IL SECONDO CORSO DI DIDATTICA DELLA RADIOASTRONOMIA

S.Pluchino, P.Cassaro, S.Poppi, S.Righini, F.Schillirò, S.Varano

INAF-IRA, Istituto Nazionale di Astrofisica Istituto di Radioastronomia, Bologna, Italy IRA 421/08

Il secondo Corso di Didattica della Radioastronomia

Salvo Pluchino^{1,2,6}, P. Cassaro³, S. Poppi⁴, S. Righini⁵, F. Schillirò³, S.Varano¹

- ¹ IRA-INAF Radiotelescopi di Medicina (BO),
- ² SdR Radioastronomia Unione Astrofili Italiani,
 ³ IRA-INAF Stazione VLBI di Noto (SR),
- ⁴ OAC-INAF Osservatorio Astronomico di Cagliari,
- ⁵ UniBo Dip. di Astronomia (BO),
- ⁶ IARA Italian Amateur Radio Astronomy

Introduzione

Nell'anno scolastico 2007-08 presso i radiotelescopi di Medicina e di Noto si è tenuta la seconda edizione del Corso di Didattica della Radioastronomia, promosso dall'Unione Astrofili Italiani con la partecipazione dell'Istituto di Radioastronomia dell'INAF (Istituto Nazionale di Astrofisica) e in collaborazione con IARA (Italian Amateur Radio Astronomy). Il corso è stato rivolto in una prima fase ad astrofili e ad insegnanti degli Istituti di Istruzione Superiore, e in una seconda fase agli studenti delle ultime classi preparati e accompagnati da tali insegnanti. Con l'obiettivo di consentire l'utilizzo delle strumentazioni delle Stazioni radioastronomiche dell'INAF-IRA agli studenti che avessero dimostrato maggiore interesse, si è cercato di far conoscere loro più da vicino le attività di ricerca del Centro e di fornire un orientamento per la scelta del percorso universitario e professionale. Una peculiarità delle nostre attività di ricerca è infatti quella di coinvolgere varie competenze professionali, che interessano diversi livelli e indirizzi di insegnamento: vi sono applicazioni di studi tecnici, tecnologici, informatici e professionali di vario genere, oltre al naturale legame con gli studi liceali di fisica, astronomia e scienza. Il Secondo Corso di Didattica della Radioastronomia era riconosciuto dal Ministero della Pubblica Istruzione e ha avuto valore di corso di aggiornamento per gli insegnanti che vi hanno partecipato. Questa edizione del corso ha visto la partecipazione di 59 iscritti così ripartiti:

Sede di M	ledicina	Sede di Noto		
CATEGORIA	Numero	CATEGORIA	Numero	
Astrofili	18	Astrofili	0	
Tutor	16	Tutor	4	
Studenti	12	Studenti	9	
TOTALE	46	TOTALE	13	

Presso la stazione di Medicina il corso si è articolato in due sessioni. La prima, dedicata ad astrofili e tutor, prevedeva una serie di lezioni frontali per illustrare i concetti di base. Ad un breve excursus storico sulla radioastronomia è seguita una introduzione tecnologica sul radiotelescopio e sul suo funzionamento, per poi passare alla vera e propria descrizione dell'esperimento e delle sue finalità.



Fig. 1 - a sinistra, un momento della lezione frontale al centro visite "M. Ceccarelli" di Medicina, a destra un gruppo di studenti nella sala di controllo della parabola durante una delle fasi dell'esperimento.

Il giorno seguente, dopo una sessione di approfondimento e discussione sugli aspetti toccati nella parte teorica, si è passati alla realizzazione dell'esperimento che prevedeva l'acquisizione dati e la loro analisi. Per i dettagli sull'esperimento si rimanda al paragrafo successivo. Il secondo incontro a Medicina si è tenuto un mese dopo, in una giornata di maggio dedicata agli studenti (vedi fig. 1 b), selezionati e opportunamente preparati da alcuni dei tutor che avevano partecipato alla prima sessione. Dopo un primo riepilogo su quanto era stato detto alla lezione teorica, i ragazzi hanno potuto partecipare alla realizzazione dell'esperimento utilizzando l'antenna VLBI da 32 metri, acquisendo i dati e poi procedendo insieme agli insegnanti del corso all'analisi dei dati ed alla stesura delle conclusioni. L'appendice A illustra la relazione finale prodotta, riportante un riepilogo delle nozioni trasferite agli studenti e i risultati delle misure. Al termine della giornata è avvenuta la consueta consegna degli attestati di partecipazione al corso.



