacità misurati nel 1999 i valori della temperatura ambiente media nei mesi dello stesso anno e si è considerata la media annua risultante ($T_{air} = 287$ K , mantenuta come temperatura media anche nei calcoli successivi; $\sigma \approx 8$), i valori dell'opacità alle frequenze non critiche sono stati estrapolati dai valori dichiarati da diversi strumenti (Effelsberg, Medicina), la frequenza di 60 GHz non è stata considerata a causa degli elevati valori di attenuazione causati dall'ossigeno (in generale è sconsigliato fare osservazioni radio da terra a questa frequenza), i valori per frequenze superiori a 80 GHz sono stati stimati approssimativamente da fig. 3.5.

Componendo la stima della temperatura del terreno (trascurabile per le osservazioni in fuoco gregoriano e BWG) effettuata dalla Vertex (Optics and RF design, 2000) e le temperature di rumore previste per i ricevitori, per un elevazione di 45° si sono ottenuti i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	τ	Tatm (K)	Tground (K)	Trec (K)	Tsys (K)
0.3	0,041	16	6	30	52
0.6				25	
1	0,012	5	8		
1.5	0,012	5	10	5	20
2	0,012	5	5		
3	0,012	5	5		
4	0,012	5	5		
5	0,012	5	-	15	20
7	0,015	6	-	15	21
8	0,015	6	7		
9	0,015	6	-	10	16
13	0,038	15	-	14	29
17	0,078	30	-	18	48
23	0,166	60	-	21	81
32	0,051	20	-	14	34
43	0,051	20	-	40	60
80	0,232	80	-	91	171
100	0,232	80	-	106	186

Tabella 15 : Temperature di sistema previste per SRT a 45° di elevazione

4. PRESTAZIONI E CONFRONTO CON GLI ALTRI STRUMENTI

4.1 PRESTAZIONI PREVISTE DI SRT

Al fine di valutare l'effettiva competitività dello strumento in fase di costruzione, si espone di seguito un riassunto delle prestazioni previste di SRT, confrontate con le prestazioni degli strumenti analoghi di punta attualmente attivi a livello internazionale.

In sostanza è stato realizzato un grafico di confronto, per quanto riguarda l'osservazione nel continuo, in termini di sensibilità.

Ricordando che vale la seguente :

$$A_g \cdot \frac{10^{-26}}{2 \cdot K_B} \approx 1,166$$

E componendo i dati ricavati nei capitoli precedenti, si ottengono le seguenti prestazioni :

ν_0 (GHz)	Eff. Totale (%)	T sis. (K)	G (K/Jy)	G (dBi)	SEFD (Jy)
0.3	58.7	52	0.684	43.5	76
0.6					
1					
1.5	59.4	20	0.693	57.5	29
2					
3					
4					
5	57.7	20	0.673	67.9	30
7	57.7	21	0.673	70.8	31
8					
9	60.8	16	0.709	73.3	23
13	60.0	29	0.700	76.4	42
17	57.0	48	0.665	78.3	72
23	56.1	81	0.654	81.0	124
32	54.5	34	0.635	84.1	54
43	52.5	60	0.612	86.1	98
86	39.7	171	0.463	90.9	369
100	34.7	186	0.405	91.7	460

Tabella 16 : Prestazioni di SRT

Per calcolare la sensibilità, si è utilizzata la seguente :

$$\Delta S = \frac{\alpha T_{sys}}{G \sqrt{\Delta \nu \tau n N_{IF}}}$$

α = costante di sensibilità (=1)

T_{sys} = temperatura di sistema

G = guadagno (K/Jy)

$\Delta \nu$ = banda di osservazione

τ = tempo di integrazione in secondi (= 1)

n = numero di osservazioni su cui si media (=1)

N_{IF} = numero di canali disponibili (= 2)

Si sono quindi calcolati i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	$\Delta\nu$ (MHz)	$\Delta S(mJy\sqrt{s})$
0.3	40	8.494
1.5	80	2.283
5	1500	0.543
7	2000	0.494
9	2000	0.357
13	2000	0.655
17	2000	1.142
23	2000	1.958
32	2000	0.846
43	2000	1.550
86	2000	5.841
100	2000	7.269

Tabella 17 : Sensibilità di SRT

4.2 PRESTAZIONI DI GBT

Il Green Bank Telescope è un radiotelescopio del diametro approssimativo di 100 metri, situato a Green Bank (West Virginia-USA) a 800 metri s.lm in una zona tutelata per legge dalle interferenze in banda radio (GBT User's manual 2001).

E' forse lo strumento attualmente più all'avanguardia nel suo genere : la configurazione è gregoriana ma lo specchio primario è una sezione di un paraboloide con fuoco presso i bordi del riflettore (l'asimmetria è voluta al fine di minimizzare l'ostruzione da parte dello specchio secondario, sostenuto da un unico "braccio" fuori dall'asse focale). Una volta raggiunta la piena operatività, la struttura sarà interamente sotto controllo attivo e il range di osservazione andrà dai 100 MHz ai 100 GHz e più.

Il potere risolutivo a 100 GHz sarà di 7.4 arcsec.

$$A_g \cdot \frac{10^{-26}}{2 \cdot K_B} \approx 2,847$$

ν_0 (GHz)	Eff. Totale (%)	T ric. (K)	T sis. (K)	G (K/Jy)	G (dBi)	SEFD (Jy)
0.3		15	70	2.200	48.6	32
0.6		15	48	2.200	54.6	22
1		15	22	2.200	59.0	10
1.5		6	20	2.100	62.3	10
2		9	24	2.100	64.8	11
5		12	25	2.000	72.6	13
9	71.0	13	21	2.000	76.7	11
13		14	27	1.900	80.7	14
23	68.0	21	40	1.800	85.4	22
43	60.0	30	35	1.800	88.2	19
86	35.0		100	1.100	94.2	91
100				0.750	94.4	

Tabella 18 : Prestazioni di GBT

Mediante la formula usata in precedenza si sono calcolati i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	$\Delta\nu$ (MHz)	$\Delta S(mJy\sqrt{s})$
0.3	240	1.452
0.6	240	0.996
1	240	0.456
1.5	800	0.238
2	1000	0.256
5	2000	0.198
9	2400	0.152
13	3500	0.170
23	4500	0.234
43	4000	0.217

Tabella 19 : Sensibilità di GBT

4.3 PRESTAZIONI DEL VLA

Il Very Large Array è un interferometro costituito da 27 antenne di 25 metri di diametro, disposte a Y nella Piana di San Agustin a Socorro (2100 metri s.l.m., Nuovo Messico - USA).

La distanza massima tra le antenne è di 36 km, che, a 43 GHz, fornisce un potere risolutivo di 0.04 arcsec (VLA, G. Taylor 2004).

Le antenne non sono sotto controllo attivo, quindi c'è da aspettarsi un calo nelle prestazioni al variare dell'angolo di elevazione.

Sul documento, presente in rete, è riportata la seguente formula per il calcolo della sensibilità :

$$\Delta S = \frac{K}{\sqrt{N(N-1)\Delta\nu\tau n N_{IF}}}$$

$$K = \sqrt{\frac{1}{3600}} \cdot \frac{T_{sys}}{G} \cdot \frac{1}{\eta_S} = \frac{0.12T_{sys}}{\eta_A}$$

η_A = efficienza d'antenna

η_S = efficienza di campionamento (=0.78)

G = guadagno della singola antenna (=0.178 η_A)

N = numero di antenne costituenti l'array (=27)

N_{IF} = numero di canali disponibili (= 4)

τ = tempo di integrazione in ore

$\Delta\nu$ = banda di osservazione

n = numero di osservazioni su cui si media (=1)

Per completezza si riporta il calcolo teorico dell'area equivalente di un array di 27 antenne di 25 m di diametro (per una singola antenna $A_g = 491 \text{ mq}$) :

$$A_e \approx 491 \cdot \sqrt{N \cdot (N-1)} \approx 13009 \text{ mq} , D_e \approx 129 \text{ m}$$

N = numero di antenne costituenti l'array (=27)

D_e = diametro equivalente

Nel documento di riferimento sono presenti i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	Eff. Totale (%)	T sis. (K)	G (K/Jy)	SEFD (Jy)
0.3	40.0	150	3.334	45
1.5	55.0	35	4.584	8
5	69.0	45	5.750	8
8	63.0	35	5.250	7
13	58.0	120	4.834	25
23	40.0	70	3.334	21
43	35.0	80	2.917	27

Tabella 20 : Prestazioni di VLA

ν_0 (GHz)	$\Delta\nu$ (MHz)	$\Delta S(mJy\sqrt{s})$
0.3	3.125	28.706
1.5	43	1.313
5	43	1.346
8	43	1.146
13	43	4.270
23	43	3.611
43	43	4.717

Tabella 21 : Sensibilità di VLA

4.4 PRESTAZIONI DELL' EVLA PHASE 1

Attualmente è in atto un aggiornamento del VLA, come prima fase del progetto si sta modificando la strumentazione elettronica di ricezione (in particolare i vecchi ricevitori verranno sostituiti con quelli più recenti analoghi a quelli in uso presso il GBT).

Successivamente (Phase 2) verranno aggiunte otto antenne e si costruirà un nuovo correlatore che, rispetto all'attuale, avrà banda più larga e un numero di canali superiore (Construction Project Book 2001).

I dati seguenti sono relativi alla prima fase di aggiornamento (i parametri geometrici sono dunque gli stessi di VLA).

Dai dati relativi ai nuovi ricevitori, considerando che $N_{IF}=2$, si ottengono i seguenti valori.

ν_0 (GHz)	Eff. Totale (%)	T sis. (K)	G (K/Jy)	SEFD (Jy)
1.5	50.0	26	4.167	6
3	62.0	29	5.167	6
5	60.0	31	5.000	6
9	56.0	34	4.667	7
17	54.0	39	4.500	9
23	51.0	54	4.250	13
32	39.0	45	3.250	14
43	34.0	66	2.834	24

Tabella 22 : Prestazioni di EVLA

ν_0 (GHz)	$\Delta\nu$ (MHz)	$\Delta S(mJy\sqrt{s})$
1.5	1000	0.315
3	2000	0.200
5	4000	0.156
9	4000	0.184
17	6000	0.178
23	8000	0.227
32	8000	0.247
43	8000	0.415

Tabella 23 : Sensibilità di EVLA

4.5 PRESTAZIONI DELL' EFFELSBERG RT

Il radiotelescopio di Effelsberg (Germania) è installato a 319 metri s.l.m a 40 km a sud di Bonn e, con un diametro complessivo di 100 metri, attualmente è lo strumento più grande in Europa ed è il più accreditato. La configurazione è gregoriana, ma la superficie del riflettore è continua solo per un diametro di 80 metri (Max Plank Institut für Radioastronomie, 2003), successivamente, fino a un diametro di 85 metri è costituita da pannelli forati di alluminio e per i 5 metri esterni da una sottile rete metallica. Il range di frequenze osservabili è analogo a quello di GBT, ma la geometria di Effelsberg non è sotto controllo attivo, dunque, come per il VLA c'è da aspettarsi un peggioramento dei parametri dichiarati al variare dell'angolo di elevazione.

Il potere risolutivo a 23 GHz è di 35 arcsec.

Dai dati dichiarati si ottiene :

$$\nu_0 < 6GHz \rightarrow A_g \cdot \frac{10^{-26}}{2 \cdot K_B} \approx 2,847; \quad 6 < \nu_0 < 43GHz \rightarrow A_g \cdot \frac{10^{-26}}{2 \cdot K_B} \approx 2.057; \quad \nu_0 > 43GHz \rightarrow \frac{10^{-26}}{2 \cdot K_B} \approx 1.822$$

ν_0 (GHz)	T sis. (K)	G (K/Jy)	SEFD (Jy)
1	126.6	1.800	70
1.5	28.0	1.500	19
3	47.2	1.796	26
5	29.0	1.499	19
7	34.4	1.500	23
8	29.0	1.200	24
9	48.6	1.300	37
13	50.0	0.999	50
17	46.8	0.895	52
23	58.7	0.923	64
32	96.2	0.910	106
43	136.4	0.451	302
86	165.8	0.103	1610

Tabella 24 : Prestazioni di Effelsberg

ν_0 (GHz)	$\Delta\nu$ (MHz)	N_{IF}	$\Delta S(mJy\sqrt{s})$
1	100	2	4,974
1.5	120	2	1,206
3	500	1	1,175
5	1000	4	0,433
7	1200	2	0,513
8	400	2	0,494
9	200	2	1,322
13	2000	2	0,792
17	800	1	1,850
23	500	2	2,010
32	800	2	2,642
43	500	2	9,555
86	2000	3	20,789

Tabella 25 : Sensibilità di Effelsberg

4.6 CONFRONTO TRA I 5 STRUMENTI

Di seguito, in fig. 4.1, il grafico logaritmico riassuntivo delle prestazioni dei diversi strumenti, in termini di sensibilità al variare della frequenza.

Come risulta evidente e inconfutabile dalle curve ottenute, SRT si candida a essere il migliore strumento in Europa.

Il confronto con i radiotelescopi americani (che possono avvalersi di grandi dimensioni, di elevati standard tecnologici e, inoltre, di grandi capitali a disposizione) mostra che, di fatto, lo scarto tra le performance raggiunte negli USA e quelle raggiungibili da SRT è molto inferiore a quanto si potrebbe pensare considerando le minori risorse.

Il confronto con il radiotelescopio di Effelsberg mostra invece che, nonostante le dimensioni inferiori, SRT, grazie a una tecnologia molto più innovativa (in particolare le tecniche di controllo attivo delle superfici) è in grado di offrire prestazioni migliori, potendo così sostituirsi ad Effelsberg come strumento di punta europeo.

Oltre ad affiancarsi agli strumenti di classe 100 metri, SRT avrà come peculiarità la copertura continua del range 0.3÷100 GHz che renderà impiegabili gli alti valori di sensibilità in tutti i campi della ricerca radioastronomica (polarimetria, pulsars, masers e megamasers, spettroscopia, quasars, ecc...).

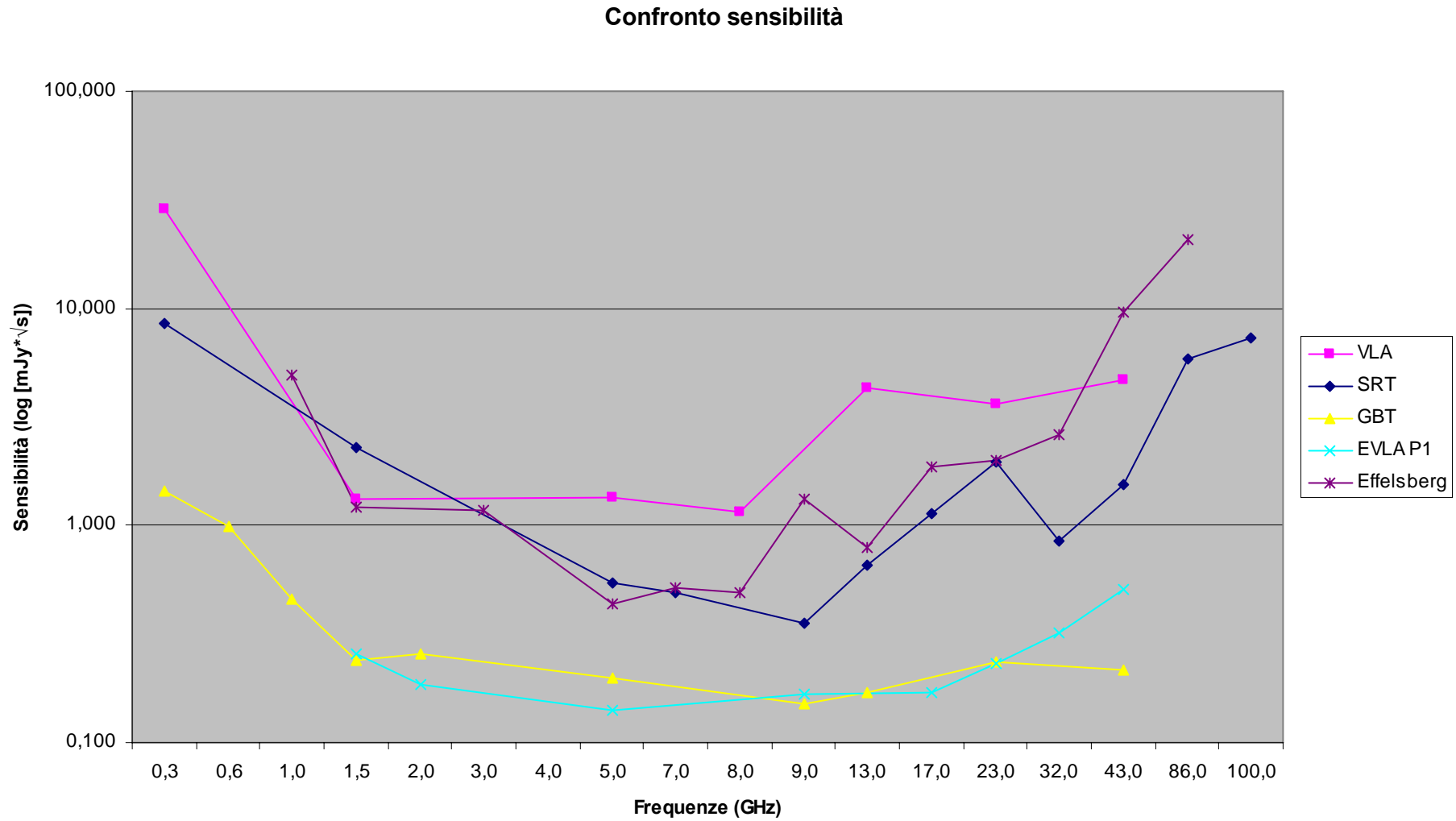


Fig. 4.1 : Confronto delle sensibilità per le osservazioni nel continuo. Si sono considerate le condizioni di osservazione più favorevoli e un angolo di elevazione pari a 45° .

4.7 STABILITA' DELLE EFFICIENZE

Come già citato nel paragrafo 2.5 le efficienze dichiarate nei documenti di riferimento per i vari strumenti sono da considerarsi valori massimi, previsti per l'angolo di elevazione ideale da un punto di vista strutturale (in genere le antenne paraboliche sono progettate per avere come angolo di elevazione ottimale 45°).

Durante l'inseguimento di una sorgente, l'antenna percorre un arco che tipicamente va da 20° a 75°, all'interno del quale l'efficienza varia sensibilmente, a causa delle deflessioni gravitazionali. Tra gli strumenti citati nel confronto solo SRT e GBT avranno a disposizione le tecniche attive necessarie per compensare le variazioni nella geometria, rendendo le efficienze dichiarate indipendenti dall'angolo di elevazione.

A partire dalle interpolazioni delle curve di guadagno, dichiarate dagli enti responsabili dei vari strumenti, si è calcolata la stabilità k per alcune frequenze significative.