Fig.2 - Foto di gruppo dei partecipanti al corso presso la sede di Medicina (sessione astrofili e docenti).

Presso la sede di <u>Noto</u> si è tenuto un unico incontro nel mese di maggio, nel quale si è svolta prima una lezione teorica e poi un esperimento che ha riguardato sia studenti che insegnanti, questi ultimi coinvolti nel processo di divulgazione e semplificazione delle tematiche in gioco. Le lezioni teoriche prima hanno introdotto la teoria che sta alla base dell'*imaging* in radioastronomia, indispensabile per comprendere come possono essere ottenute delle immagini del cielo utilizzando le antenne. Poi sono stati mostrati alcuni esempi di immagini realizzate su oggetti radioastronomici come i Blazar e le radiogalassie. Infine l'attenzione è stata focalizzata sulle tecniche di acquisizione e di analisi dei dati utili all'esperimento che si sarebbe realizzato successivamente.

Contenuti del corso

Al di là dei contenuti specifici presentati a Medicina e Noto, lo scopo di questa iniziativa era stimolare l'introduzione della Radioastronomia nei programmi scolastici, coinvolgendo docenti e studenti nella realizzazione di un piccolo esperimento per mostrare come si svolge il lavoro di ricerca e come si applica il metodo scientifico. Si è ritenuto che questo potesse risultare interessante anche nell'ottica dell'orientamento scolastico, dato che gli studenti appartenevano alle classi IV e V di Istituti di Istruzione Superiore.

L'esperimento svolto a <u>Medicina</u> consisteva nella misura della temperatura di brillanza della Luna a 8.3 GHz, mediante la realizzazione di una mappa in modalità On-The-Fly, calibrata sia grazie alla marca strumentale che mediante osservazione di un calibratore di flusso.

Trattandosi di radiazione di corpo nero, tale temperatura corrisponde alla temperatura termica del suolo lunare (ad una profondità di $10\lambda \sim 30$ cm).

In preparazione a questa semplice esperienza didattica sono state presentate quattro lezioni (durata complessiva: 6 ore), per illustrare la nomenclatura ed i concetti di base indispensabili per la

comprensione dell'esperimento, a sua volta presentato in dettaglio. I partecipanti hanno ricevuto un CD-ROM contenente tutte le presentazioni mostrate durante le lezioni e materiale didattico di approfondimento. Inoltre, già all'atto dell'iscrizione, era stato inviato un documento preliminare per fornire informazioni propedeutiche alle lezioni. Successivamente all'esperimento sono poi stati consegnati i dati acquisiti (grezzi e ridotti) unitamente ad una guida alla loro analisi.





Mappa 1°x1°, HPBW = 4,8'		
Inizio acquisizione 13:35 UT, 13 aprile 2008		
37 scansioni in RA, 100 arcsec/s, campionamento 10 Hz		
Calibratore 0359+509		
Temperatura di brillanza misurata: (244,7 ± 14,5) K		
Bibliografia: Troitskii, V.S. e Tikhonova, T.V – RPQEAC 13(9) 981-1102 (1970)		

Una curiosità sui dati acquisiti: in alcune delle mappe prodotte compare un "hot spot" (presente a volte in prossimità del bordo lunare, altre volte entro il disco). Potrebbe essersi trattato del segnale inviato dalla sonda giapponese Selene, che si trovava in orbita lunare.

Per quanto riguarda <u>Noto</u> l'esperimento realizzato ha riguardato la mappatura radio di sorgenti estese a 43 GHz, in particolare Cygnus A, famosissima radiogalassia a due lobi distanti tra loro circa 500.000 anni luce ed alimentati da jets di particelle energetiche collimate dal nucleo radio compatto presente tra di essi (vedere appendice B per i dettagli).

La misura effettuata a 43 GHz con il radiotelescopio da 32 metri è stata condotta con la tecnica degli scan veloci, così da minimizzare sia l'effetto della deriva termica del ricevitore che quello della variabilità locale di condizioni microclimatiche che possono inficiare la misura ad alta frequenza; tale tecnica permette di avere una risoluzione dell'ordine del minuto d'arco, che diventa secondo d'arco dopo opportune tecniche di interpolazione e denoising applicate in fase di post-processing, ed accuratamente descritte anche a livello teorico.

L'esperimento come tale ha avuto molteplici obiettivi:

- 1) Dare la possibilità ai non addetti ai lavori di usare una strumentazione all'avanguardia per condurre esperienze didatticamente e scientificamente rilevanti;
- Comprendere il ruolo della radioastronomia come scienza teorica ed applicata, nonché l'importanza dell'elaborazione dati (nel caso specifico l'elaborazione delle immagini) nel processo di decodifica, analisi e comprensione della misura effettuata;
- 3) Avere una verifica sul campo riguardo all'uso di particolari tecniche di misura (scan veloci, campionamento ad alta frequenza, calibrazione on line, allineamento dati del telescopio) rispetto ad altre più tradizionali ma anche meno efficaci (per es. scan al transito).



Mappa 5'x2.5'		
HPBW = 1' da telescopio, 0.5 arcsec da		
elaborazione dati		
Inizio acquisizione 09.00 UT, 5 Maggio 2008		
Scansioni in RA: velocità: 4.89 arcsec/s,		
campionamento 1 KHz, durata 10 sec		
Scansioni in DEC:		
50 scansioni da 15 arcsec overlapped		
Calibrazione:		
marca di rumore del ricevitore 43 GHz		
Temperatura di brillanza (di picco)		
misurata: 1,5 K		

Feedback raccolti

I partecipanti sono stati invitati a esprimere le loro valutazioni sul corso compilando un questionario anonimo. Sono stati ricevuti 25 questionari (10 astrofili, 11 tutor, 4 studenti), tutti relativi al corso tenuto a Medicina. Di seguito si riportano le medie dei voti - in decimi - espressi per alcuni quesiti (il report completo sui questionari è fornito nell'appendice C):

Medicina				
	Tutti	Astrofili	Tutor	Studenti
Giudizio complessivo sul corso	8,24	7,60	8,73	8,25
Apporto di nuove conoscenze	7,34	6,95	7,45	8,00
Qualità del materiale didattico	8,24	7,90	8,45	8,50
Quantità del materiale didattico	7,68	7,50	7,55	8,50

Conclusioni

Il risultato positivo di questa manifestazione, dopo il consenso già ottenuto dalla prima edizione, dimostra che l'idea di avvicinare il mondo della ricerca professionistica a quello degli amatori e della scuola risulta apprezzata. L'esperienza di quest'anno ha premesso di verificare che i due target vadano però distinti: in generale, gli aspetti didattici sono maggiormente indicati per docenti e studenti, mentre gli astrofili risultano più interessati a tecnologie e tecniche, come si nota dai commenti espressi nei questionari di feedback. Per il futuro si auspica quindi di poter proporre due eventi distinti; un "Corso di Didattica della Radioastronomia" rivolto ai docenti e un "Corso di Tecniche Radioastronomiche" per astrofili ed appassionati.

Appendice A – Esperimento a Medicina

Mappa della radiazione lunare a 8.3 GHz

Sergio Poppi – Osservatorio Astronomico di Cagliari Simona Righini – Dip. di Astronomia Università degli Studi di Bologna

Introduzione

L'emissione radio della Luna è dovuta ad **emissione termica** proveniente dal suolo (regolite), riscaldato dalla radiazione solare. La distribuzione spettrale di questa radiazione segue la legge del **corpo nero:**

$$B(\nu,T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\frac{h\nu}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}} \qquad \left(\frac{W}{Hz m^2 sr}\right)$$

dove, h, $k \in c$ sono rispettivamente la costante di Planck, la costante di Boltzmann e la velocità della luce nel vuoto, mentre T è la temperatura assoluta (scala Kelvin) e v è la frequenza di interesse. Il corpo nero emette a tutte le frequenze dello spettro elettromagnetico, mostrando un picco di emissione che è funzione della temperatura, in base alla legge di Wien:

$$v_{\rm max} = 5,869 \cdot 10^{10} T (Hz)$$

Ad esempio, un corpo ad una temperatura di 100K ha il massimo di emissione a 5,9 $\cdot 10^{12}$ Hz (5900 GHz). A basse frequenze, dove hv<<kT, vale l'approssimazione di Rayleigh-Jeans:

$$B(v,T) = \frac{2v^2kT}{c^2}$$

In base a questa è possibile definire una **temperatura di brillanza** (T_B) ovvero la temperatura che un corpo nero deve avere per emettere una brillanza B

$$T = \frac{Bc^2}{2\nu^2 k}$$

Se l'emissione è di corpo nero, la temperatura di brillanza coincide con la temperatura fisica.

In radioastronomia la maggior parte dei processi di emissione è di tipo **non-termico** e pertanto la temperatura di brillanza non coincide con la temperatura fisica dell'oggetto emittente.

L'emissione stellare, nella regione visibile dello spettro elettromagnetico, è di tipo termico ed è funzione della temperatura della fotosfera. Il nostro Sole, che ha una temperatura superficiale di 5800 K, ha il picco di emissione a circa 500nm, lunghezza d'onda del colore verde. Tuttavia emette anche nella regione radio dello spettro.