Si riporta, per praticità, la definizione di k :

$$k = \frac{\int_{\varepsilon_1}^{\varepsilon_2} f(\varepsilon) d\varepsilon}{\int_{\varepsilon_1}^{\varepsilon_2} \eta_A d\varepsilon}$$

k = stabilità dell'efficienza massima dichiarata (=100% per strumenti dotati di tecniche attive)

η_A = efficienza massima dichiarata

$f(\varepsilon)$ = andamento dell'efficienza al variare dell'angolo di elevazione

$\varepsilon_1 \div \varepsilon_2$ = escursione in elevazione durante l'inseguimento (20°÷75°)

. Effelsberg

ν_0 (GHz)	Interpolazione di tipo $f(\varepsilon) = a\varepsilon^2 + b\varepsilon + c$	η_A (%)	k (%)	η_A effettiva (%)
13	$c = 4.281 \cdot 10^1, b = 2.308 \cdot 10^{-1}, a = -2.291 \cdot 10^{-3}$	48.6	98.8	48.0
23	$c = 3.986 \cdot 10^1, b = 2.996 \cdot 10^{-1}, a = -4.174 \cdot 10^{-3}$	45.2	96.5	43.6
43	$c = 1.729 \cdot 10^1, b = 4.476 \cdot 10^{-1}, a = -6.269 \cdot 10^{-3}$	25.2	90.5	22.8
86	$c = 3.810 \cdot 10^0, b = 1.380 \cdot 10^{-1}, a = -2.174 \cdot 10^{-3}$	6.0	81.9	4.9

Tabella 26 : Stabilità dell'efficienza di Effelsberg ad alcune frequenze

.VLA (Antenne N°6 e N°22)

ν_0 (GHz)	N° Antenna	Interpolazione di tipo $f(\varepsilon) = a\varepsilon^2 + b\varepsilon + c$	η_A (%)	k (%)	η_A effettiva (%)
15	6	$c = 5.512 \cdot 10^1, b = 1.343 \cdot 10^{-1}, a = -1.639 \cdot 10^{-3}$	57.9	99.1	57.3
15	22	$c = 5.914 \cdot 10^1, b = 2.096 \cdot 10^{-1}, a = -1.869 \cdot 10^{-3}$	57.9	100	57.9
23	6	$c = 3.623 \cdot 10^1, b = 2.011 \cdot 10^{-1}, a = -2.777 \cdot 10^{-3}$	39.9	97.3	38.8
23	22	$c = 3.284 \cdot 10^1, b = 3.104 \cdot 10^{-1}, a = -3.415 \cdot 10^{-3}$	39.9	97.8	39.0
43	6	$c = 2.808 \cdot 10^1, b = 3.288 \cdot 10^{-1}, a = -4.072 \cdot 10^{-3}$	34.8	96.2	33.5
43	22	$c = 2.826 \cdot 10^1, b = 3.309 \cdot 10^{-1}, a = -4.426 \cdot 10^{-3}$	34.8	94.5	32.9

Tabella 27 : stabilità dell'efficienza delle singole antenne del VLA, per alcune frequenze

Poiché l'andamento delle curve è circa uguale per tutte le antenne che compongono il VLA, in prima approssimazione si possono identificare i parametri delle singole antenne con quelli dell'interferometro.

5. SRT E LE RETI VLBI

5.1 VLBI ITALIANA

La costruzione di SRT, grazie alle sue caratteristiche e alla sua collocazione, consentirà la nascita della prima rete VLBI italiana, infatti la combinazione con i radiotelescopi esistenti di Medicina e Noto (entrambi paraboloidei di 32 metri di diametro) genera un'interessante configurazione geometrica a triangolo (vedi fig. 5.1), con baselines comprese tra i 500 e i 900 km.

L'eventuale inserimento successivo del radiotelescopio di Matera renderebbe poi ancora più efficiente il sistema, aggiungendo tre baselines più corte (400 ÷ 700 km) e favorendo l'ulteriore uniformità di copertura del piano u-v.

Radiotelescopio	Latitudine	Longitudine
Medicina	44° 31' 14" N	11° 38' 49" E
Noto	36° 52' 34" N	14° 59' 21" E
SRT	39° 29' 50" N	09° 14' 40" E

Tabella 28 : Coordinate dei radiotelescopi italiani

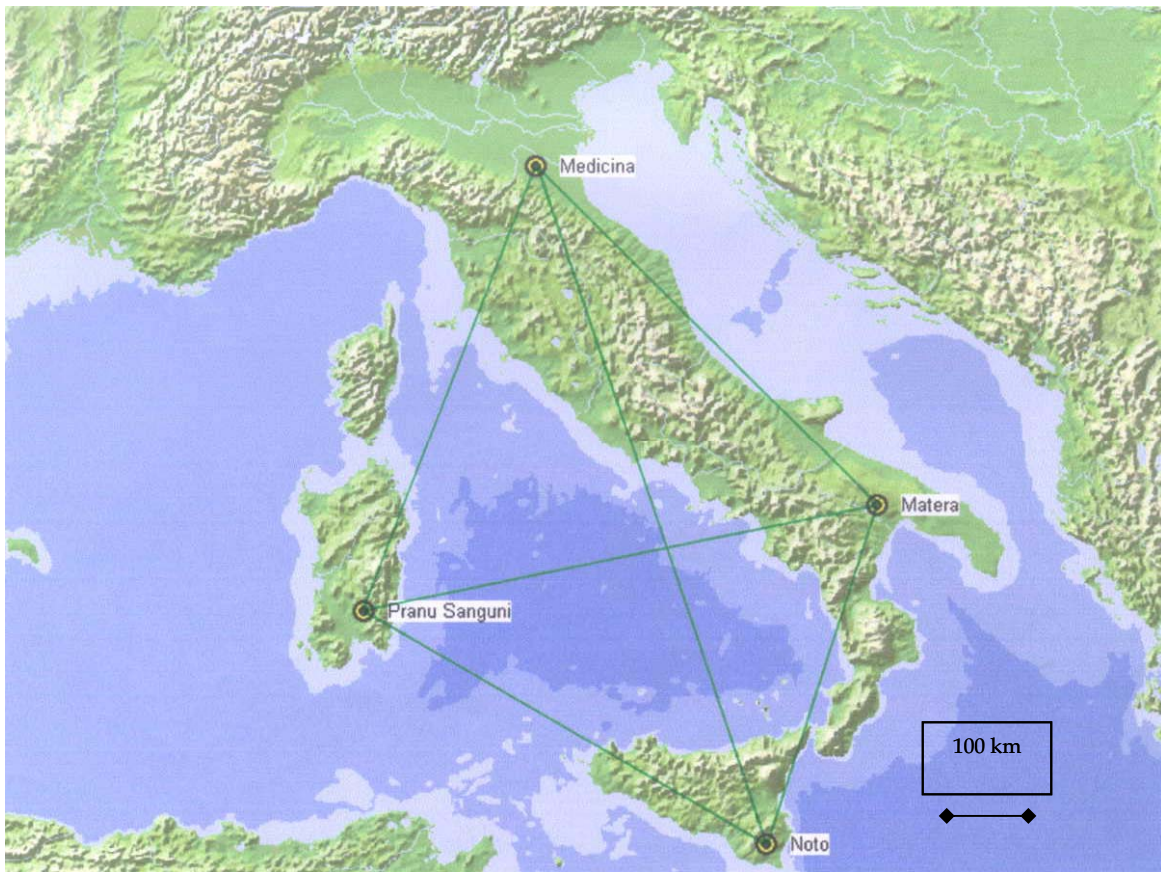


Fig. 5.1 : Rete VLBI italiana a 4 antenne

Baselines (km)	
Medicina/Noto	878
Medicina/SRT	580
Noto/SRT	562

Tabella 29 : Baselines

I parametri caratterizzanti la rete VLBI italiana nella sua prima configurazione (a 3 antenne) sono i seguenti :

- Area geometrica equivalente

$$A_{eq} = \sqrt{\sum_{i \neq j} A_i A_j} \text{ m}^2$$

Si ottiene uno strumento virtuale di area geometrica pari a 2413,012 mq.

Aree geometriche (mq)	
Medicina	804
Noto	804
SRT	3217
VLBI	2413

Tabella 30 : Area geometrica equivalente

- Potere risolutivo

Poichè i tre strumenti non hanno caratteristiche geometriche uguali e non sono equidistanti, non esiste una formulazione semplice per il calcolo del potere risolutivo risultante. Tuttavia è possibile fare una prima stima utilizzando la seguente formula approssimata :

$$P.R._{eq} = \frac{\lambda}{2D_{\max}} \cdot 206265''$$

D_{\max} = baseline più lunga

ν_0 (GHz)	P.R. (")			
	Medicina	Noto	SRT	VLBI
1.6	1474	1474	731	0.02
5	472	472	234	0.007
9	262	262	130	0.004
13	181	181	90	0.003
23	103	103	51	0.002

Tabella 31 : Potere risolutivo complessivo

La dimensione angolare massima di un oggetto rivelabile in VLBI è determinata dalla lunghezza della baseline più corta a disposizione.

$$D.A. = \frac{\lambda}{2D_{\min}} \cdot 206265 \text{ [arc sec]}$$

D_{\min} = baseline più corta

ν_0 (GHz)	D.A. (arcsec)
1.6	0.03
5	0.01
9	0.006
13	0.004
23	0.003

Tabella 32 : Dimensione angolare massima

- Sensibilità (C. Walker 1990)

$$\Delta S = \frac{\eta_B}{\sqrt{\Delta \nu \tau \left[\left(\sum_i \frac{G_i}{T_i} \right)^2 - \sum_i \left(\frac{G_i}{T_i} \right)^2 \right]}}$$

- η_B = fattore di perdita (= 2)
 $\Delta \nu$ = banda di osservazione (= 32 MHz)
 τ = tempo di osservazione (= 1h)
 G_i = guadagno del singolo strumento
 T_i = temperatura di sistema del singolo strumento

ν_0 (GHz)	Sensibilità (mJy) 32 MHz x 1h			
	Medicina	Noto	SRT	VLBI
1.6	1.888	1.291	0.042	0.408
5	0.393	0.289	0.039	0.233
9	0.268	1.058	0.034	0.327
13	2.333	0.411	0.033	0.559
23	1.575	1.941	0.070	0.995

Tabella 33 : Sensibilità

La sensibilità può anche essere calcolata in termini di singole baselines. In tabella 34 sono riportati i calcoli effettuati per le frequenze 1.6 e 5 GHz, con banda 32 MHz e tempo di integrazione pari a 10 minuti.

5 GHz \ 1.6 GHz	Sensibilità (mJy)		
	Medicina	Noto	SRT
Medicina		6,982	1,326
Noto	2,306		1,551
SRT	0,922	0,765	

Tabella 34 : Sensibilità delle singole baselines

La qualità di un'immagine è determinata dalla densità e dalla distribuzione delle tracce nel piano u-v. Queste tracce sono generate dalla proiezione delle baselines su un piano perpendicolare alla direzione antenna-sorgente.

In figura 5.2 una simulazione del piano u-v della rete VLBI italiana con SRT (J. Brand).

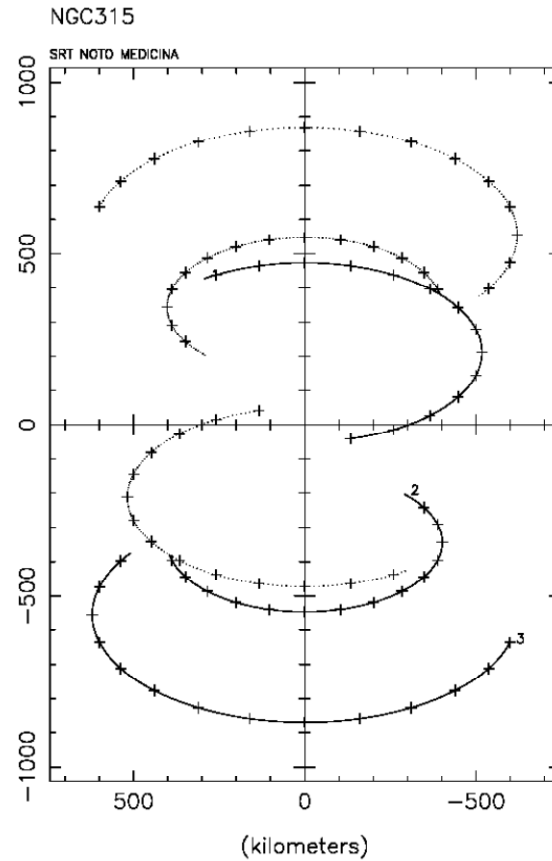


Figura 5.2 : Simulazione VLBI nella configurazione a 3 antenne

5.2 RETE MERLIN

La rete VLBI MERLIN è costituita da 7 antenne localizzate in Gran Bretagna (MERLIN User's guide 2003), di cui due installate entrambe presso l'Osservatorio di Jodrell Bank. La massima baseline (Knockin/Cambridge) è di circa 217 km, la minima è di circa 10 km.

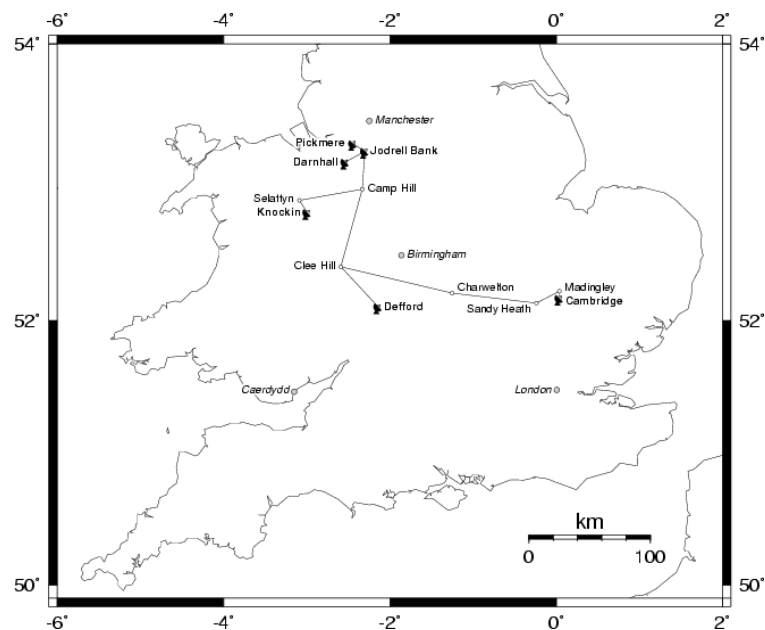


Fig. 5.3 : Rete MERLIN

- Area geometrica equivalente

Aree geometriche (mq)	
Pickmere	491
Knockin	491
Defford	491
Cambridge	804
Darnhall	491
J.B. Mark II	531
J.B. Lovell	4536
VLBI	4411

Tabella 35 : Area geometrica equivalente.

Nel documento di riferimento sono presenti i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	N° antenne	P. R. (arcsec)	Dim. Angolare massima (arcsec)	Sensibilità (mJy) 16 MHz x 12h
0.15	6	1.4	40	7
0.4	6	0.5	15	0.7
1.7	6	0.15	4	0.06
5	6	0.04	1.2	0.05
22	5	0.008	0.25	0.4

Tabella 36 : Parametri della rete MERLIN

5.3 SRT IN EVN

Attualmente la rete EVN (European VLBI Network, v. fig. 5.5) è costituita di 18 antenne di cui 14 distribuite in Europa (Italia, Gran Bretagna, Finlandia, Spagna, Germania, Polonia, Svezia, Olanda) e 4 extraeuropee (Cina, Portorico, Sudafrica). Le baselines più lunghe a disposizione sono 2279 km per le sole antenne europee e 9222 km includendo le antenne cinesi (EVN User's guide).

La baseline più corta è quella relativa alle antenne tedesca e olandese, che porta alla dimensione angolare massima mappabile con EVN : circa 0.1 arcsec a 1.5 GHz. Per mappare oggetti più grandi è possibile integrare EVN con la rete MERLIN, così come, per ottenere poteri risolutivi maggiori, è possibile integrare EVN con la rete VLBA (la VLBI americana) e con il radiotelescopio orbitante giapponese SVLBI.

Considerando le sole antenne europee, sono dichiarati i seguenti valori :

ν_0 (GHz)	P. R. (marcsec)	Dim. Angolare massima (arcsec)	Sensibilità (mJy) 64 MHz x 8h
1.6	15	0.1	0.011
5	5	-	0.014
8.4	3	-	0.017
22	1	-	0.087
43	0.6	-	0.487

Tabella 37 : Parametri della rete EVN

In figura 5.4 una simulazione del piano u-v a 1.6 GHz

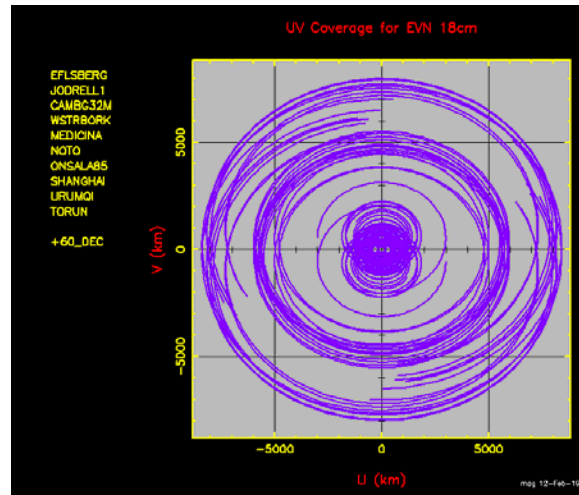


Figura 5.4 : EVN, simulazione u-v

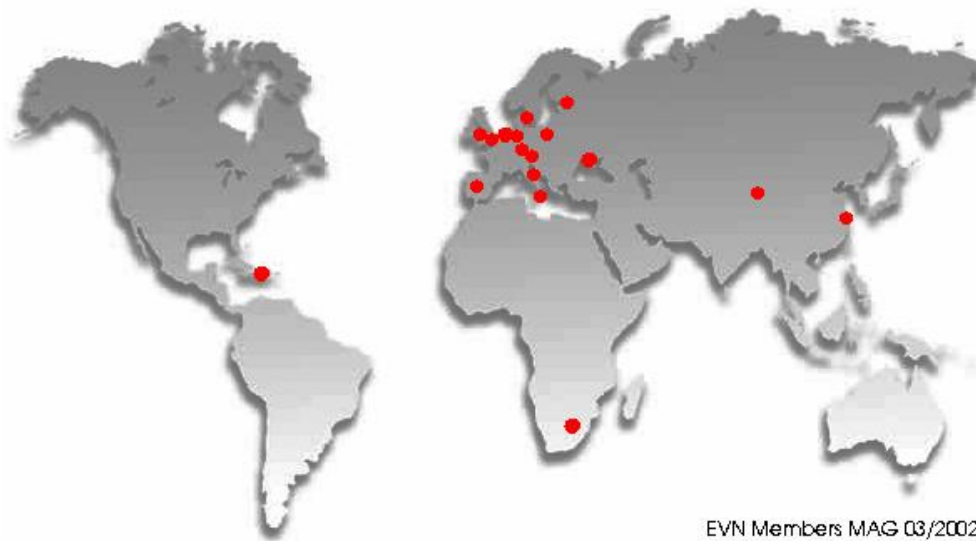


Fig. 5.5 Rete EVN, incluse le antenne cinesi, sudafricana e portoricana (Arecibo)

Una volta operativo SRT potrà essere inserito in EVN, aumentando le prestazioni della rete alle basse frequenze (aumento della baseline sensitivity) e dando un forte contributo alle osservazioni VLBI alle alte frequenze, dove solo pochi strumenti sono operativi.