Nella figura sopra si possono vedere le curve di corpo nero nel radio e nelle microonde (in questo caso da 3GHZ a 180GHz).

La Luna

La radiazione solare illumina ogni punto della superficie lunare, alternando luce e buio con un periodo di 29,5 giorni, pari ad un giorno lunare. La parte in luce viene riscaldata, mentre la parte in ombra si raffredda.

Il riscaldamento periodico produce variazioni di temperatura che oscillano col medesimo periodo. All'aumentare della profondità il suolo lunare si riscalda sempre meno e tarda a raffreddarsi, in base alla sua capacità termica. Pertanto le variazioni di temperatura dal giorno alla notte sono sempre meno evidenti. Si hanno quindi zone del suolo lunare a differenti temperature che emettono per corpo nero.

Ad alte profondità, la radiazione di corpo nero viene riassorbita dal materiale circostante e non emerge dalla superficie.

La profondità alla quale la radiazione è libera di emergere dal suolo lunare è funzione della lunghezza d'onda λ e, approssimativamente, vale circa 10 λ . Ad esempio, alla frequenza di 8,3 GHz, ovvero alla lunghezza d'onda di 3,6 cm, solo la radiazione che proviene da profondità minori di 30 cm riesce ad essere rivelata; l'altra radiazione, quella emessa a profondità maggiori, viene assorbita dal materiale circostante. Se osservassimo ad una lunghezza d'onda di 20 cm la radiazione proverrebbe da circa 200 cm di profondità.

Mappe della radiazione Lunare

Un radiotelescopio single-dish misura l'intensità della radiazione proveniente da un'unica direzione del cielo. In analogia con i sensori fotografici (CMOS, CCD), si può dire che il "sensore" radioastronomico è costituito da un unico pixel, di dimensioni pari alla larghezza a metà altezza del beam (HPBW). Per osservare oggetti estesi è pertanto necessario muovere l'antenna in diverse direzioni. Le tecniche più usate sono *raster scan* e *On the fly mapping*.

La tecnica di raster scan richiede che l'antenna esegua spostamenti discreti puntando in differenti direzioni del cielo, rimanendo ferma in ciascuna direzione per tutto il tempo richiesto per rivelare il segnale.

Nell'On the fly mapping (OTF) l'area di cielo da mappare viene suddivisa in righe e colonne, muovendo l'antenna alternativamente lungo le righe e le colonne, continuando nel frattempo ad acquisire il segnale.

Per l'esperimento abbiamo utilizzato la tecnica dell'OTF, coprendo un'area di cielo di 1° x 1°, centrata sul disco lunare, effettuando scansioni lungo due direzioni ortogonali (ascensione retta e declinazione).



L'area di cielo da mappare viene suddivisa in modo da formare una griglia. Le scansioni in ascensione retta corrispondono all'acquisizione dei dati muovendo l'antenna lungo le righe, partendo dalla riga in basso e procedendo da destra verso sinistra.

Invece nelle scansioni in declinazione il movimento avviene lungo le colonne, a partire da destra, dal basso verso l'alto.

La griglia deve essere formata in modo che tra una scansione e quella adiacente vi sia una separazione tale da coprire l'area senza perdere informazione. Riprendendo l'analogia con i sensori ottici, si può affermare che il "pixel" del radiotelescopio non ha una sensibilità uniforme, ma ha una sensibilità che degrada verso l'esterno. Un parametro fondamentale per determinarne la dimensione è la larghezza a metà potenza, o **half power beam width (HPBW)**.

Secondo il criterio di Nyquist, la spaziatura Δx tra due scansioni adiacenti deve soddisfare il seguente requisito:

$$\Delta x < \frac{1}{2HPBW}$$

A 8.3 GHz, il beam dell'antenna ha una larghezza a metà potenza di 4,8' pertanto ogni scansione deve essere separata da meno si 2,4' da quella adiacente. Per l'esperimento abbiamo usato una spaziatura di

1,7' che soddisfa ampiamente il criterio di Nyquist. Nel nostro caso, l'intersezione tra le scansioni nelle due direzioni dà come risultato una matrice di 35 x 35 pixel, centrati sulla Luna.

Una volta decisa la separazione tra ciascuna scansione, è necessario definire la velocità con la quale muovere l'antenna lungo le "righe" o le "colonne" della griglia. Per l'esperimento abbiamo usato una velocità di scansione di 100 arcsec/s: l'antenna in un secondo di tempo si muoveva di 100 arcsec in cielo rispetto al moto siderale.

Osservazioni

Per realizzare le scansioni è necessario comunicare alla parabola le coordinate dell'origine di ciascuna scansione e la velocità di spostamento. Un programma utilizza i parametri della mappa e genera la sequenza di comandi (schedula) per il Field System, che è il sistema di controllo della parabola (per approfondimenti su questa sezione si rimanda al Manuale della Parabola, sezione "interfaccia utente"). Il Field System, oltre a controllare il puntamento, invia i comandi al sistema di acquisizione dati, cioè al polarimetro.

Il polarimetro riceve il segnale IF (frequenza intermedia) delle due polarizzazioni del ricevitore, e fornisce in uscita un dato che è proporzionale alla potenza del segnale che arriva all'antenna.



In riferimento alla figura precedente, i canali in uscita $|E_L^2| \in |E_L^2|$ rappresentano la potenza del segnale in arrivo, nella banda di frequenze di acquisizione e sono chiamati canali **Total Power** (potenza totale).

Nella figura sotto vi è un esempio di file d'uscita del polarimetro:

```
Schedule Name =Dummy
Output File Name =1050121_1710_r04
Source Name =luna
Source RA =052110.0
Source Dec =262707.0
Epoch =-1
Observation year =2005
Observation Start Time
Observation End Time =
Observation ON Time =
Observation OFF Time =
Receiver Frequency (GHz)=8.300000
Calibration Value (1) (K)=11.300000
Calibration Value (2) (K)=8.800000
Adc Averaging =40.000000
Calibration Time (sec.)=0
Calibration Period(OFF Cycles) =0
HPBW =0.083300
OFF Beam =0.000000
OFF Coordinate =
Antenna Speed (longitude) = 100.0
Antenna Speed (latitude) =
                              0.0
[END OF FILE HEADER]
                                                         _ 1
021171326 +0.219591 +0.253524 -1.293824 +1.303263 OFF_
                                                              1.400360
                                                                          0.461547
021171326 +0.219542 +0.253557 -1.293881 +1.302879 OFF____1
                                                              1.400466
                                                                          0.461547
021171326 +0.219469 +0.253286 -1.293699 +1.303205 OFF_
                                                           1
                                                               1.400477
                                                                          0.461547
                                                               1.400601
021171326 +0.219473 +0.253105 -1.294018 +1.303166 OFF_
                                                           1
                                                                          0.461547
021171326 +0.219534 +0.253145 -1.294550 +1.303221 OFF_
                                                           1
                                                               1.400645
                                                                          0.461547
021171326 +0.219574 +0.253196 -1.294210 +1.303318 OFF
                                                           1
                                                               1.400688
                                                                          0.461547
021171326 +0.219680 +0.253235 -1.293975 +1.303493 OFF_
                                                           1
                                                               1.400774
                                                                          0.461547
021171326 +0.219672 +0.253228 -1.294207 +1.303755 OFF_
                                                           1
                                                               1.400823
                                                                          0.461547
021171327 +0.219654 +0.253164 -1.294525 +1.303822 OFF_
                                                                          0.461547
                                                           1
                                                               1.400867
021171327 +0.219706 +0.253186 -1.294305 +1.303803 OFF_
                                                           1
                                                               1.400910
                                                                          0.461547
021171327 +0.219640 +0.253281 -1.294366 +1.302972 OFF_
                                                           1
                                                               1.400991
                                                                          0.461547
021171327 +0.219628 +0.253339 -1.294231 +1.302201 OFF_
                                                           1
                                                               1.400997
                                                                          0.461547
021171327 +0.219583 +0.253239 -1.294861 +1.302233 OFF_
                                                               1.401089
                                                           1
                                                                          0.461547
021171327 +0.219618 +0.253265 -1.295116 +1.303196 OFF
                                                           1
                                                               1.401132
                                                                          0.461547
021171327 +0.219720 +0.253289 -1.295375 +1.303551 OFF____
                                                           1
                                                               1.401175
                                                                          0.461547
021171327 +0.219665 +0.253275 -1.295360 +1.303295 OFF_
                                                           1
                                                               1.401256
                                                                          0.461547
021171327 +0.219608 +0.253311 -1.295621 +1.303401 OFF_
                                                           1
                                                               1.401310
                                                                          0.461547
021171327 +0.219670 +0.253344 -1.296048 +1.303468 OFF
                                                           1
                                                               1.401349
                                                                          0.461547
```

Le righe colorate in blu costituiscono l'*header* (informazioni utili per la riduzione e l'archiviazione dei dati), mentre le colonne rosse sono i dati che rappresentano la potenza del segnale. Tali numeri non hanno ancora un valore fisico, in questo caso le unità di misura sono Volt.