In figura 5.6 una simulazione del piano u-v a 22 GHz (28 MHz, 13 ore di osservazione) con e senza SRT (T. Venturi, D. Dallacasa 2001).

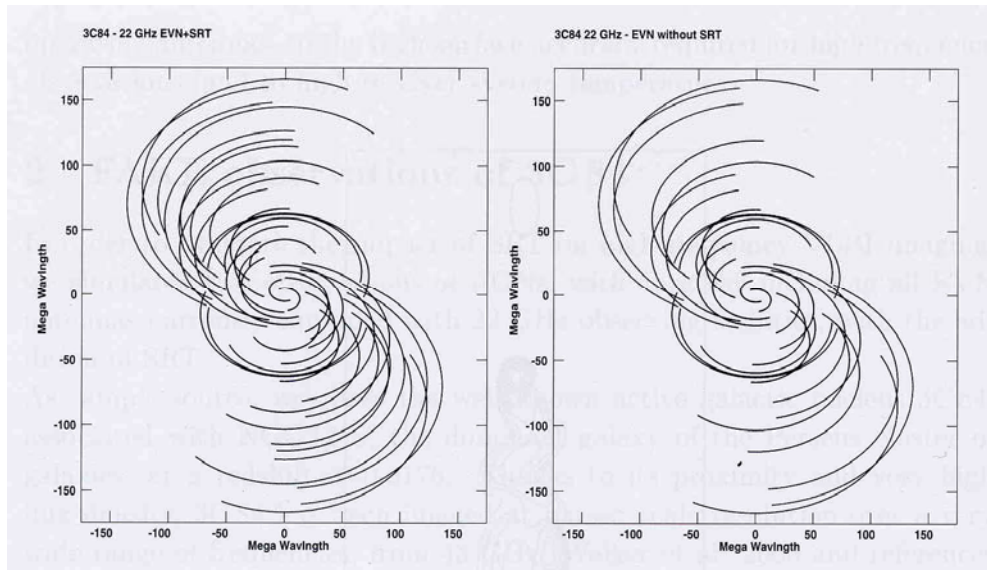


Figura 5.6 : Simulazione della copertura u-v a 22 GHz di EVN con SRT (a sinistra) e senza SRT (a destra).

Come si può notare il vantaggio in termini di qualità dell'immagine sarà notevole con l'introduzione di SRT, mentre non ci saranno sostanziali incrementi nel potere risolutivo, dal momento che non si aggiungeranno baselines più lunghe di quelle già esistenti.

5.4 RETE VLBA

La rete VLBA (Very Long Baseline Array) è attiva dal 1993 (nella sua versione completa) ed è costituita di 10 antenne di 25 metri di diametro distribuite su suolo americano (v. fig. 5.7), con baselines da 60 km (utilizzando una singola antenna del VLA, integrato nella rete VLBA) a 8600 km (J. Ulvestad 1999). In tabella 38 sono elencati i parametri fondamentali della rete.

ν_0 (GHz)	P. R. (marcsec)	Dim. Angolare massima (arcsec)	Sensibilità (mJy) 8h
0.3	21	-	2
0.6	12	-	2
1.5	5	-	0.046
2.5	3	-	0.050
5	1.4	0.1	0.045
8.5	0.8	-	0.046
13	0.5	-	0.084
23	0.3	-	0.151
43	0.2	-	0.237

Tabella 38 : Parametri VLBA

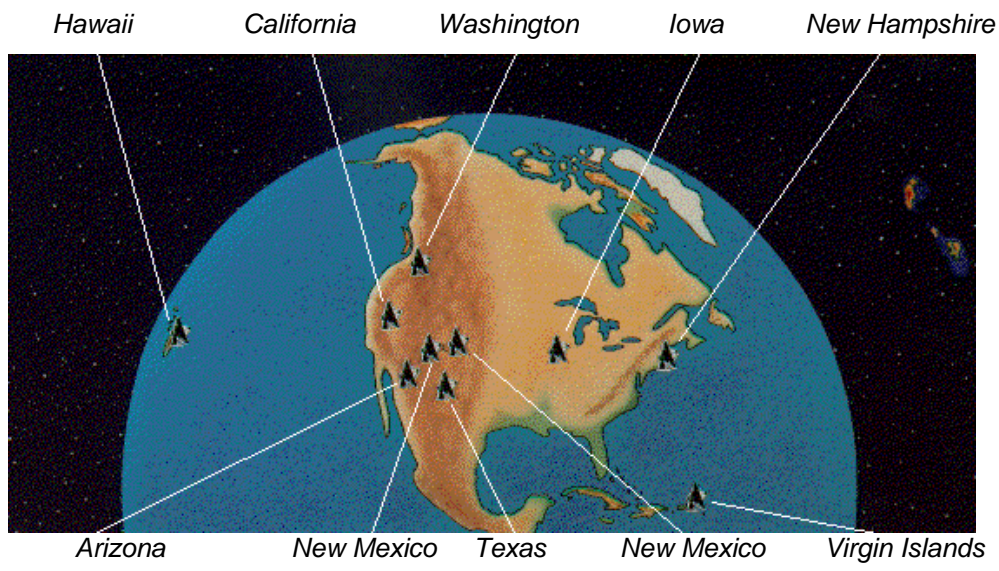


Fig. 5.7 : Rete VLBA

6. OBIETTIVI SCIENTIFICI

Sono stati selezionati alcuni argomenti che hanno avuto recenti sviluppi nella ricerca radioastronomica per stimare il contributo che potrà dare uno strumento come SRT.

Le frequenze alle quali si è data più importanza sono : 1.5 GHz, 5 GHz, 23 GHz (per le quali gli apparati riceventi sono già in fase di realizzazione) e 86 GHz . Durante la stesura di questa tesi l'ufficio direttivo del progetto SRT ha aggiunto anche le frequenze di 0.3 e 7 GHz.

Di seguito il riepilogo delle prestazioni di SRT per le prime quattro frequenze.

Frequenza (GHz)	Potere risolutivo	Bande disponibili (MHz)	Sensibilità $mJy\sqrt{s}$	SEFD mJy	Banda cielo (MHz)
1.5	13'	2 x 80	2.28	28840	500
5	3.9'	2 x 1500	0.54	29577	1500
23	51''	2 x 2000	1.96	123961	7500
86	14''	2 x 2000	5.84	369354	20000

Tabella 39 : Riepilogo parametri SRT in single dish

Come già accennato nei capitoli precedenti, l'effettiva disponibilità di una banda larga 80 MHz a 1.5 GHz dipenderà fortemente dalle interferenze presenti. Qualora la situazione si riveli più critica del previsto, saranno disponibili bande più strette.

VLBI ITALIANA 32 MHz x 1h		
Frequenza (GHz)	Potere risolutivo (mas)	Sensibilità mJy
1.5	20	0.408
5	7	0.233
23	2	0.995

Tabella 40 : Riepilogo parametri VLBI Italiana (continuo)

VLBI ITALIANA 8 MHz x 1h x 128 canali	
Frequenza (GHz)	Sensibilità mJy / ch
1.5	9.23
5	5.27
23	22.51

Tabella 41 : Sensibilità per canale della VLBI italiana (spettroscopia)

Per ciascuno dei seguenti argomenti è stato calcolato un tempo ipotetico di osservazione on-source con SRT e, dove possibile, questo è stato confrontato con tempi impiegati presso altri strumenti durante lo svolgimento di vari programmi scientifici.

Per ottenere una stima realistica del tempo effettivo di osservazione con SRT occorre considerare l'eventuale tempo off-source, diverso a seconda della tecnica cui si pensa di ricorrere (in generale il position switching richiederà più tempo del beam switching, ecc...), dunque il tempo indicato nelle tabelle è da considerarsi puramente indicativo.

6.1 STELLE AGB

Attualmente è di grande importanza lo studio degli ultimi stadi evolutivi delle stelle, in particolare della fase AGB (Asymptotic Giant Branch) per stelle di massa $M \approx 1 \div 3M_{\odot}$.

Una volta terminato il bruciamento sia dell'idrogeno (fase di Main Sequence) che dell'elio (fase di Red Giant Branch) nelle regioni più interne (core), la stella è costituita da un core di carbonio/ossigeno inerte avvolto in una serie di shells nelle quali la nucleosintesi è progressivamente meno avanzata, in particolare nella shell più vicina al core avviene la fusione $He \rightarrow C$ e in quella successiva avviene la fusione $H \rightarrow He$ (v. fig. 6.1).

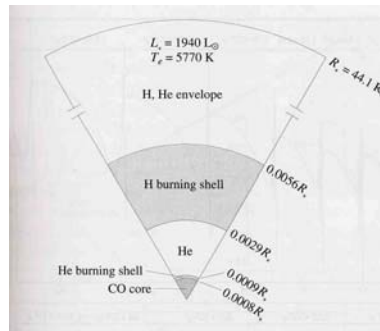


Fig. 6.1 : Modello di stella AGB

L'accensione della shell di elio provoca un'espansione degli strati esterni, in seguito alla quale la temperatura diminuisce arrestando il bruciamento nella shell di idrogeno.

Al termine dell'espansione inizia una nuova fase di contrazione, che riaccende la shell di idrogeno, che a sua volta provoca un'espansione degli strati a lei più esterni.

Le shells di idrogeno ed elio dunque si alternano come fonti di energia, anche se la prima è caratterizzata da tempi scala molto più lunghi della seconda. Durante la combustione principale, l'elio prodotto va a depositarsi su uno strato "di confine" tra la shell di idrogeno e quella di elio.

Con l'aumentare della densità dello strato intermedio, il gas di elio inizia a manifestare fenomeni di degenerazione elettronica, nei quali gli elettroni, grazie alla loro natura quantistica di fermioni, sviluppano una pressione che tende a essere indipendente dalla temperatura. L'aumento della temperatura non è dunque più bilanciato dall'incremento della pressione (lo strato si riscalda ma non si espande) e arriva a causare uno stato di instabilità termica: raggiunta la giusta temperatura, nella zona "di confine" l'elio si accende in modo esplosivo ("Helium Flash").

Con l'esplosione la degenerazione viene rimossa, la shell di idrogeno viene spinta all'esterno e si rispegne, inizia dunque una nuova fase di contrazione/accensione/ecc... analoga alla prima, e così via.

La fase di AGB prevede la convezione come meccanismo principale di trasporto dell'energia dal centro alla superficie, che, all'interno delle "celle convettive", causa il rimescolamento degli elementi processati nelle catene di fusione, trasportandoli all'esterno.

Le fasi successive di questo tipo di stella sono legate al tasso di perdita dei materiali prodotti durante le fusioni nucleari. In generale, una volta che le shells di idrogeno ed elio si saranno completamente esaurite si avrà un notevole calo di luminosità e temperatura e della stella rimarrà il nucleo compatto (probabilmente una nana bianca) avvolto in sottili nubi di gas (nebulosa planetaria).

Il quadro generale è dunque caratterizzato da un'alternanza di flash dell'elio e bruciamento dell'idrogeno, accompagnati da grandi perdite di massa ($10^{-4} \div 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$), che vanno ad arricchire il mezzo interstellare.

Le temperature caratteristiche nella fotosfera sono di solito molto basse (circa 2000 K, l'energia è irradiata principalmente nell'infrarosso) e si suppone che la materia espulsa si aggregi in grani di polvere, in particolare, a seconda della composizione chimica della stella, silicati per stelle ricche di ossigeno (Oxygen Rich Giants $X_O > X_C$) e grafite per stelle ricche di carbonio (Carbon Stars $X_C > X_O$).

L'accensione esplosiva dell'elio si manifesta con variazioni di luminosità aventi periodi di centinaia di giorni (Variabili di tipo Mira o Long Period Variables - LPV) e genera un'onda d'urto alla quale, secondo i modelli teorici attuali, dovrebbe essere associata un'emissione radio nel continuo, sia di origine termica che non (grazie agli elettroni accelerati nel fronte d'onda).

Le Oxygen Rich Giants sono spesso accompagnate da emissioni maser (di cui i più studiati sono OH, H₂O, SiO rispettivamente a 1.5, 22, 43 GHz) negli involucri, la cui emissione potrebbe essere influenzata dalle onde d'urto, sia direttamente (per impatto) che indirettamente (amplificazione dell'emissione radio legata all'onda).

Nell'ottico lo spettro di queste stelle è caratterizzato dalle righe di Balmer in emissione (generate in seguito alle onde d'urto) e dalle righe molecolari.

Le stelle AGB sono un ottimo laboratorio per studiare i fenomeni connessi alle onde d'urto, alle emissioni masers e ai venti stellari e sono oggetto di diversi studi mirati a correlare osservazioni nell'ottico, nell'infrarosso e nel radio.

Sono inoltre molto diffuse nella nostra Galassia, e sono distribuite in modo abbastanza uniforme da renderle un ottimo tracciante dei moti stellari sul piano galattico. Dunque oltre allo studio dei processi fisici intrinseci a questi oggetti, si cerca da tempo di ottenerne il maggior numero di parametri cinematici, per poter identificare le orbite attorno al centro.

I parametri fondamentali sono la velocità radiale e la distanza dalla Terra. La prima è ottenibile studiando l'effetto Doppler sulle righe spettrali :

$$\mp v_r = \pm c \frac{\Delta \nu}{\nu}$$

La seconda è stimabile sia con la relazione periodo-luminosità che caratterizza le stelle variabili :

$$M = A + B \log P$$

Sia con lo studio dei maser. Infatti supponendo di avere a che fare con maser a simmetria sferica e con un'espansione uniforme delle shell si avrà una suddivisione dell'emissione maser in due picchi : una "redshiftata" a causa dell'allontanamento della shell in direzione opposta all'osservatore e una "blueshiftata" a causa dell'avvicinamento dell'emisfero dalla parte dell'osservatore (v. fig. 6.2).

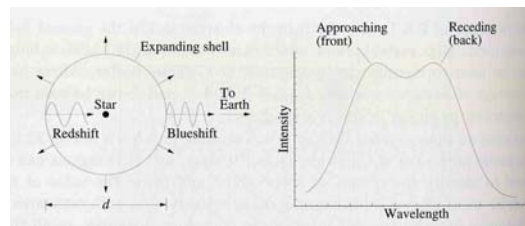


Fig. 6.2 : emissione maser in una LPV

Come già accennato la variabilità nel flusso emesso dalla stella si manifesterà con una variazione nell'intensità dei due picchi, e, necessariamente, si manifesterà prima nel picco "blu" (la radiazione del picco "rosso" deve percorrere un percorso più lungo, anche di alcuni giorni-luce per raggiungere l'osservatore). Dal ritardo si può ottenere il diametro della stella.

Se con tecniche VLBI è disponibile una stima del diametro angolare della sorgente maser, componendo le due informazioni si otterrà la distanza della stella dalla Terra, permettendo tra l'altro una verifica della relazione empirica di cui sopra.

L'emissione maser raramente è generata da una singola regione emittente, in genere è costituita dalla somma di più emissioni prodotte in diverse regioni (maser spots) estese per alcuni milliarcsec (circa 10^{13} km a un kpc di distanza) e distanziate di decine di milliarcsec (v. fig. 6.3, H.J. van Langevelde et al 2000).

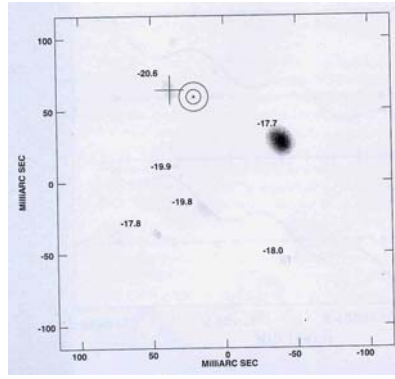


Fig. 6.3 : Immagine VLBI dei maser spot OH della stella U-Her, la cui immagine ottica è indicata dal più piccolo dei cerchi concentrici.

Le shell con maser SiO e H₂O sono le più vicine alla fotosfera della sorgente, mentre la shell OH si trova ai margini dell'espansione.

In tabb. 42,43,44 le frequenze relative ad alcune delle transizioni molecolari.

Freq. (GHz)	Q.N.
1.612	${}^2\Pi_{3/2} J=3/2 F=1-2$
1.665	${}^2\Pi_{3/2} J=3/2 F=1-1$
1.667	${}^2\Pi_{3/2} J=3/2 F=2-2$
1.720	${}^2\Pi_{3/2} J=3/2 F=2-1$
4.660	${}^2\Pi_{1/2} J=1/2 F=0-1$
4.750	${}^2\Pi_{1/2} J=1/2 F=1-1$
4.765	${}^2\Pi_{1/2} J=1/2 F=1-0$
6.016	${}^2\Pi_{3/2} J=5/2 F=2-3$
6.030	${}^2\Pi_{3/2} J=5/2 F=2-2$
6.035	${}^2\Pi_{3/2} J=5/2 F=3-3$
6.049	${}^2\Pi_{3/2} J=5/2 F=3-2$
7.761	${}^2\Pi_{1/2} J=3/2 F=1-1$
7.820	${}^2\Pi_{1/2} J=3/2 F=2-2$
8.135	${}^2\Pi_{1/2} J=5/2 F=2-2$
8.189	${}^2\Pi_{1/2} J=5/2 F=3-3$
13.434	${}^2\Pi_{3/2} J=7/2 F=3-3$
13.441	${}^2\Pi_{3/2} J=7/2 F=4-4$
23.817	${}^2\Pi_{3/2} J=9/2 F=4-4$
23.826	${}^2\Pi_{3/2} J=9/2 F=5-5$

Tabella 42 : Transizioni OH
1.5÷24 GHz

Freq. (GHz)	Q.N.
22.23504	$6(1,6)-5(2,3) F=7-6$
22.23508	$6(1,6)-5(2,3) F=6-5$
22.23512	$6(1,6)-5(2,3) F=5-4$
22.23525	$6(1,6)-5(2,3) F=6-6$
22.23530	$6(1,6)-5(2,3) F=5-5$
96.261	$4(4,0)-5(3,3) \nu_2=1$
183.310	$3(1,3)-2(2,0)$
232.687	$5(5,0)-6(4,3) \nu_2=1$

Tabella 43 : Transizioni H₂O
20÷300 GHz

Freq. (GHz)	Q.N.
42.519	1-0 $\nu=3$
42.820	1-0 $\nu=2$
43.122	1-0 $\nu=1$
43.423	1-0 $\nu=0$
85.640	2-1 $\nu=2$
86.243	2-1 $\nu=1$
86.847	2-1 $\nu=0$
128.458	3-2 $\nu=2$
129.363	3-2 $\nu=1$
130.268	3-2
130.268	3-2 $\nu=0$
170.070	4-3 $\nu=3$
171.275	4-3 $\nu=2$
172.481	4-3 $\nu=1$
173.688	4-3 $\nu=0$
211.077	5-4 $\nu=4$
212.582	5-4 $\nu=3$
214.088	5-4 $\nu=2$
215.596	5-4 $\nu=1$
217.104	5-4 $\nu=0$

Tabella 44 : Transizioni SiO
40÷250 GHz

6.1.1 Applicazioni e requisiti tecnici

Maser OH

L'emissione, solitamente dominata dalla linea a 1.612 GHz, è, in linea di massima, poco polarizzata ed è soggetta a variabilità.

Lo spettro è di solito costituito da due gruppi di linee di emissione separate di $10 \div 50 \text{ km/s}$ ($\approx 50 \div 250 \text{ kHz}$), per via dell'espansione della shell emittente.

La dimensione lineare tipica è 10^{14} m che, a un kpc di distanza, corrispondono a circa $2''$.

La densità di flusso tipica, in fase quiescente è $0.1 \div 10 \text{ Jy}$, nei picchi di variabilità si arriva anche a migliaia di Jy (P.F. Bowers, W. Hagen 1984 - H.J. van Langevelde et al. 2000).

Ipotesi di osservazione : banda totale 2.5 MHz (500 km/s), numero canali 250 (risoluzione $2 \text{ km/s} = 10 \text{ kHz}$), beam switching ($\sigma' = \sqrt{2}\sigma$) :

t on-source (min)	σ' (mJy)	$5\sigma'$ (mJy)
5	24	120
10	17	34
30	10	20
60	7	14

Tabella 45 : Sensibilità per canale di SRT (10 kHz a 1.5 GHz)

Esempio, survey 1.612 GHz al VLA (M.N. Sevenster et al, 1993/1995) : banda totale 3.3 MHz (614 km/s), numero canali 255 (risoluzione circa $13 \text{ MHz} \approx 2.4 \text{ km/s}$) :

t on-source (min)	σ (mJy)	7σ (mJy)
5	17	120

Tabella 46 : Sensibilità per canale VLA Survey
(13 MHz a 1.612 GHz)

Come si può notare in fig. 6.4 la completezza della survey è dichiarata al 99% per sorgenti con flusso $>500 \text{ mJy}$.

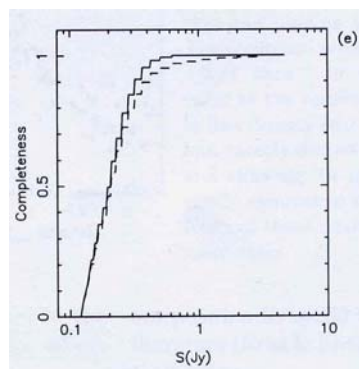


Fig. 6.4 : Completezza della
VLA OH survey

Per quanto riguarda la sola rivelazione di sorgenti maser OH, con un tempo di osservazione di 5 minuti, SRT in single dish sarà in grado di rivelare gran parte delle sorgenti maser OH e di mostrarne lo spettro complessivo raggiungendo una completezza del 99% per sorgenti con flusso >250 mJy .

Il potere risolutivo del VLA è dichiarato $27''$, SRT necessiterebbe dunque di più tempo per mappare un'area analoga a quella della survey, inconveniente che si potrebbe aggirare se si disponesse di un sistema multi-beam.

Successivamente la VLBI italiana potrebbe arrivare a discriminare le componenti della riga di emissione (spot), mentre per studiarne la struttura interna sono necessarie osservazioni con poteri risolutivi più elevati, ottenibili solo attraverso osservazioni in EVN.

Maser H₂O

La dimensione lineare tipica è di $10^{11} m$ (2 mas a un kpc di distanza) .

Flussi tipici sono dell'ordine di $1 \div 10 Jy$

Ipotesi di osservazione single dish : banda totale 37 MHz (483 km/s), numero canali 2000 (risoluzione circa $0.24 \text{ km/s} = 18.4 \text{ kHz}$)

t on-source (min)	σ' (mJy)	$5 \sigma'$ (mJy)
5	53	265
10	37	185
30	22	110
60	15	75

Tabella 47 : Sensibilità per canale SRT (18.4 kHz a 23 GHz)

Esempio, osservazione MERLIN di U-Her a 22 GHz (W.H.T. Vlemmings et al): banda totale 4 MHz (circa 55 km/s), numero canali 128 (risoluzione $0.43 \text{ km/s} \approx 32 \text{ kHz}$), phase referencing , 8 ore di osservazione totale (v. fig. 6.5)

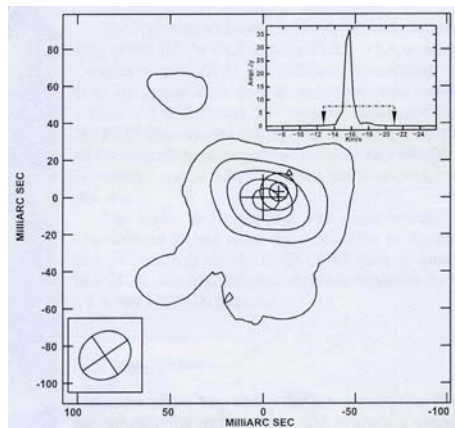


Fig. 6.5 : Immagine U-Her e riga a 22 GHz

Come si può notare la riga ha una larghezza di circa 4 km/s e un'intensità di picco di 35 Jy. SRT sarebbe in grado di rivelare la sorgente senza difficoltà con tempi anche inferiori ai 5 minuti.

Tuttavia la riga mostra delle sottostrutture per osservare le quali è necessario un potere risolutivo molto elevato. La localizzazione assoluta degli spots dipende dall'accuratezza astrometrica ottenibile dalle osservazioni, stimabile in circa 10 mas (la rete MERLIN ha un potere risolutivo teorico pari a 8 mas a questa frequenza).

Una tale precisione sarebbe tuttavia raggiungibile con la VLBI italiana (la quale, come si può vedere in tabella 40, offre un potere risolutivo teorico maggiore della rete MERLIN) la quale è potenzialmente in grado di raggiungere risoluzioni spettrali di (attualmente) 2 kHz ($1 \text{ MHz} \times 512$ canali), corrispondenti a 0.03 km/s .

6.2 MEZZO INTERSTELLARE (ISM)

Il mezzo interstellare rappresenta il 10-15% della massa visibile all'interno della nostra Galassia ed è strettamente connesso all'evoluzione delle stelle.

Infatti, se da un lato una stella nei suoi ultimi stadi evolutivi immette nello spazio circostante grandi masse di gas, per via dei forti venti connessi alla costante espansione delle shells, dall'altro le medesime nubi di materiale, sotto opportune condizioni di condensazione, possono dar luogo a future generazioni di stelle.

Lo studio del mezzo interstellare è dunque fondamentale per una migliore comprensione dell'evoluzione stellare.

Si calcola che, nella nostra Galassia, la massa interstellare sia composta per il 99% di gas (idrogeno al 90%, elio al 10% e tracce di molti altri elementi) e per l'1% da particelle solide di piccolissime dimensioni ($\approx 1\mu m$) chiamate "grani interstellari" o, più comunemente, "polveri".

Gas e polveri formano un mezzo estremamente rarefatto : $n_{gas} \approx 1 \text{ atomo cm}^{-3}$ (l'ordine di grandezza della densità di particelle nel vuoto artificiale ottenuto in laboratorio è $\approx 10^7 \text{ cm}^{-3}$ corrispondente a una pressione di 10^{-6} Pa) confinato in uno strato simmetrico al piano galattico e concentrato nelle braccia della spirale.

In generale le caratteristiche delle nubi di materia interstellare si possono suddividere come segue :

- Materia interstellare fredda : $T_{gas} = 10 \div 100K$, densità variabile in un ampio range di valori.
- Materia interstellare calda : $T_{gas} = 10^4 K$, $n_{gas} = 0.1 \text{ atomo cm}^{-3}$

Le dimensioni delle nubi variano da 1 a 50 pc circa (v. fig. 6.6)

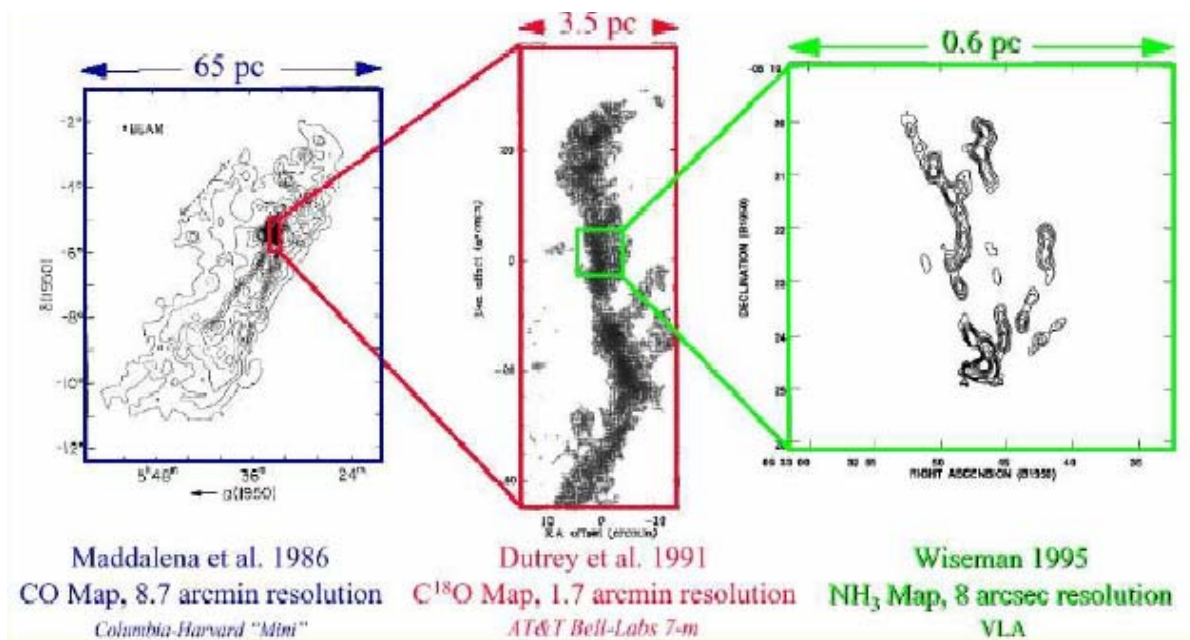


Figura 6.6 : Nube molecolare (Orione) e sue sottostrutture osservate con differenti risoluzioni

Il mezzo interstellare rivela la sua esistenza attraverso l'interazione con la radiazione emessa da una o più sorgenti vicine, come giovani stelle in fase di formazione oppure stelle vecchie, soggette a fenomeni esplosivi. Tra le nubi più studiate : nebulosa dell'Aquila (M16), nebulose di Orione (M42, Barnard 33), M17, M20.

6.2.1 I grani

I grani sono costituiti da particelle di grafite e silicati (v. fig. 6.7) avvolte in uno strato di ghiaccio d'acqua, le cui dimensioni complessive sono comparabili alle lunghezze d'onda della radiazione "blu".

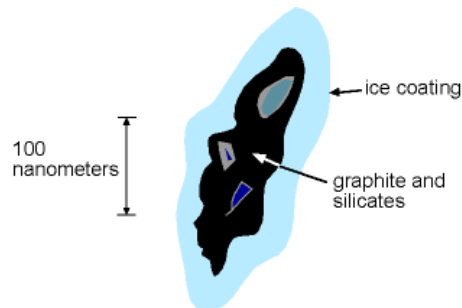


Fig. 6.7 : Struttura di un grano

I grani influenzano la radiazione emessa dalle stelle vicine sostanzialmente in due modi : le lunghezze d'onda del visibile possono essere anche totalmente assorbite (se i grani hanno dimensioni sufficienti), oppure possono essere in parte diffuse (in misura dipendente dallo spessore dei grani e dalla natura prevalente della radiazione emessa). In ogni caso la luce subisce un fenomeno di attenuazione, detto estinzione.

Nel primo caso le nubi appaiono come "macchie scure" che si stagliano sullo sfondo e sono denominate "nebulose oscure"; nel secondo caso appaiono come regioni bluastre, di colorazione più intensa nei pressi della stella sorgente (nebulose a riflessione), facilmente una giovane O/B, caratterizzata da forti emissioni UV.

Per via dell'assorbimento della radiazione le polveri si riscaldano, raggiungendo temperature di alcune decine di K, l'emissione termica corrispondente appartiene al lontano IR e al sub-millimetrico.

La diffusione (scattering) della luce incidente sul grano agisce prevalentemente sulle piccole lunghezze d'onda (in analogia con il comportamento della nostra atmosfera rispetto alla luce solare), pertanto le componenti blu sono diffuse maggiormente rispetto alle componenti rosse (arrossamento), v. fig. 6.8.

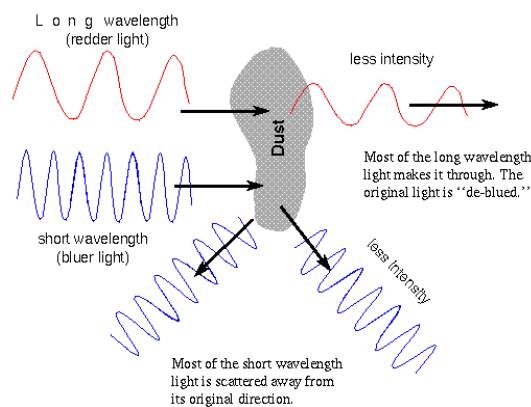


Fig. 6.8 : Interazione grano/radiazione

I grani esercitano anche un effetto polarizzante sulla luce che riflettono, probabilmente in virtù della loro forma non sferica e della loro composizione interna; i grani sono infatti probabilmente allineati lungo un debole campo magnetico e dunque assorbono preferenzialmente la radiazione con vettore elettrico parallelo al loro asse maggiore (v. fig. 6.9).

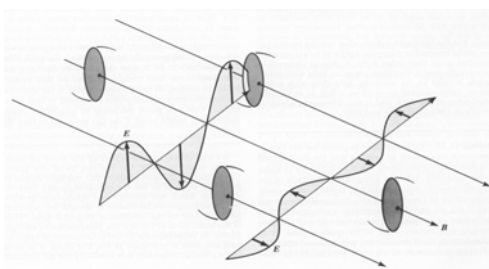


Fig. 6.9 : Polarizzazione da parte dei grani

Oltre alle loro caratteristiche intrinseche, i grani possono essere sede di formazione molecolare (assai improbabile per collisione, in ambienti così rarefatti), potendo anche assorbire l'energia di legame prodotta nella ricombinazione.

6.2.2 Il gas

L'idrogeno è presente nel mezzo interstellare in tre stati :

H_2 idrogeno molecolare

HI idrogeno atomico

HII idrogeno ionizzato

In generale nel visibile il gas non influenza particolarmente la radiazione emessa dalle sorgenti, il contributo delle polveri in questo senso è molto più determinante.

Tuttavia la sua presenza è rivelabile attraverso le righe di emissione/assorbimento che si hanno a diverse lunghezze d'onda (righe che in generale appaiono in quiete rispetto alle righe della sorgente), inoltre il gas, se opportunamente eccitato da una stella vicina, può irradiare luce propria (nebulose a emissione o nebulose lucide).

L'estrema rarefazione del gas fa sì che atomi che si trovino in uno stato eccitato possano emettere l'energia in eccesso in modo radiativo, modalità che in laboratorio non è ottenibile per via dei tempi scala molto lunghi, non comparabili con i tempi necessari a una diseccitazione per collisione. Le righe di emissione corrispondenti sono denominate "righe proibite" e sono osservabili solo in condizioni di rarefazione estrema, non producibili (attualmente) in laboratorio.

La presenza di HII è caratteristica della materia interstellare calda. L'idrogeno è ionizzato da una vicina sorgente di radiazione UV (una o più stelle O,B di recente formazione) e, nel processo di ricombinazione, emette fotoni a 656.3 nanometri (da cui il tipico colore rosso delle nubi calde). I fotoni UV sono convertiti in fotoni visibili, fenomeno noto col nome di "fluorescenza".

Nei pressi di nubi HII molto compatte possono verificarsi anche forti emissioni maser (per lo più OH, H_2O).

Una delle regioni HII più famose e più studiate è la "Nebulosa di Orione".

Le stelle O/B non sono molto comuni nella galassia, e la maggior parte dell'idrogeno nell'ISM si trova in forma neutra (regioni HI) a temperature sull'ordine dei 100 K.

Il vantaggio dell'osservare queste nubi nel radio è enorme : la polvere non influenza le onde lunghe e molte righe di emissione/assorbimento cadono in questa regione dello spettro.

In particolare l'idrogeno neutro, se abbastanza rarefatto, emette un'importante riga proibita (la nota 21-cm,, 1420.4 MHz) corrispondente a una transizione nella struttura iperfine dell'idrogeno (la configurazione elettrone/protone a spin allineati è energeticamente meno vantaggiosa della configurazione a spin opposti).

La riga emessa è facilmente riconoscibile ed essendo associata alla materia interstellare più diffusa nella galassia (la Via Lattea contiene circa $3 \cdot 10^9 M_\odot$ di HI) è considerata il mezzo migliore per mapparne la struttura.

Le nubi molecolari (regioni H_2) sono associate alla materia interstellare fredda. A temperature dell'ordine di 10 K diversi atomi possono ricombinarsi per formare delle molecole, anche complesse, grazie all'azione catalizzatrice dei grani (che dunque hanno un ruolo fondamentale nella chimica della nube). La maggior parte delle molecole emette righe nel radio, tuttavia l'idrogeno molecolare fa eccezione, presentando una riga di assorbimento nell'UV. Purtroppo se nella nube sono presenti molte polveri, o se inizia un processo di collasso che ne aumenta la densità, l'assorbimento conseguente della radiazione UV rende le misurazioni alquanto incerte.

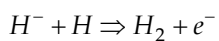
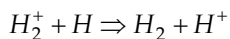
Si ricorre pertanto a molecole "traccianti", di cui la più studiata è il CO, attraverso la relazione empirica $M_{CO} \approx 10^{-4} M_{H_2}$.

6.2.3 Chimica del mezzo interstellare

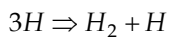
Dagli studi spettroscopici delle nubi sono state scoperte emissioni da più di 130 molecole (escludendo gli isomeri), dalle quali si cerca di risalire alle caratteristiche termodinamiche dell'ambiente circostante. Dalle reazioni che possono originare e/o distruggere queste molecole si cerca inoltre di ottenere delle stime delle abbondanze relative dei vari elementi, che permettano di derivare la composizione di massima della nube a partire da un numero limitato di osservazioni.

Nelle regioni fredde la reazione $H + H \Rightarrow H_2 + h\nu$ è estremamente lenta. La formazione di idrogeno molecolare deve necessariamente avvenire sulla superficie dei grani.