È necessario eseguire una procedura di **calibrazione**, ovvero convertire tali valori in unità fisiche. Per ogni canale di uscita, il polarimetro fornisce un dato ogni 0,1 secondi e memorizza l'istante di acquisizione. Se l'antenna si muove di 100 arcosec/s, in 0,1 s percorre in cielo 10 arcsec. Dunque nel tempo in cui la parabola percorre un tratto largo quanto 1 beam (4,8') il polarimetro acquisisce 30 dati per canale.

Calibrazione

Calibrare il segnale significa operare una conversione dei segnali elettrici misurati in grandezze fisiche. Questo avviene tramite il confronto dei dati incogniti con misure effettuate, a parità di strumento e configurazione osservativa, su sorgenti di potenza nota. Sono possibili 2 tipi di calibrazione:

- Calibrazione interna;
- Calibrazione mediante una sorgente astrofisica.

In un radiotelescopio la calibrazione interna si effettua mediante la **marca di calibrazione**, che non è altro che un segnale a radiofrequenza di potenza nota, iniettata nella catena di rivelazione del segnale. Si definisce **temperatura di rumore** la temperatura che una resistenza dovrebbe avere per emettere una potenza P su una banda Δv .

$$P = kT\Delta v$$

dove k è la costante di Boltzmann. Generalmente la marca di calibrazione viene espressa direttamente in termini di temperatura di rumore, ovvero la temperatura che un'ipotetica resistenza avrebbe per emettere la stessa potenza iniettata.

Un esempio di acquisizione, utilizzando la calibrazione interna:

 104115822
 +0.202853
 +0.211119
 -1.062009
 +1.151378
 ON______1
 1

 104115831
 +0.202581
 +0.210864
 -1.062248
 +1.151385
 OFF_____1
 1

 104115843
 +0.204116
 +0.213065
 -1.076097
 +1.225692
 OFF_CAL
 1

Nella penultima colonna viene rappresentato lo stato dell'antenna: ON____, quando l'antenna osserva la sorgente di interesse, OFF____ quando è su una posizione di riferimento esterna alla sorgente, OFF_CAL quando, oltre ad essere fuori sorgente, la marca di calibrazione interna è inserita.

Consideriamo le colonne 2 e 3, che, in base a quanto affermato in precedenza, rappresentano le **uscite total power (TP1 e TP2).**

- con marca di calibrazione inserita: TP1=0,204116 V TP2=0,213065 V
- Senza marca di calibrazione: TP1=0,202581 V TP2=0,210864 V

Quindi:

DTP1= 0,001535 V DTP2= 0,002201 V

I valori della marca di calibrazione sono definiti e misurati per ogni ricevitore, per quello da noi usato i valori sono 11,3 K e 8,8K, quindi i coefficienti di conversione da unità interne dei canali a temperatura di rumore sono:

$$C_{TP1} = \frac{8,8}{0,001535} = 5732,899 \quad K/V$$
$$C_{TP2} = \frac{11,3}{0,002201} = 5134,030 \quad K/V$$

La calibrazione interna consente di verificare il corretto funzionamento della catena di rivelazione del segnale e, soprattutto, di valutare la differenza di guadagno tra i due canali di uscita.

La calibrazione interna non è sufficiente ad ottenere una calibrazione assoluta, poiché vogliamo risalire alla potenza del nostro segnale così come l'avremmo misurata con uno strumento ideale, in assenza di rumore strumentale ed attenuazioni atmosferiche.

Pertanto è necessario ricorrere ad un calibratore esterno: l'assorbimento atmosferico e le perdite di guadagno dell'antenna sono misurabili osservando una radio sorgente di cui sia noto il flusso fuori atmosfera.

Come calibratore esterno abbiamo utilizzato la seguente sorgente, i dati sono stati estratti dal catalogo dei calibratori VLA:

Nome	0359+509
Ascensione Retta	03 ^h 59 ^m 29.7
Declinazione	50°57'50″.1
Ероса	J2000
Flusso a 8.3 GHz	5,10 Jansky (10 ²⁶ W/Hz m ⁻²)

Dal flusso è necessario derivare la brillanza, ovvero il flusso per unità di angolo solido. Considerando S il flusso si può ottenere la brillanza B (su un angolo Ω) dalla seguente relazione:

$$B = \frac{S}{\Omega}$$

Calcoliamo la brillanza della nostra sorgente, considerando l'angolo solido del beam dell'antenna, di cui conosciamo la HPBW θ_B .