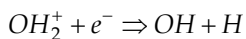
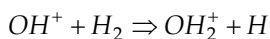
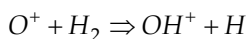
Quando T diventa >500 K allora diventano possibili le seguenti reazioni :



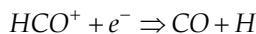
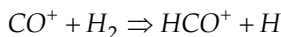
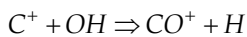
In condizioni di densità elevate diventa possibile la combinazione per collisione :



L'ossigeno si trova nell'ISM per lo più in forma atomica, e con temperature intorno ai 100 K può combinarsi con l'idrogeno, dando luogo (la reazione è di tipo lento) al radicale ossidrile OH :

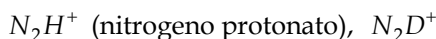


Il radicale ossidrile agisce come intermediario nella rapida reazione che porta al monossido di carbonio (v. tab. 53) :



Le molecole più complesse sono di difficile formazione diretta, più probabilmente si formano sulla superficie dei grani, che possono "idrogenare" diversi atomi, sintetizzando anche l' H_2O .

Alcune molecole interessanti per lo studio della chimica interstellare sono :



La sua densità tende ad aumentare con la densità della nube, dunque si ritiene che questa molecola sia associata alla fase di formazione delle stelle (quando non si rivelano più CO e CS - Y.Aikawa et al)

Si può formare in seguito a reazioni di tipo : $N_2 + H_3 \Rightarrow N_2H^+ + H_2$ e può venire distrutto per ricombinazione elettronica : $N_2H^+ + e^- \Rightarrow N_2 + H$

L'isotopomero si forma in seguito a : $H_2D^+ + N_2 \Rightarrow N_2D^+ + H_2$ ed è importante nello studio del rapporto D/H nel mezzo interstellare ($M_D \approx 10^{-5} M_H$) v. tabb. 49,51.

DCO⁺

Si forma in seguito alla seguente reazione : $H_2D^+ + CO \Rightarrow DCO^+ + H_2$ e può venire distrutto per ricombinazione : $DCO^+ + e^- \Rightarrow D + CO$ v. tab. 54.

CH₃OH (metanolo)

E' presente in nubi dense con $T \approx 100-300$ K vicino a regioni di formazione stellare (v. tab. 48).

NH₃ (ammoniaca)

E' stata la prima molecola poliatomica scoperta ed è largamente diffusa in nubi di vario tipo : grosse nubi molecolari, nubi scure, nubi diffuse, shells circumstellari (v. tab. 52)

E' studiata in particolare per determinare la densità nelle parti centrali delle nubi fredde ("dense cloud cores"), sede di formazione di stelle di piccola massa.

CS (solfo di carbonio)

Si trova in nubi dense ed è stato utilizzato come tracciante del H_2 (v. tab. 50).

Freq. (GHz)	Q.N.	Freq. (GHz)	Q.N.	Freq. (GHz)	Q.N.
20.171	11(1,11)-10(2,8) A+	77.107	1-0 $F_1=1-1$	48.990	1-0
20.909	16(-4,13)-15(-5,10) E	77.109	1-0 $F_1=2-1$	97.271	2-1 $v=1$
20.971	10(1,10)-11(9) A+ $\mathbb{M}_t=1$	77.112	1-0 $F_1=0-1$	97.980	2-1
21.550	12(2,11)-11(1,11) A+ $\mathbb{M}_t=1$	154.2151	2-1 $F_1=2-2$ $F=1-1$	145.904	3-2 $v=1$
23.121	9(2,7)-10(1,10) A+	154.2152	2-1 $F_1=2-2$ $F=2-3$	146.969	3-2
23.445	10(1,9)-9(2,8) A-	154.2153	2-1 $F_1=2-2$ $F=2-2$	195.954	4-3
24.929	3(2,1)-3(1,2) E	154.2154	2-1 $F_1=1-0$ $F=1-1$	243.160	5-4 $v=1$
24.933	4(2,2)-4(1,3) E	154.2156	2-1 $F_1=1-0$ $F=2-1$	244.935	5-4
24.934	2(2,0)-2(1,1) E	154.2158	2-1 $F_1=1-0$ $F=0-1$	291.782	6-5 $v=1$
24.959	5(2,3)-5(1,4) E	154.216	2-1 $F_1=2-0$ $F=2-1$	293.912	6-5
25.018	6(2,4)-6(1,5) E	154.2168	2-1 $F_1=3-2$ $F=3-3$	340.398	7-6 $v=1$
25.125	7(2,5)-7(1,6) E	154.21682	2-1 $F_1=2-1$ $F=2-2$	342.882	7-6
25.294	8(2,6)-8(1,7) E	154.217	2-1 $F_1=3-2$ $F=3-2$	489.750	10-9
25.541	9(2,7)-9(1,8) E	154.21707	2-1 $F_1=3-2$ $F=2-1$	636.532	13-12
25.878	10(2,8)-10(1,9) E	154.21708	2-1 $F_1=2-1$ $F=3-2$	685.436	14-13
26.847	12(2,10)-12(1,11) E	154.2171	2-1 $F_1=3-2$ $F=4-3$	Tabella 50 : Transizioni CS	
27.472	13(2,11)-13(1,12) E	154.2175	2-1 $F_1=2-1$ $F=1-0$	Freq. (GHz)	Q.N.
28.169	14(2,12)-14(1,13) E	154.2176	2-1 $F_1=3-2$ $F=2-2$	115.271	1-0
28.316	4(0,4)-3(1,2) E	231.321	3-2	230.538	2-1
28.906	15(2,13)-12(1,14) E	308.422	4-3	345.796	3-2
28.970	8(2,7)-9(1,8) A-	385.517	5-4	461.041	4-3
29.637	16(2,14)-12(1,15) E	462.604	6-5	576.268	5-4
30.308	17(2,15)-17(1,16) E	Tabella 49 : Transizioni N ₂ D ⁺ 70÷500 GHz		691.473	6-5
30.858	18(2,16)-18(1,17) E	Freq. (GHz)	Q.N.	806.652	7-6
31.227	19(2,17)-19(1,18) E	23.098	2(1)-2(1)	921.800	8-7
31.358	20(2,18)-20(1,19) E	23.232	8(7)-8(7)	Tabella 53 : Transizioni CO 100÷1000 GHz	
36.169	4(-1,4)-3(0,3) E	23.657	9(8)-9(8)	Freq. (GHz)	Q.N.
37.704	7(-2,6)-8(-1,8) E	23.69293	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 1-1/2, 0$	72.039	1-0
38.293	6(2,5)-5(3,2) A-	23.69297	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 1-1/2, 0$	144.077	2-1
38.453	6(2,4)-5(3,3) A+	23.69387	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 1-3/2, 2$	216.112	3-2
Tabella 48 : Transizioni CH ₃ OH 20÷40 GHz		23.693905	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 1-5/2, 2$	288.143	4-3
Freq. (GHz)	Q.N.	23.693914	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 1-3/2, 2$	360.169	5-4
93.1716	1-0 $F_1=1-1$ $F=0-1$	23.69446	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 1-1/2, 1$	Tabella 54: Transizioni DCO ⁺ 70÷400 GHz	
93.1719	1-0 $F_1=1-1$ $F=2-2$	23.69447	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 1-3/2, 1$		
93.1721	1-0 $F_1=1-1$ $F=1-0$	23.694471	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 2-5/2, 2$		
93.1735	1-0 $F_1=2-1$ $F=2-1$	23.69448	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 2-3/2, 2$		
93.1738	1-0 $F_1=2-1$ $F=3-2$	23.694501	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 1-1/2, 1$		
93.174	1-0 $F_1=2-1$ $F=1-1$	23.694506	1(1)-1(1) $F, F_1=5/2, 2-5/2, 2$		
93.176	1-0 $F_1=0-1$ $F=1-2$	23.694512	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 1-3/2, 1$		
186.345	2-1	23.694515	1(1)-1(1) $F, F_1=5/2, 2-3/2, 2$		
279.511	3-2	23.695067	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 2-3/2, 1$		
372.672	4-3	23.695078	1(1)-1(1) $F, F_1=3/2, 2-3/2, 1$		
465.825	5-4	23.6951	1(1)-1(1) $F, F_1=5/2, 2-3/2, 1$		
Tabella 51 : Transizioni N ₂ H ⁺ 90÷500 GHz		23.6951	1(1)-1(1) $F, F_1=5/2, 2-3/2, 1$		
		23.69603	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 0-1/2, 1$		
		23.69604	1(1)-1(1) $F, F_1=1/2, 0-3/2, 1$		
		23.7206	2(2)-2(2) $F_1=1-2$		
		23.7213	2(2)-2(2) $F_1=3-2$		
		23.722632	2(2)-2(2) $F_1=2-2$		
		23.722634	2(2)-2(2) $F_1=3-3$		
		23.7226344	2(2)-2(2) $F_1=1-1$		
Tabella 52 : Transizioni NH ₃ 23÷24 GHz					

6.2.4 Applicazioni e requisiti tecnici

Maser OH

La radiazione in questo caso è fortemente polarizzata (circolarmente) e l'emissione è dominata per lo più dalla riga a 1.665 GHz, più raramente dalla riga a 1.720 GHz, comunque soggetta a variabilità.

La dimensione lineare tipica, sia della struttura d'insieme che degli spot) è dello stesso ordine di grandezza dei maser stellari.

Flussi tipici sono $10 \div 500$ Jy (VSOP Survey maser source list).

I maser interstellari sono più intensi di quelli stellari (fino a 1000 Jy e oltre nelle zone di formazione di stelle massive), tuttavia conservano la stessa complessa sottostruttura che richiede alti poteri risolutivi.

Come nel caso precedente l'osservazione in single dish è utile per identificare le sorgenti, ma lo studio delle singole strutture richiede osservazioni di tipo VLBI.

Maser H₂O

I maser H₂O interstellari hanno la medesima struttura di quelli stellari, dunque uno studio approfondito di una sorgente richiede sia un'osservazione in single dish che in VLBI. Con una banda complessiva di 500 km/s (37 MHz) e risoluzioni pari a 0.25 km/s (18.3 kHz), 0.1 km/s (7.3 kHz), 0.01 km/s (0.7 kHz) è possibile studiare il profilo della riga nella sua interezza.

Righe molecolari

NH₃: come si può notare in tab. 52 la transizione (J,K) = (1,1) presenta 18 componenti iperfini e la separazione in frequenza dalla transizione (J,K) = (2,2) è di circa 30 MHz, il che consente di osservare entrambe le transizioni contemporaneamente.

La larghezza delle righe è di circa 0.3-0.4 km/s (\approx 31 kHz), pertanto per osservarle sarebbe opportuna una risoluzione di circa 0.1 km/s (\approx 8 kHz) o superiore.

I flussi caratteristici sono di circa 350 mJy e le regioni in cui è presente hanno dimensioni di $0.1 \div 1$ pc.

DCO⁺, N₂D⁺: Come si può notare in tab. 49 la transizione (2-1) del N₂D⁺ presenta 18 componenti iperfini molto ravvicinate, difficilmente utilizzabili, mentre la transizione (1-0) ha tre componenti ben distanziate.

Anche la molecola DCO⁺ presenta delle componenti iperfini (non elencate in tab. 54) nella transizione (1-0) rilevabili con una risoluzione spettrale di 5 kHz.

Flussi tipici sono di circa 100 mJy.

CH₃OH: oltre all'emissione maser a 6 e 12 GHz, presenta 85 righe nel range $0.8 \div 100$ GHz, rilevabili con una risoluzione spettrale di 10 kHz. Flussi tipici sono di circa 70 mJy

Ipotesi di osservazioni single dish:

Frequenza (GHz)	Molecole	Banda (MHz)	Risoluzione (kHz)	N° canali	t on-source (min)	σ (mJy)	5 σ (mJy)
23	NH ₃ (1-1,2-2)	30	20	1500	5	51	255
75	DCO ⁺ (1-0) N ₂ D ⁺ (1-0)	30	5	6000	30	123	615
5	CH ₃ OH	40	10	4000	5	17	85
23	CH ₃ OH	40	10	4000	30	30	150

Tabella 55: Riepilogo osservazioni righe molecolari, sensibilità per canale.

Come si può notare, date le elevate risoluzioni e sensibilità necessarie allo studio delle righe molecolari, le osservazioni in single-dish sono attuabili in tempi brevi solo in alcuni casi (basse frequenze o risoluzioni non eccessivamente elevate).

La possibilità di utilizzare il sistema multi-beam sarà di particolare utilità nello studio del mezzo interstellare, che abitualmente viene condotto attraverso lunghe survey di oggetti estesi. In tab. 56 la distanza (D) e le dimensioni angolari (A) di alcune nubi molecolari.

CLOUD MASSES							
Object	D (pc)	ΔV^* (km s ⁻¹)	A (deg ²)	S_{CO} (K km s ⁻¹ deg ²)	M_{vir} (10 ⁵ M_{\odot})	M_{LTE} (10 ⁵ M_{\odot})	M_{CO} (10 ⁵ M_{\odot})
λ Ori	400	...	11.7	100.6	...	0.14	0.28
Orion A	500	5.1	28.6	309.6	1.44	0.98	1.04
Orion B	500	4.0	19.0	246.9	0.72	0.74	0.83
Orion East	500	1.6	0.8	5.0	0.02	0.04	0.02
Barnard's loop	320	...	1.8	6.2	...	0.01	0.01
NGC 2149	830	2.9	7.9	47.4	0.41	0.44	0.44
Northern Filament	500	3.6	9.1	52.3	1.01 ^b	0.13	0.18
Monoceros R2	830	3.9	13.6	93.8	0.96	1.22	0.86
Southern Filament	900	3.0	6.1	28.9	1.26 ^b	0.41	0.32
LDN 1653-1656	1200	3.4	1.9	15.4	0.40	0.25	0.30
Total			100.5	906.1	6.51	4.36	4.28

* Full line width at half-maximum of composite spectral line.

^b Assuming cylindrical geometry.

Tabella 56 : Parametri di alcune nubi molecolari in Orione e Monoceros (R.J. Maddalena et al. 1986)

Una survey a 22 GHz di una regione di 10 gradi quadrati volta a cercare, ad esempio, maser dell'acqua richiederebbe con SRT circa un mese di lavoro (considerando tempi di esposizione pari a 1').

Una survey analoga finalizzata alla ricerca di ammoniaca richiederebbe un tempo cinque volte maggiore.

6.3 PULSARS

Durante l'evoluzione di una stella di massa $\geq 12M_{\odot}$ si accendono nel core tutti i combustibili nucleari fino al Ferro, che possiede la massima energia di legame per nucleone. Tutte le fusioni nucleari precedenti sono esotermiche e, in qualche modo, vanno ad equilibrare le perdite radiative, la fusione del Ferro e quelle successive sono invece endotermiche. La produzione del Ferro viene raggiunta in un nucleo centrale circondato da strati concentrici in cui la combustione risulta progressivamente meno avanzata, la sua accensione esalta la contrazione della stella, la temperatura aumenta e si ha l'implosione della stella, cui segue l'esplosione con conseguente espulsione degli strati esterni (supernova).

Se la massa del core al momento dell'esplosione è inferiore alle $3M_{\odot}$ (limite di Oppenheimer-Volkoff) è possibile che all'esplosione sopravviva un oggetto fortemente degenere, quale una stella di neutroni o un buco nero.

Le stelle di neutroni hanno masse vicine a quelle del Sole, ma concentrate in raggi di circa 10 km. Ne risulta una densità di circa $10^{11} \frac{kg}{cm^3}$, maggiore della densità che si ha in un nucleo atomico !

La struttura di una stella di neutroni è schematizzata in figura 6.10.

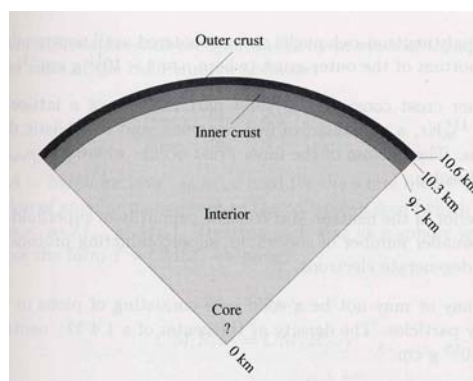


Fig. 6.10 : Struttura di una stella di neutroni

Lo strato più esterno è costituito da nuclei di Ferro in forma di fluido superconduttore.

Andando verso l'interno la stella è costruita da nuclei di Krypton (prodotti per cattura neutronica), da elettroni degeneri e da neutroni liberi in forma fluida. E' possibile che ci sia anche un nucleo solido di pioni (π) e di altre particelle elementari.

In generale le stelle di neutroni obbediscono alla legge :

$$MV = \text{cost.}$$

M = massa della stella

V = volume della stella

Dunque al crescere della massa le stelle di neutroni diventano più piccole e dense.

Le due principali proprietà di una stella di neutroni sono la rapida velocità di rotazione e l'intenso campo magnetico (fino a $10^{10} T$)

Un primo approccio classico mostra che se la supergigante era soggetta anche solo a una moderata rotazione, la brusca riduzione in raggio e l'applicazione della legge di conservazione del momento angolare portano a velocità di rotazione molto elevate. Applicando le leggi relativistiche si ottiene un'ordine di grandezza del periodo di rotazione pari a pochi millisecondi.

L'intenso campo magnetico si accompagna a un campo elettrico che, nei pressi della superficie della stella, supera in intensità il campo gravitazionale strappando ioni ed elettroni allo strato più esterno della stella di neutroni, che, dunque, è circondata da una magnetosfera di particelle cariche che ne seguono la rapida rotazione. Le particelle vengono rapidamente accelerate fino a raggiungere velocità relativistiche, in tali condizioni gli elettroni si muovono a spirale lungo le linee del campo ed emettono radiazione di sincrotrone lungo l'asse magnetico. Poiché le particelle non possono superare la velocità della luce, si definisce un "cilindro di radiazione" all'interno del quale si ha il movimento delle particelle cariche (v. fig. 6.11).

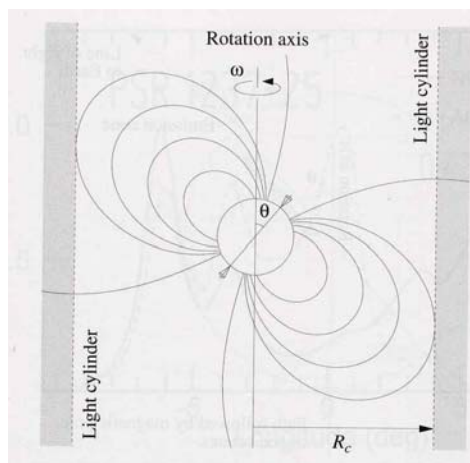


Fig. 6.11 : Campo magnetico

Nel seguire le linee del campo magnetico la radiazione di sincrotrone forma un cono di radioonde linearmente polarizzate. Se l'asse del cono è allineato con la linea di vista di un osservatore sulla Terra, la rapida rotazione della stella di neutroni causa una sorta di effetto "faro", che si manifesta come una serie di impulsi estremamente regolari nel range $20 \text{ MHz} \div 10 \text{ GHz}$.

Le stelle che mostrano questo andamento sono state denominate "pulsars".

In generale le stelle di neutroni, ed in particolar modo le pulsars, sono oggetti la cui trattazione accurata, ancora oggi molto dibattuta, richiede necessariamente un approccio relativistico, che esula dagli scopi della presente trattazione.

6.3.1 Applicazioni e requisiti tecnici

Pulsar a 1.5 GHz

Flussi tipici sono dell'ordine di alcuni mJy e la risoluzione necessaria per rivelare gli impulsi è di 500 kHz.

Ipotesi di osservazione : banda totale 500 MHz, numero canali 1000 (risoluzione 500 kHz)

t on-source (min)	σ (mJy)	5σ (mJy)
5	2.4	12

Tabella 57 : Sensibilità per canale SRT (500 kHz a 1.5 GHz)

Come si può notare un'osservazione di 5 minuti (o di poco superiore) si adatta bene alle esigenze osservative legate alle pulsars.

Un'eventuale sistema multi-feed consentirebbe di eseguire surveys ad alta sensibilità permettendo la scoperta di nuove pulsars in tempi ragionevolmente brevi.

6.4 MEGAMASER (SORGENTI EXTRAGALATTICHE)

I megamaser sono maser, principalmente OH ed H_2O , di origine extra-galattica, hanno luminosità circa un milione di volte superiori a quelle delle sorgenti galattiche (da cui il nome) e hanno origine nelle galassie attive.

A tutt'oggi si conoscono megamaser appartenenti a cinque specie molecolari (Henkel, 2003) : SiO , OH , CH , H_2O , H_2CO .

Di seguito un richiamo delle relazioni redshift/distanza utili nella descrizione degli oggetti extragalattici :

1) Effetto Doppler, approssimazione non relativistica

$$v_{oss.} = \left(1 \pm \frac{v}{c}\right) v_{em.}$$

$v_{oss.}$ = frequenza osservata

$v_{em.}$ = frequenza emessa dalla sorgente in movimento in direzione radiale rispetto all'osservatore.

v = velocità di allontanamento (segno "+" nella formula) o di avvicinamento (segno "-" nella formula)

c = velocità della luce

2) Redshift

$$z = \frac{\lambda_{oss.}}{\lambda_{em.}} - 1 = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_{em.}}$$

$$z = \frac{v_{em.}}{v_{oss.}} - 1$$

$$\Delta\lambda > 0 \rightarrow \frac{v}{c} = \frac{(z+1)^2 - 1}{(z+1)^2 + 1}$$

3) Legge di Hubble per le distanze

$$z = \frac{H_0}{c} d$$

H_0 = costante di Hubble, il cui valore dipende dal modello cosmologico adottato (valori tipici : 50, 75, 100 km/s/Mpc)

d = distanza in Mpc dell'oggetto considerato.

Poiché l'Universo è in espansione il redshift degli oggetti extragalattici è sempre >0 .

In figura 6.12 l'andamento di z con la velocità di recessione.

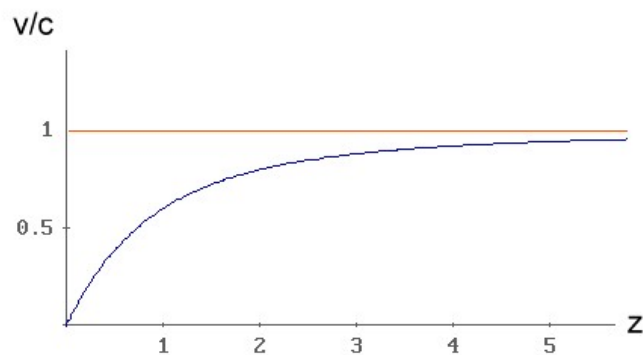


Fig. 6.12 : Redshift in funzione della velocità di allontanamento

Per $H_0 = 75 \text{ km/s/Mpc}$ (di recente pare che un valore attendibile sia compreso tra 50 e 75) si hanno le seguenti corrispondenze :

$z = 0.01 \rightarrow d \approx 40 \text{ Mpc}$
 $z = 0.1 \rightarrow d \approx 400 \text{ Mpc}$
 $z = 1 \rightarrow d \approx 4000 \text{ Mpc}$
 $z = 10 \rightarrow d \approx 40000 \text{ Mpc}$

Tuttavia per $z > 0.1$ occorre tenere in considerazione anche fattori geometrici, quali l'ipotetica curvatura dell'Universo, e la scala delle distanze non è più ricavabile con la sola applicazione della legge di Hubble.

6.4.1 AGN e QUASAR

Una galassia "tipica" è composta da miliardi di stelle, distribuite su decine di kpc, la cui emissione termica genera lo spettro della galassia stessa.

Esistono tuttavia alcuni oggetti che presentano luminosità molto maggiori del contributo collettivo di tutte le stelle che le compongono, provenienti da regioni molto compatte. Queste galassie sono genericamente chiamate "Galassie Attive".

Le galassie attive più energetiche sono chiamate QUASARs (QUAsi-StellAr-Radiosources). La denominazione ha ormai una motivazione più storica che non significativa, infatti i primi oggetti scoperti di questo genere apparivano come stelle blu che contemporaneamente erano anche forti sorgenti radio (in genere le stelle non presentano significative emissioni nel radio) e il cui spettro presentava righe di emissione allora sconosciute.

Studi successivi hanno mostrato che le righe spettrali coincidevano con le righe atomiche/molecolari conosciute, ma a frequenze di gran lunga spostate verso il rosso.

Attribuendo lo spostamento a un effetto Doppler si è giunti a calcolare delle velocità di recessione elevatissime (una delle prime sorgenti, 3C 273, mostrava una velocità di 47400 km/s).

Sono poi stati scoperti altri oggetti analoghi (apparenza stellare, $z = 0.1 \div 6.5$, intense righe in emissione) che non erano però particolari sorgenti radio, tuttavia il nome quasar è rimasto.

La maggior parte dei quasar scoperti finora si trova a $z < 2.5$

La luminosità di un quasar è $10^2 \div 10^3$ volte quella di una galassia "tipica" (per la Via Lattea un valore realistico è di $10^{11} L_{\odot} \approx 10^{37} W$) e mostra variabilità su tempi scala che vanno da alcuni mesi ad alcuni giorni che implicano dimensioni lineari paragonabili a quelle del nostro sistema solare (circa $50 U.A. \approx 7.5 \cdot 10^9 km$).

Lo spettro continuo inoltre non è riconducibile a uno spettro di corpo nero, ma sembra più vicino a uno spettro non termico, simile a quello originato dalle pulsars per sincrotrone (v. fig. 6.13)

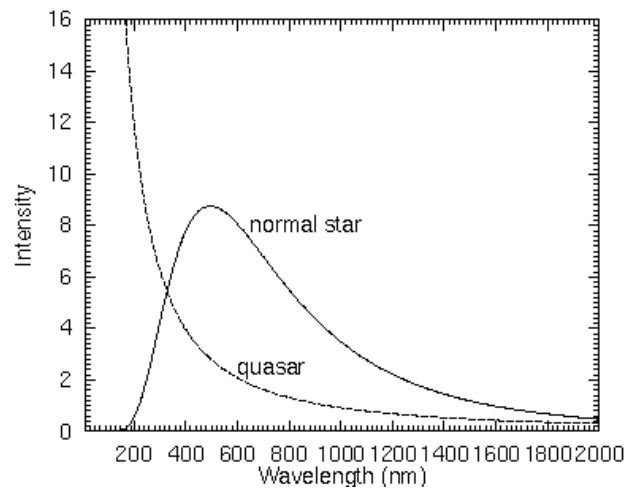


Fig. 6.13 : Spettri teorici : termico (normal star) e non termico (quasar)

Tale spettro non presenta dipendenza dalla temperatura, non ha frequenze "di taglio" e, a partire dalle microonde, si mantiene circa costante in tutte le bande (v. fig. 6.14).

La scoperta di regioni diffuse intorno ai quasar più vicini, caratterizzate da spettri termici prodotti da stelle, ha permesso di identificare gli oggetti "quasi-stellari" con i nuclei brillanti di galassie, e l'alto redshift che li caratterizza porta a concludere che quando l'Universo era più giovane le galassie emettevano molta più radiazione di quanto non facciano attualmente.

Le galassie attive meno energetiche (con luminosità intermedie tra quelle dei quasar e quelle delle galassie "tipiche") sono denominate genericamente AGN (Active Galactic Nuclei).

6.4.2 Classificazione fenomenologica degli AGN

Tutti gli AGN presentano uno spettro che sommariamente si può suddividere in :

Tipo 1 : presenza di intense e larghe righe di emissione (broad line) dovute a fenomeni di ricombinazione dell'idrogeno (transizioni "permesse") e righe più strette (narrow line) relative a transizioni "proibite" di elementi a diversi gradi di ionizzazione (in particolare [OIII], [NII]).

Tipo 2 : presenza delle sole righe strette, sia relative a righe proibite che permesse.

LINER : presenza delle sole righe strette relative ad atomi a bassa ionizzazione (Low Ionization Narrow Emission Region).

Gli AGN di tipo 1 sono i più luminosi, seguono i tipo 2 e i LINER.

A seconda poi del tipo di emissione prevalente gli AGN sono comunemente classificati come segue :

Seyfert : (tipo 1 e 2) sono in genere galassie a spirale (ma possono anche essere galassie ellittiche), la larghezza delle righe è attribuita a un effetto Doppler correlato a velocità interne di circa $1000\div 5000$ km/s , le righe più strette sono invece generate in regioni caratterizzate da velocità interne di circa 500 km/s. Molte Seyfert 1 sono forti sorgenti X.

Radiogalassie : (tipo 1, Broad Line Radio Galaxies - BLRG; tipo 2, Narrow Line Radio Galaxies - NLRG) sono galassie ellittiche che presentano una luminosità molto intensa nella banda radio. Nell'ottico si presentano come ellittiche giganti, a volte con più nuclei in interazione (merging), nel radio presentano un nucleo molto compatto dal quale si dipartono uno o due getti molto collimati, che terminano ciascuno in un vasto lobo laterale, che può estendersi per alcuni Mpc dal nucleo.

BL-Lacertae : sono molto luminose e sono caratterizzate da rapida variabilità nell'ottico, nel radio e in banda X, tuttavia non presentano righe di emissione significative.

Optically Violent Variables : sono analoghe alle BL-Lac ma presentano larghe righe di emissione.

BL-Lac e OVV sono genericamente designate come BLAZARS e sono caratterizzate da una forte polarizzazione della radiazione emessa.

Galassie Starburst : sono a volte incluse nella classificazione degli AGN anche se di fatto non sempre presentano la peculiarità di un nucleo compatto emittente. La natura della forte emissione è infatti insita nel rapido tasso di formazione stellare che si ha in questi oggetti, in genere frutto di collisione tra galassie ricche di gas e polveri, che durante il processo di interazione si contraggono fino a collassare in stelle.

Markarian : sono galassie caratterizzate da un eccesso UV nel continuo. Successivamente sono state identificate con galassie Starburst e, per un 10%, con Seyfert.

IRAS : sono caratterizzate da una forte luminosità nel lontano IR, prendono il nome dal satellite che ne ha permesso la scoperta, le più intense sono denominate ULIRG (Ultra Luminous Infrared Galaxies). Sono solitamente galassie a spirale ricche di gas e in fase di interazione.

In fig. 6.14 gli spettri ottici tipici di alcuni degli oggetti sopra-elencati.

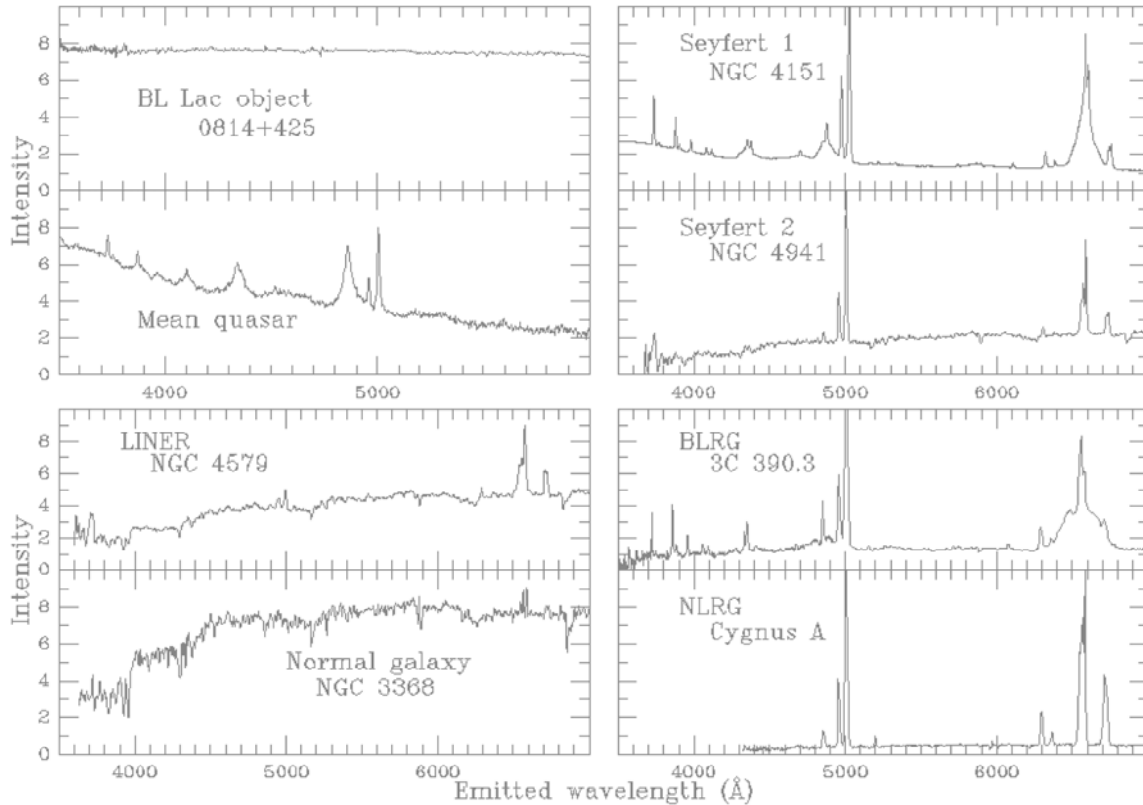


Fig. 6.14 : Spettri ottici di alcune galassie attive.

6.4.3 Produzione di energia in una galassia attiva

La luminosità di un quasar ha valori tipici di $10^{13} \div 10^{14} L_{\odot}$ irradiata per un tempo pari a circa 10^7 yr (età stimata per una radiogalassia tipica), ne segue un'energia complessiva emessa (minima) pari a circa 10^{54} J. Supponendo un processo di conversione massa/energia ($E = mc^2$) si ottiene una massa pari a $10^7 M_{\odot}$. Di fatto tutti i processi di produzione di energia sono caratterizzati da un'efficienza intrinseca :

$$L = \eta \dot{m} c^2$$

$$L = \text{luminosità} \left(\frac{\Delta E}{\Delta t} \right)$$

$$\dot{m} = \text{tasso di conversione della massa} \left(\frac{\Delta m}{\Delta t} \right)$$

η = efficienza del processo di conversione

Per un processo di fusione nucleare nella catena protone-protone (PP), che è quella più efficiente, si ha $\eta_{nucl.} \approx 7 \cdot 10^{-3}$ dunque per generare la luminosità di un quasar occorrerebbe una massa di $10^{10} M_{\odot}$ confinata in una regione di dimensioni paragonabili al nostro sistema solare ! Peraltro, anche riuscendo a "sistemare" un tale numero di stelle in uno spazio così ristretto, lo spettro energetico prodotto durante le fusioni nucleari sarebbe comunque di tipo termico.

Anche supponendo che invece l'energia sia generata in esplosioni di supernovae, occorrerebbe una massa di stelle pari a $10^8 M_{\odot}$ (considerando 10^{48} J per supernova, di cui 10^2 J persi per emissione di neutrini),

ciascuna di massa $> 8M_{\odot}$. In media stelle così massicce sono l'1% della popolazione stellare e dunque si ritorna a valori analoghi al precedente.

Dallo studio delle stelle binarie, in particolare delle sistemi binari che sono anche forti sorgenti di raggi X, è emerso un terzo processo di produzione di energia che può portare ad elevate luminosità, e che coinvolge il collasso, o meglio, l'accrescimento, di materia su un oggetto degenere.

Nella teoria classica due oggetti dotati di momento angolare non possono collassare l'uno sull'altro, tuttavia esiste una trattazione relativistica che, in casi particolari caratterizzati da intensi campi gravitazionali, prevede la caduta di materiale sull'oggetto più massivo. La caduta avviene attraverso una fase intermedia di "circularizzazione" attorno all'oggetto degenere e la dissipazione di momento angolare per frenamento genera luminosità molto elevate.

In generale la luminosità per accrescimento vale :

$$L_{acc.} = \eta_{acc} \dot{m} c^2 = \frac{1}{2} \frac{r_g}{R} \dot{m} c^2$$

r_g = raggio di Schwarzschild, definibile, nell'ambito della teoria classica, come il raggio massimo di un oggetto che, data la massa complessiva, abbia come velocità di fuga la velocità della luce $r_g = \frac{2GM}{c^2} \approx 3 \cdot \frac{M}{M_{\odot}} km$ ovvero il raggio massimo di un oggetto dal quale nulla, neppure la luce, possa sfuggire e che dunque appaia "nero".

R = raggio dell'oggetto.

In generale, a seconda della natura dell'oggetto degenere in fase di accrescimento, si possono calcolare i seguenti valori :

Nana bianca di $1 M_{\odot}$: $\eta_{acc.} = 10^{-4}$

Stella di neutroni di $1 M_{\odot}$: $\eta_{acc.} = 10^{-1}$

Buco nero : $\eta_{acc.} = 10^{-1} \div 4.5 \cdot 10^{-1}$ (il limite massimo è quello teorico associato a buchi neri in rapida rotazione).

Considerando quindi una $\eta_{acc.} = 10^{-1}$ si ottiene dalla formula precedente un tasso di accrescimento tipico pari a $\dot{m} \approx 1 \div 10 \frac{M_{\odot}}{yr}$, un valore molto elevato, tuttavia plausibile.

L'unico singolo oggetto degenere che può avere una massa di $10^7 \div 10^8 M_{\odot}$ è un buco nero, per il quale teoricamente non esiste in questo senso un limite superiore.

Il raggio di Schwarzschild per un tale oggetto sarebbe pari a $3 \cdot 10^8 km$, un valore poco inferiore al raggio di quello che viene considerato il nucleo compatto della galassia attiva.

Si può inoltre dimostrare che, nel caso di materiale in accrescimento su un buco nero, l'ultima orbita stabile prima della caduta definitiva ha un raggio pari a circa $3 \cdot r_g$.

Da queste considerazioni e dopo lunghe campagne osservative, si è concluso che il modello più realistico di una galassia attiva prevede un buco nero centrale, nel quale tende a cadere il materiale circostante.

Come per gli altri oggetti degeneri occorrerebbe una trattazione relativistica per spiegare il comportamento della materia in presenza di densità così elevate e di intensi campi gravitazionali ed elettromagnetici.