Se avessimo un beam uniforme di larghezza θ_{B_i} l'angolo solido varrebbe:

$$\Omega_B = \pi \left(\frac{\mathcal{G}_B}{2}\right)^2$$

Questa formula vale solo come prima approssimazione, in quanto il beam d'antenna ha un profilo "gaussiano" e pertanto un calcolo più accurato porta al seguente valore:

$$\Omega_B = \left(\frac{1}{2}\sqrt{\frac{\pi}{\ln 2}} \,\mathcal{G}_B\right)^2 = 1,133 \,\mathcal{G}_B^2$$

La brillanza del nostro calibratore, calcolata per l'angolo del beam a 8,3 GHz vale dunque:

$$B = \frac{S}{\Omega_B} = \frac{5.1 \cdot 10^{-26}}{1.133 \, \mathcal{G}_B^2} = 2.308 \cdot 10^{20} \left(\frac{W}{Hz \, m^2 sr}\right)$$

dove $\theta_{\rm B}$ è espresso in radianti.

Si può quindi ottenere la temperatura di brillanza del calibratore:

$$T_B = \frac{Bc^2}{2\nu^2 k} = 1,09K$$

Il passo successivo è quello di confrontare la temperatura di brillanza con la misura effettuata tramite il polarimetro.

Aprendo il file di calibrazione (calibratore_raw.txt) si può notare, dopo l'*header*, la sequenza dei dati acquisiti, suddivisi in blocchi ON a ciascuno dei quali segue un blocco OFF.



La procedura di riduzione dati è la seguente:

- 1. per ciascuno dei blocchi ON viene effettuata una media dei valori total power (colonne 2 e 3);
- 2. viene calcolato il valor medio del blocco OFF successivo;
- 3. viene calcolata la differenza tra i valori medi ON ed i valori medi OFF

Ciò rappresenta in sintesi l'operazione ON–OFF che si esegue per sottrarre dalla misura sulla sorgente (antenna in direzione della sorgente, ON-source), tutti i contributi strumentali (antenna fuori sorgente, OFF-source).

Nella tabella seguente sono indicati i valori medi di ciascun blocco ON (colonne 2 e 5), OFF (colonne 3 e 6) e la differenza ON-OFF (colonne 4 e 7), per i due canali, TP1 e TP2.

Nota la temperatura di brillanza si possono calcolare i coefficienti C_1 e C_2 di conversione da unità di misure interne (Volt) a temperatura di Brillanza (K), utilizzando il valor medio dei valori ON- OFF

Blocchi	On(TP1)	Off(TP1)	On -Off(TP1)	On(TP2)	Off(TP2)	On -Off(TP2)
0.202979	0.202813	0.000166706	0.211037	0.210925	0.000111806	0.202979
0.203012	0.202854	0.000158175	0.211181	0.210976	0.00020545	0.203012
0.203002	0.20285	0.00015185	0.211181	0.210984	0.000197169	0.203002
0.20299	0.202784	0.000205688	0.211229	0.21098	0.000249289	0.20299
0.202905	0.202757	0.000147525	0.211178	0.210953	0.000224837	0.202905
0.202922	0.202756	0.000165944	0.211154	0.210945	0.000209462	0.202922
0.202899	0.202773	0.000125971	0.211205	0.211051	0.000154113	0.202899
0.202914	0.202764	0.000149581	0.211259	0.211066	0.000193487	0.202914
0.202896	0.202798	9.78E-05	0.211331	0.211069	0.000262555	0.202896
0.202928	0.202799	0.000128544	0.211305	0.211085	0.000220256	0.202928
0.203008	0.202847	0.000161463	0.211315	0.211051	0.000264131	0.203008
0.202979	0.202773	0.000205899	0.211164	0.210888	0.000275746	0.202979
0.202964	0.202744	0.000219925	0.211046	0.210822	0.000223662	0.202964
0.202932	0.202772	0.000160266	0.211067	0.210873	0.000194311	0.202932
0.202895	0.202754	0.000141025	0.211082	0.210913	0.000168656	0.202895
0.202913	0.202716	0.000196894	0.211121	0.21088	0.000240281	0.202913
0.202873	0.202733	0.00014	0.21114	0.210933	0.000207	0.202873
0.202895	0.202751	0.000144325	0.211053	0.210847	0.000206062	0.202895
0.202897	0.202765	0.000131594	0.211054	0.210822	0.000232569	0.202897
0.202894	0.202765	0.000129419	0.21099	0.210796	0.000194575	0.202894
0.202937	0.202755	0.000181737	0.210975	0.210772	0.0002031	0.202937
0.202872	0.202718	0.000154338	0.211003	0.21079	0.000212894	0.202872
0.202874	0.202718	0.000155069	0.210936	0.210706	0.000229544	0.202874
0.202839	0.202687	0.000151763	0.210914	0.210686	0.000228069	0.202839
0.20286	0.202709	0.000151728	0.210861	0.210662	0.000199574	0.20286
0.202839	0.202688	0.000151469	0.210902	0.210632	0.000269594	0.202839
0.202882	0.202691	0.000191844	0.210843	0.210636	0.000207069	0.202882