Qualitativamente si può comunque dire che la caduta del materiale non è "a capofitto" ma prevede una fase intermedia di circularizzazione in orbita attorno al buco nero, l'orbita nel tempo tende a restringersi sempre di più e durante la dissipazione del momento angolare posseduto dal materiale in caduta vengono generati enormi tassi di energia, compatibili con le elevatissime luminosità osservate, che dunque non provengono a rigore dal centro della galassia, ma da una zona (toroidale, se si suppone una simmetria circolare) circostante (v. fig. 6.15).

Il modello appena descritto è tuttora in fase di perfezionamento, e la teoria più accreditata al momento riunisce gli oggetti sopra elencati in un unico schema.

In pratica tutte le galassie attive hanno forse la medesima struttura, riconducibile a uno schema relativamente semplice, ma presentano caratteristiche osservative differenti a seconda dell'orientazione rispetto all'osservatore.

I getti di materia che si osservano in quasar e radiogalassie vedono la loro origine nell'intenso campo magnetico presente attorno al buco nero, le cui linee ai poli potrebbero essere distorte al punto di permettere la fuoriuscita di materiale entro due coni simmetrici dall'apertura molto stretta.

Se i getti fossero diretti lungo la linea di osservazione si rileverebbe una radiazione fortemente polarizzata e senza righe in emissione, e la galassia apparirebbe come un Blazar.

Se invece la galassia apparisse "di taglio" (edge on) o a inclinazioni intermedie, la presenza di polveri e nubi dalle diverse densità e temperature potrebbe poi spiegare la differenza nel profilo delle righe osservate.

In fig. 6.14 è mostrato un semplice schema del modello unificato per le galassie attive, che prevede la presenza di nubi dense e diffuse e un anello esterno di gas e polveri.

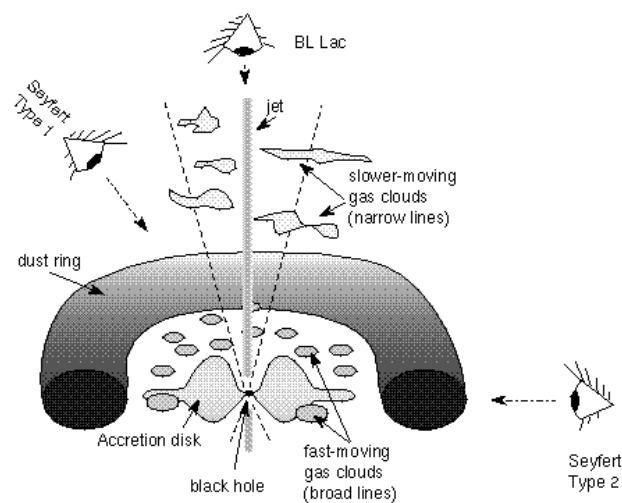


Fig. 6.15 : AGN, modello unificato

La teoria dell'unificazione attualmente prevede che non solo le galassie attive presentino un buco nero centrale, ma che tutte le galassie abbiano questa caratteristica. Stando a questa teoria anche la Via Lattea ospiterebbe al centro un buco nero.

6.4.4 Processi maser

I maser extragalattici più frequenti e più studiati sono relativi a OH , H_2O .

I primi maser OH scoperti al di fuori della nostra galassia sono associati a due galassie Starburst (NGC 253, NGC 4945) e si tratta di due emissioni relativamente deboli ("kilomasers").

Il primo megamaser OH è stato scoperto nella galassia Starburst Arp 220 (Baan et al. 1982) nelle due righe a 1665 e 1667 MHz. Con il lancio del satellite IRAS si sono poi scoperte altre 50 sorgenti di megamasers in pochi anni, quasi tutte galassie ULIRG, attualmente il numero di sorgenti conosciute è circa 100.

I megamaser OH sono probabilmente generati nell'anello di gas e polveri che circonda il nucleo (v. fig. 6.14), e sono studiati come traccianti delle regioni di formazione stellare, la loro luminosità (che può raggiungere valori elevatissimi) è strettamente correlata alla luminosità infrarossa della galassia ospite, che sembra essere più probabilmente una Starburst che un AGN vero e proprio.

I maser H_2O extragalattici per ora sono stati scoperti solo nella riga a 22GHz, per la quale è ipotizzabile un ambiente circostante con densità di $10^8 \div 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ e temperatura di $250 \div 500 \text{ K}$ (Henkel, 2003). Anche in questo caso sono stati osservati kilomasers associati probabilmente a zone esterne di formazione di stelle di

grande massa, questi masers più deboli, qualora sia possibile stimarne il moto proprio, vengono utilizzati come indicatori di distanza.

Il primo megamaser H_2O ($L \approx 20L_\odot$) è stato scoperto nella galassia Starburst NGC 4945, successivamente ne sono stati scoperti più di 20, tutti associati a galassie Seyfert 2 o LINER. In generale l'emissione di un megamaser è probabilmente correlata alle regioni più interne della galassia, prossime al nucleo e, supponendo valido il modello unificato, compare nelle Seyfert 2 grazie alle elevate densità che si hanno lungo la linea di vista in caso di galassia "edge on". E' da notare tuttavia che di recente è stato scoperto un megamaser H_2O in una galassia Seyfert 1, dunque l'associazione dell'emissione con le caratteristiche morfologiche della galassia ospite è ancora in discussione.

I megamaser H_2O sono per ora gli oggetti più prossimi al nucleo ("disk masers") osservabili direttamente e dallo studio dei loro moti si cerca di trarre informazioni sulla geometria del disco di accrescimento e sulla massa del buco nero centrale (NGC 4258). Alcuni di questi megamaser sono situati in corrispondenza dell'emissione dei getti ("jet masers") e vengono utilizzati per studiare l'interazione "getto/materia" (NGC 1052, Mrk 348).

Esiste poi una classe di megamaser H_2O che non sono associati né al disco di accrescimento né ai getti e che probabilmente sono localizzati in aree più esterne (NGC 3079).

Entrambe i megamaser possono essere utilizzati per stimare l'intensità del campo magnetico della galassia ospite (le transizioni atomiche che avvengono in presenza di campi magnetici si presentano con righe multiple di diversa polarizzazione, la cui separazione in frequenza dipende dall'intensità del campo - Effetto Zeeman).

6.4.5 Applicazioni e requisiti tecnici

Megamaser OH

Hanno densità di flusso tipiche di $6 \div 300$ mJy (GBT OH Megamaser Survey - Source List) e dimensioni lineari da alcuni arcsec ad alcune centinaia di mas per le sorgenti più vicine ($z \approx 0.01$).

Esempio, osservazione Westerbork Mrk 273, $z = 0.03778$ (H.R. Klöckner, W.A. Baan 2004) : banda totale 20 MHz, n° canali 256 (risoluzione $14.6 \text{ km/s} = 78 \text{ kHz}$) :

t on-source (min)	σ (mJy)	5σ (mJy)
120	2	10

Tabella 58 : Westerbork , sensibilità per canale. Stima da fig. 3 in Klöckner, Baan 2004

Successivamente la sorgente è stata osservata nel continuo con EVN per ottenerne un'immagine risolta (v. fig. 6.16).

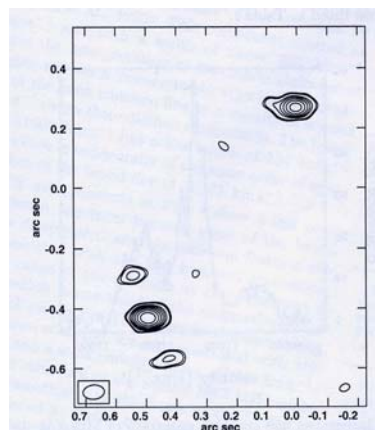


Fig. 6.16 : Immagine EVN a 1.6 GHz di Mrk 273

Ipotesi di osservazione : utilizzando la stessa risoluzione spettrale di Westerbork, con SRT si ottengono i seguenti valori.

t on-source (min)	σ (mJy)	5σ (mJy)
5	6	30
60	2	10
120	1	5

Tabella 59 : Sensibilità per canale SRT (78 kHz a 1.5 GHz)

Come si può notare, un'osservazione simile a quella condotta a Westerbork (limitata alla rivelazione del megamaser), con SRT condurrebbe agli stessi risultati in metà del tempo.

In generale è impossibile risolvere questi oggetti in single dish (soprattutto a z crescenti) ed è necessario ricorrere a successive osservazioni VLBI per cercare di ottenere maggiori informazioni sulla distribuzione dei maser spots.

In ogni caso per z elevati può non essere possibile risolvere gli spots anche in VLBI e occorre considerare anche lo spostamento della frequenza di osservazione causata dal redshift.

Megamaser H_2O

Flussi tipici per oggetti a $z = 0.1$ sono di $0.2 \div 55$ mJy, questi oggetti spesso sono non risolti spazialmente e la rivelazione della riga di emissione richiede anche elevate risoluzioni spettrali.

Esempio di osservazione, Effelsberg 3C 403, $z=0.0589$ (A. Tarchi et al., 2003) : banda totale 500 MHz, n° canali 400 (risoluzione 17.8 km/s = 1.25 MHz).

t on-source (min)	σ (mJy)	2σ (mJy)
5	7	14
60	2	4
120	1	2

Tabella 60 : Effelsberg, sensibilità per canale

La campagna osservativa da cui si è tratto questo esempio è partita da una pre-selezione di radiogalassie "vicine" ($z < 0.1$) e questo è stato l'unico caso in cui si è rivelata l'emissione di un megamaser H_2O .

Ovviamente la vicinanza dell'oggetto emittente facilita la rivelazione stessa e per studiare oggetti più distanti è in generale necessaria una risoluzione spettrale maggiore.

Ipotesi di osservazione : banda totale 25 MHz, n°canali 256 (risoluzione 1.3 km/s ≈ 98 kHz)

t on-source (min)	σ (mJy)	2σ (mJy)
5	23	64
60	7	14
120	5	10

Tabella 61 : Sensibilità per canale SRT (98 kHz a 23 GHz)

Come si può notare SRT in single-dish sarebbe in grado di rivelare buona parte dei megamaser con $z = 0.1$ in un tempo ragionevole. Gli oggetti meno brillanti richiederebbero invece diverse ore di integrazione.

6.5 ISM NELLE GALASSIE ATTIVE

L'utilizzo delle molecole "traccianti" l'idrogeno molecolare per determinare composizione e densità delle nubi è spesso limitato dalle alte frequenze relative alle transizioni di interesse.

Nell'astronomia extragalattica frequenze normalmente poco accessibili (gli strumenti tendono a perdere in efficienza alle alte frequenze per via della crescente importanza delle deformazioni strutturali e per $\nu \geq 100\text{GHz}$ ci sono pochi strumenti, per lo più interferometri, che forniscono osservazioni dettagliate) diventano progressivamente più "vicine" all'aumentare del redshift.

Naturalmente questo comporta anche una maggiore lontananza delle sorgenti e dunque in generale flussi più deboli da rivelare.

Recentemente una delle molecole più studiate nella chimica extragalattica è il CO, considerata la più importante tra le molecole traccianti l'idrogeno, la cui transizione (0-1) per $z \geq 0.35$ corrisponde a $\nu \leq 85$ GHz.

La riga del CO è osservabile in emissione qualora si osservino nubi sede di formazione stellare, o in assorbimento, se è presente una sorgente di background abbastanza intensa.

La riga in emissione (in generale meno comune in quanto occorrono masse maggiori di gas per generare una riga rivelabile in emissione che non una riga in assorbimento) è utilizzata per studiare la chimica delle galassie Starburst e in generale delle galassie in interazione.

La riga in assorbimento viene utilizzata per descrivere la natura delle nubi che circondano i nuclei attivi, e dunque per meglio comprendere la chimica delle galassie che ospitano quasar e AGN.

6.5.1 Applicazioni e requisiti tecnici

CO in assorbimento

Flussi tipici per oggetti a $z = 0.2$ ($\nu \approx 90$ GHz) sono di 20-90 mJy (T.Wiklind, F.Combes 1997), le dimensioni del nucleo attivo sono di alcune decine di mas, la galassia ospite può estendersi per alcuni arcsec (o più, se sono presenti getti e/o lobi).

Ipotesi di osservazione : banda totale 150 MHz, n° canali 15000 (risoluzione 10 kHz \approx 0.03 km/s)

t on-source (min)	σ (mJy)	2σ (mJy)
60	62	124
120	44	88

Tabella 62 : SRT. Sensibilità per canale (10 KHz a 86 GHz)

Con un tempo di osservazione pari a qualche ora sarà SRT in single dish potrà rivelare le righe in assorbimento.

CO in emissione

Flussi tipici per $z = 0.2-0.3$ sono di 1 ÷ 10 mJy, data la debole emissione necessariamente si ricorre a risoluzioni spettrali molto meno elevate che nel caso precedente.

Ipotesi di osservazione : banda totale 2000 MHz, n° canali 100 (risoluzione 20 MHz \approx 70 km/s)

t on-source (min)	σ (mJy)	2σ (mJy)
60	1.4	2.8
120	1	2

Tabella 63 : Sensibilità per canale SRT (20 MHz a 86 GHz)

Per osservare le righe più deboli occorrono numerose ore di integrazione, tuttavia con 1-2 ore di osservazione è possibile rivelare buona parte delle righe più intense.

6.6 POLARIMETRIA

Tutte le osservazioni citate nei capitoli precedenti potranno avvalersi anche di uno studio polarimetrico di alta precisione.

I termini di contaminazione attesi per SRT sono molto buoni (circa 0.02 come valore indicativo). Questa caratteristica sarà di particolare utilità nelle osservazioni di sorgenti extragalattiche e nello studio dei maser stellari.

6.6.1 Rotazione di Faraday

Un'onda elettromagnetica polarizzata, durante l'interazione con un campo magnetico lungo la direzione di propagazione, subisce una rotazione del piano di polarizzazione che dipende dalla quantità di particelle cariche incontrate durante l'interazione stessa, e dall'intensità del campo (v. fig. 6.17) parallelamente alla linea di vista.

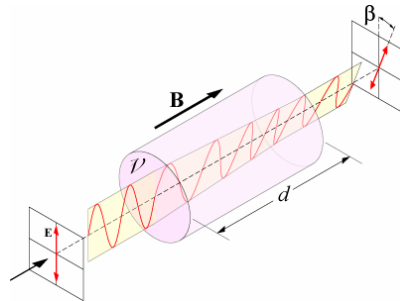


Fig. 6.17 : Rotazione di Faraday

In particolare si definisce misura di rotazione la seguente :

$$RM = 0.81 \int_0^l n_e B_{\parallel} dl \quad [\text{rad} \cdot \text{m}^{-2}]$$

n_e = densità di elettroni $[\text{cm}^{-3}]$

B_{\parallel} = densità di flusso del campo magnetico, componente longitudinale $[\mu\text{Gauss}]$

l = lunghezza percorsa $[\text{pc}]$

La misura di rotazione fornisce dunque importanti informazioni sul campo magnetico intorno alla sorgente osservata e sulle proprietà del mezzo attraversato.

L'angolo di rotazione del piano di polarizzazione vale :

$$\beta = \beta_0 + RM\lambda^2 \quad [\text{rad}]$$

β_0 = angolo di polarizzazione iniziale

Durante un'osservazione occorre considerare che anche il campo magnetico terrestre influenza la radiazione ricevuta dall'antenna (per $\lambda = 20\text{cm}$ circa 3° in polarizzazione causati dalla rotazione di Faraday che avviene nella ionosfera).

La trattazione classica della rotazione di Faraday (B.F. Burn 1966) prevede che RM segua una distribuzione gaussiana di deviazione standard Δ , che la sorgente (o comunque l'area in cui avviene la rotazione) abbia forma sferica o piana, che il campo magnetico sia composto nella stessa misura di aree in cui si mantiene costante e di aree in cui varia in modo casuale.

In questo modello il grado di polarizzazione della radiazione incidente è correlato a Δ (dispersione di Faraday) con andamento di tipo $e^{-\Delta^2 \lambda^4}$ (v. fig. 6.18).

La maggioranza delle osservazioni confermano il calo di polarizzazione (depolarizzazione, DP) previsto, tuttavia ci sono casi in cui l'andamento può discostarsi di molto da quello teorico, in particolare si sono osservati intervalli di lunghezze d'onda con polarizzazioni crescenti.

Attualmente si stanno perfezionando modelli più complessi di quello di Burn, che privilegino campi magnetici prevalentemente variabili in modo casuale e che hanno come oggetto le galassie attive a spirale. Questi modelli considerano anche l'interazione della radiazione con il plasma di elettroni presente presso l'AGN e dunque prevedono complesse trattazioni di magneto-idro-dinamica (MHD).

Studi di questo tipo devono poter contare su misurazioni molto accurate sia del grado di polarizzazione (quantità legata alla dispersione di Faraday, Δ) sia dell'angolo del piano di polarizzazione (quantità legata alla rotazione di Faraday, RM).

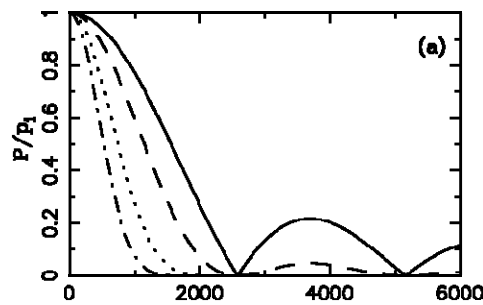


Fig. 6.18 : Andamento del grado di polarizzazione in funzione di λ^2 . Le linee tratteggiate si riferiscono a diverse distribuzioni spaziali del campo magnetico

6.6.2 Origine dello spettro delle galassie GPS

Nel gruppo delle radiogalassie rientra una sottocategoria denominata GPS (Gigahertz Peaked Spectrum) caratterizzata da uno spettro, generato in una regione molto compatta (dell'ordine dei kpc) convesso che presenta un massimo intorno a 1 GHz (v. fig. 6.19).

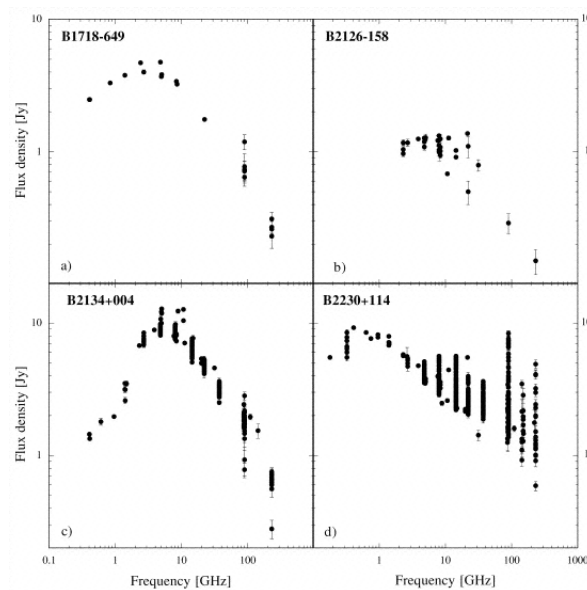


Fig. 6.19 : Spettri di alcune galassie GPS

La natura del brusco calo di intensità alle basse frequenze è attualmente in fase di discussione, principalmente viene attribuita a due diversi meccanismi di assorbimento :

- SSA (Synchrotron Self Absorption) : in questa ipotesi gli stessi elettroni che, spiraleggiando attorno alle linee di un campo magnetico, producono la radiazione rivelata, sotto a una certa frequenza critica schermano la radiazione da essi prodotta (regime otticamente spesso). Lo spettro energetico corrispondente ha un andamento che approssima molto bene quello misurato nelle galassie GPS (v. fig. 6.20).

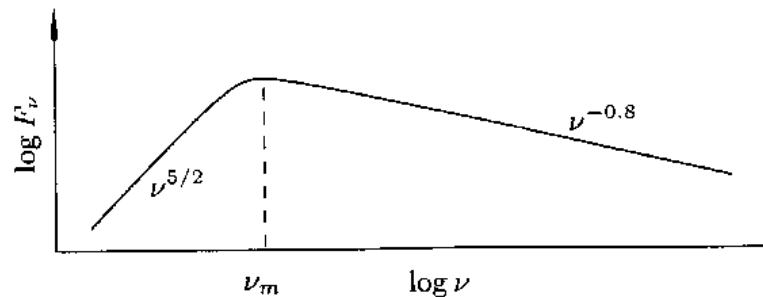


Fig. 6.20 : Spettro di radiazione emessa per sincrotrone, regimi otticamente spesso e sottile

- FFA (Free-Free Absorption) : questo modello ha un approccio simile al precedente, ma vede come origine della radiazione l'interazione "libero-libero" o bremsstrahlung (fenomeno durante il quale una particella carica, tipicamente elettroni, emette radiazione elettromagnetica in seguito a una decelerazione avvenuta per interazione in un campo elettrico, v. fig. 6.21). Anche questo spettro è caratterizzato, sotto a una certa frequenza critica, da un regime otticamente spesso (v. fig. 6.22). Il meccanismo di assorbimento è noto anche come Bremsstrahlung Self-Absorption.

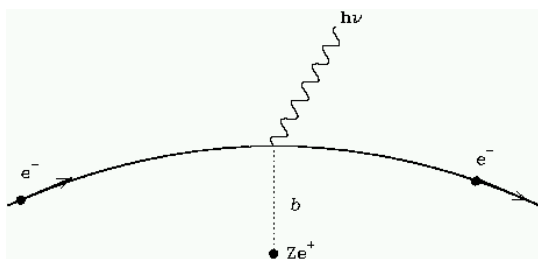


Fig. 6.21 : Schema classico di interazione tra un elettrone e un nucleo carico, con conseguente emissione di radiazione

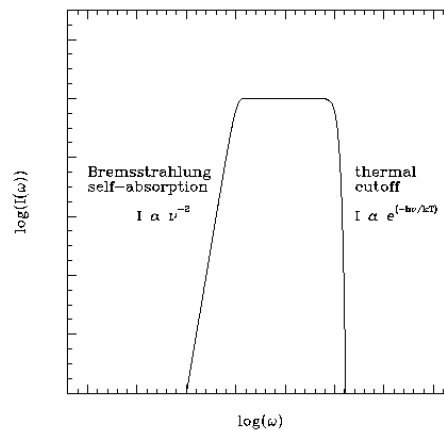


Fig. 6.22 : Spettro di emissione per bremsstrahlung

Tra i vari metodi osservativi volti a chiarire quale dei due meccanismi sia all'origine dello spettro delle galassie GPS, recentemente è stato effettuato uno studio polarimetrico (M. Mutoh et al. 2002) che si basa sulle diverse caratteristiche di polarizzazione che presenta la radiazione emessa per sincrotrone rispetto a quella emessa per bremsstrahlung.

Sebbene infatti entrambe i tipi di emissione generino una polarizzazione lineare, solo la prima presenta, in corrispondenza della frequenza di picco, una rotazione di 90° dell'angolo di polarizzazione.

Uno studio di questo tipo, condotto con SRT, potrebbe avvalersi, oltre che di un'elevata precisione nelle misurazioni, della copertura continua in frequenza che caratterizza lo strumento, e che giocherebbe un ruolo fondamentale nella rilevazione di eventuali cambiamenti nell'angolo di polarizzazione in un intorno della frequenza di picco.

Attualmente sono state analizzate in questo modo sei sorgenti GPS, per le quali non sono state rilevate variazioni dell'angolo di polarizzazione.

6.6.3 Applicazioni e requisiti tecnici

Un'osservazione polarimetrica del tipo descritto nei paragrafi precedenti ha tipicamente come oggetto sorgenti di flusso pari a $100 \div 300$ mJy.

L'obiettivo potrebbe essere rivelare una polarizzazione lineare dell' 1% . Utilizzando i parametri di Stokes per descrivere la radiazione polarizzata, si ottiene :

$$P = 1 \div 3 \text{ mJy}$$

$$U = Q = \sqrt{\frac{P^2}{2}} = 0.7 \div 2.1 \text{ mJy}$$

P = intensità della radiazione polarizzata

U, Q = componenti della polarizzazione lineare (ipotizzate uguali)

Ipotesi di osservazione : frequenza 23 GHz, banda totale 2000 MHz (in polarimetria $\sigma_p = \frac{\sigma}{\sqrt{2}}$)

t on-source (min)	σ_p (mJy)	$5 \sigma_p$ (mJy)
10	0.07	0.4

Tabella 64 : Sensibilità SRT (2000 MHz a 23 GHz)

Come si può notare con SRT si potrebbe condurre uno studio di questo tipo in tempi ragionevolmente brevi. A frequenze molto inferiori occorre considerare la larghezza più limitata delle bande disponibili, che necessariamente porterebbe ad un aumento considerevole del tempo di osservazione, viste le alte sensibilità richieste.

6.7 RIEPILOGO DEI REQUISITI PER LE VARIE OSSERVAZIONI

Di seguito una tabella riassuntiva con i requisiti minimi per le varie osservazioni e il tempo indicativo necessario.

Argomento	Frequenza (GHz)	Risoluzione spettrale	Sensibilità per canale ($2\sigma \div 5\sigma$)	Tempo stimato
Maser stellari	1.5 (OH)	10 kHz	$0.1 \div 10$ Jy	5'
	23 (H_2O)	18.4 kHz	$1 \div 10$ Jy	5'
Maser interstellari	1.5 (OH)	10 kHz	$10 \div 500$ Jy	5'
	23 (H_2O)	18.4 kHz	$1 \div 10$ Jy	5'
Molecole ISM	5, 23 (CH_3OH)	10 kHz	70 mJy	30'
	23 (NH_3)	20 kHz	350 mJy	5'
	75 (DCO^+, N_2D^+)	5 kHz	100 mJy	30'
Pulsars	1.5	500 kHz	10 mJy	5'
Megamaser	1.5 (OH)	78 kHz	$6 \div 300$ mJy	1h
	23 (H_2O)	98 kHz	$0.2 \div 55$ mJy	> 2h
CO extragalattico	86 ass.	10 kHz	$20 \div 90$ mJy	> 2h
	86 em.	20 MHz	$1 \div 10$ mJy	> 2h
Polarimetria	23	2000 MHz (continuo)	$0.7 \div 1.2$ mJy	10'

Tabella 65 : Riepilogo

Conclusioni

In questa tesi sono state calcolate le prestazioni, in termini di sensibilità, di SRT e della rete VLBI italiana e se ne è verificata l'applicazione in alcuni campi della ricerca astronomica. In particolare si è dato risalto alle frequenze per le quali sono attualmente in costruzione i ricevitori.

Gli studi condotti sul sito che ospiterà SRT, basati su rilevazioni meteo continue nell'arco di cinque anni, su cinque campagne di rilevazioni di interferenze e su una campagna durata un anno nella quale si è valutata l'opacità atmosferica a 22 GHz, hanno mostrato una percentuale annua di osservazione in condizioni di precisione superiore a quanto previsto inizialmente, e, complessivamente, una percentuale annua di osservazione in condizioni normale/precisione pari al 62%.

In generale anche le prestazioni della rete VLBI italiana si sono rivelate molto buone, tuttavia è da segnalare una ovvia insufficienza nella copertura del piano u-v, conseguente al numero limitato di antenne disponibili.

In questo senso la VLBI italiana potrebbe raggiungere un buon livello di competitività se integrata con l'antenna di Matera (che però attualmente non è equipaggiata con i ricevitori adatti alla ricerca astronomica), che aggiungerebbe la massima baseline in Est-Ovest raggiungibile in Italia e con almeno un'altra antenna (in totale cinque) tipo Medicina/Noto posizionata in modo da ottenere una copertura più omogenea del piano u-v (a tal fine sarebbe opportuna una collocazione che dia luogo ad almeno una o due baselines corte, dell'ordine del centinaio di chilometri al massimo).

Le simulazioni fatte sulla rete EVN hanno mostrato che l'inserimento di SRT risulterebbe particolarmente vantaggioso alle alte frequenze (dove pochi strumenti sono in grado di osservare) grazie all'aumento della copertura del piano u-v, e in generale hanno mostrato un aumento di sensibilità dell'intera rete (incremento della "baseline sensitivity").

Il potere risolutivo non trarrà invece particolari miglioramenti, poiché non si andranno ad aggiungere baselines più lunghe di quelle già esistenti.

Riassumendo per genere le applicazioni astronomiche considerate, si può concludere quanto segue :

Astronomia galattica (processi maser, pulsars, ISM)

I risultati previsti sono estremamente interessanti e confermano le aspettative di alto livello attese da uno strumento come SRT. In tutti i campi studiati sarebbe auspicabile un incremento della possibilità di osservare con multi-beam (attualmente limitata alla frequenza di 22 GHz) per poter realizzare delle survey ad alta sensibilità in tempi inferiori a quanto fatto finora e aumentare le possibilità di nuove scoperte (come successo recentemente al gruppo italiano che ha scoperto la prima pulsar binaria utilizzando il multi-beam del radiotelescopio di Parkes, Australia).

Lo studio di molecole caratterizzate da alte frequenze di transizione può essere penalizzato dal calo delle prestazioni che si ha sopra ai 40 GHz, dunque gli sforzi maggiori nello sviluppo di un'elettronica a basso rumore andranno dedicati senz'altro alle alte frequenze.

Lo studio delle sorgenti maser potrà essere approfondito con osservazioni ad alta risoluzione condotte con la VLBI italiana e, ulteriormente, con la rete EVN potenziata con SRT stesso.

Astronomia extragalattica (megamaser, ISM in AGN)

Lo studio degli oggetti più lontani è intrinsecamente caratterizzato da bassi flussi ricevuti, pertanto richiede alte sensibilità. Le prestazioni di SRT si sono rivelate molto buone per lo studio dei megamaser dell'acqua e dell'ossidrile OH per oggetti con redshift < 0.1 , entrambe campi nei quali sarà utilissima la tecnica multi-beam.

Per lo studio del CO in oggetti lontani i calcoli mostrano ancora tempi di osservazione discretamente lunghi, problema che si potrebbe mitigare disponendo di bande più larghe (per redshift abbastanza elevati una soluzione di questo tipo permetterebbe anche di osservare più righe del CO contemporaneamente).

Polarimetria (misure di rotazione, galassie GPS)

Questo tipo di studio richiede un'elevata sensibilità e l'utilizzo di bande non eccessivamente larghe (condizione meno stringente al crescere della frequenza). Le prestazioni di SRT a 22 GHz si sono rivelate ottime e in generale la possibilità di sfruttare la copertura continua in frequenza (da 0.3 a 100 GHz) rende lo strumento particolarmente adatto agli studi polarimetrici.

Questo lavoro di Tesi offre numerosi spunti per sviluppi futuri : essendo SRT tuttora in fase di costruzione sarebbe opportuno aggiornare costantemente la descrizione tecnica dello strumento, nonché riempire i vuoti man mano che saranno disponibili i dati progettuali.

Lo studio effettuato per le prime quattro frequenze andrebbe esteso anche a tutte le altre frequenze di lavoro, consentendo una prima verifica teorica delle prestazioni dello strumento, utilizzabile per eventuali proposte di migliorie.

Bibliografia

Capitolo 2

VERTEX RSI

64 Meters sardinia radio telescope final design review
(09/2000)

Optics and RF design
(TR-1385-001, 2002)

Telescope control system
(TR-1385-002, 2002)

Subreflector - Analysis, Mechanical system -Positioner
(TR-1385-003, 2002)

Technical specifications
(TS-1385-100, 2002)

Pointing system
(TS-1385-101, 2002)

MONARI J., ET AL.

Progetto architettura ricevente 5 GHz, 22 GHz, 1.4 GHz e di distribuzione dei segnali IF, AU, REF per il radiotelescopio SRT
(IRA 09/2004)

Capitolo 3

AMBROSINI R., ET AL.

La quarta campagna di misure sulla distribuzione spettrale dei segnali potenzialmente interferenti il servizio di radioastroastronomia dalla stazione SRT.
(IRA 326/2002)

AMBROSINI R., ET AL.

La quinta campagna RFI a Pranu Sanguni
(04/06/2004)

SERVIZIO AGROMETEOROLOGICO REGIONE SARDEGNA

Dati stazioni Villasalto e Siurgus Donigala
(01/01/1999 - 31/12/2003)

Capitolo 4

NRAO

The GBT user's manual 1.0
(2001)

The VLA expansion project management plan 1.0
(2001)

G. TAYLOR

The VLA sensitivity
(2004)

Capitolo 5

CRAIG WALKER R.

VLBI Sensitivity
(M. Felli and R.E. Spencer VLBI Techniques and Applications, 163-182)

T. VENTURI, D. DALLACASA

The impact of SRT on VLBI imaging of AGN at high radio frequencies
(*Proceedings of the SRT Symposium held in Cagliari, Sardinia, Italy 7-10 2001*, 195-200)

Capitolo 6

BOWERS P.F., HAGEN W.

Luminosities and mass loss rates of OH / H_2O maser stars
(*The Astrophysical Journal* 285, 637-647, 1984)

SJOUWERMAN L.O., ET AL.

H_2O and SiO maser emission in Galactic center OH / IR stars
(*Astronomy and Astrophysics* 391, 967-978, 2002)

SEVENSTER M.N., ET AL.

The ATCA/VLA OH 1612 MHz survey (III. Observations of the Northern Galactic Plane)
(*Astronomy and Astrophysics* 366, 481-489, 2001)

VLEMMINGS W.H.T., ET AL.

Astrometry of the stellar image of U-Her amplified by the circumstellar 22 GHz water masers
(*Astronomy and Astrophysics* 393, L33-L36, 2002)

VAN LANGEVELDE H.J., ET AL.

VLBI astrometry of the stellar image of U-Herculis amplified by the 1667 MHz OH maser
(*Astronomy and Astrophysics* 357, 945-950, 2000)

MADDALENA R.J., ET AL.

The large system of molecular clouds in Orion and Monoceros
(*The Astrophysical Journal* 303, 375-391, 1986)

KAIFU N., ET AL.

A 8.8-50 GHz complete spectral line survey toward TMC-1 (I. Survey Data)
(*Publications of the Astronomical Society of Japan* 56, 69-173, 2004)

KLÖCKNER H.R., BAAN W.A.

An embedded circumnuclear disk in Mrk 273
(*Astronomy and Astrophysics* 2004)

TARCHI A., ET AL.

Discovery of a luminous water megamaser in the FR II radiogalaxy 3C403
(*Astronomy and Astrophysics* 407, L33-L36, 2003)

CASOLI F., LOINARD L.

Molecular gas in nearby quasars
(*ASP Conference series* 235, 2001)

WIKLIND T., COMBES F.

Molecular absorption lines at high redshift : PKS 1413+135 ($z = 0.247$)
(*Astronomy and Astrophysics* 328, 48-68, 1997)

BURN B.F.

On the depolarization of discrete radio sources by Faraday dispersion
(*Royal Astronomical Society* 133, 67-83, 1966)

KAMENO S., ET AL.

Free-free absorption and the Unified Scheme

(Publications of the Astronomical Society of Australia 20, 213-221, 2003)

MUTOH M., ET AL

A new test for the absorption mechanism of GPS radio sources using polarization properties

(Publications of the Astronomical Society of Japan 54, 131-138, 2002)

SAWADA SATOH S., ET AL.

Free-free absorber surrounding GHz-peaked spectrum sources

(New Astronomy Reviews 46, 283-285, 2002)

Ringraziamenti

Un doveroso ringraziamento va ai miei relatori, Daniele Dallacasa e Alessandro Orfei.

Al primo per essermi venuto incontro con appuntamenti nei posti e agli orari più improbabili, spesso dedicandomi parte del suo tempo libero. Grazie anche per i suggerimenti, per la pacata rassegnazione con cui mi ha (quasi) sempre lasciato fare di testa mia, per la pazienza con cui si è sorbita tutte le mie proteste e perplessità.

Al secondo per i numerosi insegnamenti, per le correzioni precise e puntualissime, per avermi seguito con costanza, per l'impareggiabile aplomb durante le diverse ore trascorse discutendo della tesi in compagnia di un piccolo fagottino vestito di rosa.

Soprattutto, e qui le parole non saranno mai abbastanza, grazie per avermi salvato dall'elegante LaTeX in favore del bacato, ma pur sempre praticissimo, Word per Windows !!!

Grazie a tutto il Comitato Scientifico di SRT per aver valorizzato questo lavoro prima ancora che fosse finito, in particolare grazie a Marcello Felli, Isabella Prandoni e Paola Caselli per i commenti e i suggerimenti.

Grazie a tutti, ma veramente tutti, coloro che lavorano al Radiotelescopio di Medicina (Croce del Nord), per la calorosa accoglienza, l'amicizia e il supporto tecnico (un bacino sul muso è riservato alla ormai non più piccola Nikita e a Kira, perché è bello arrivare la mattina e trovare qualcuno che ti fa sempre le feste con gioia !).

Grazie ai compagni di corso di Ingegneria, con i quali ho passato i miei primi tre anni universitari, i più divertenti di tutta la mia vita, tra partite a biliardo, fughe al mare e lunghe serate in giro per la Romagna !

Grazie anche a tutti i miei compagni di corso di Astronomia, con i quali per i tre anni successivi ho condiviso pause pranzo, appassionanti discussioni su libri cinema e politica, code al forno a microonde, astrofeste, pettegolezzi vari su docenti e assistenti, giochi da tavolo improvvisati sui banchi, notti al Telescopio di Loiano, giorni sulle lastre fotografiche del Palomar, ore nel laboratorio al piano -1 (impossibile stabilire se diurne o notturne, non ci sono finestre !).

Credo di aver imparato qualcosa da tutti, e per questo non voglio fare una lista di nomi, preferisco non rischiare di dimenticare qualcuno.

Un unico saluto affettuoso a Simona, perché solo chi l'ha provato sa cosa vuol dire trovarsi a imboccare percorsi tortuosi con l'intima convinzione che siano quelli giusti (e, diciamolo, vedere che non si è soli è sempre di grande aiuto nei momenti di sconforto).

Un grazie speciale va infine a Roberto (che pure di percorsi tortuosi se ne intende), per il costante appoggio e per la pazienza infinita con cui rende ogni giorno della mia vita un luogo caldo e accogliente in cui esprimere la mia creatività.