Valor Medio ON-OFF(TP1) = 0.000165864 ±0,0000257657V

Valor Medio ON-OFF(TP2) = 0.000220286±0,000039757V

Gli errori sulla misura del calibratore risultano pertanto del 15% per TP1 e del 18% per TP2

$$C_{1} = \frac{1,09}{0,000165864} = 6571,642339$$
$$C_{2} = \frac{1,09}{0,000220286V} = 4948,105739$$

La potenza totale I è data dalla somma delle potenze che arrivano ai due canali.

$$I = C_1 \cdot TP1 + C_2 \cdot TP2 = C_1 \left(TP1 + \frac{C_2}{C_1} TP2 \right)$$

Le mappe della Luna

Sono state realizzate due mappe della Luna, muovendo l'antenna in ascensione retta, ovvero, usando la notazione espressa nei capitoli precedenti, con un movimento lungo le righe di un'ipotetica griglia che copre la regione da osservare.

Definendo **scan** una riga della griglia, si ha che le nostre mappe sono costituite da 33 scan separati di 1',6 arcmin in declinazione.

L'antenna, muovendosi di 100 arcsec/s per coprire un 1° (la lunghezza dello scan), impiega 36 secondi. Siccome il polarimetro acquisisce 10 dati al secondo, nel corso di uno scan vengono acquisiti circa 360 dati.

Se rappresentiamo su un grafico i valori delle intensità di ciascuno di questi 360 punti, otteniamo il profilo del segnale nella direzione di scansione. Nella figura sottostante, ad esempio, c'è il profilo di uno scan passante per il centro della Luna (in ascissa un numero progressivo che rappresenta il dato, tra ciascun punto c'è una separazione in cielo di 10arcsec, in ordinata valori non calibrati)



Per facilitare la riduzione dei dati essi sono stati ordinati in un unico file di testo, dove le intensità del segnale lungo ciascuno scan sono rappresentate in colonna. Inoltre, sempre all'interno di ciascuno scan, abbiamo eseguito una media dei punti adiacenti, in modo da avere 35 punti per colonna corrispondenti a direzioni distanti tra loro 1',7 arcmin, nel pieno rispetto del criterio di Nyquist. Il file contenente i dati è costituito da 33 colonne (gli scan) di 35 punti ciascuna.

In questa fase i dati non sono ancora calibrati: è necessario calcolare il valore di OFF che permette la rimozione del rumore strumentale. A tal fine, abbiamo scelto uno scan sul quale calcolare il valore medio del segnale, usando tale valor medio come valore di OFF.

Nella figura seguente, lo scan utilizzato per il calcolo dell'OFF è evidenziato con il colore rosso.



La fase finale della riduzione dati è la calibrazione del segnale.

Il valore grezzo dell'intensità di ciascun pixel viene moltiplicando per il coefficiente di calibrazione C_1 , calcolato nella sezione precedente.

Abbiamo realizzato un **foglio di calcolo** che contiene le varie fasi di riduzione dati. È suddiviso in 4 fogli:

- 1. Foglio "Dati". Contiene i dati di ogni scan, non calibrati, disposti lungo le colonne.
- 2. Foglio "Parametri". Contiene i parametri della calibrazione, ovvero il valore di OFF (calcolato automaticamente) ed il coefficiente di calibrazione (C₁).
- 3. Foglio "Mappa". Contiene i dati calibrati: ad ogni pixel del foglio dati viene sottratto il valore di OFF ed il risultato viene moltiplicato per C₁.
- 4. Foglio "Grafici". Contiene due grafici che rappresentano i profili dei vari scan

Risultati

La temperatura di brillanza rappresenta la temperatura che un ipotetico corpo nero dovrebbe avere per emettere la stessa brillanza osservata. Se la radiazione osservata ha un profilo spettrale di corpo nero, la temperatura di brillanza rappresenta in prima approssimazione la temperatura del materiale emittente.

Rappresentiamo i vari scan in un grafico 3D, dove il piano di base rappresenta la direzione di puntamento e l'altezza indica la temperatura:



Si può notare che la parte centrale ha una temperatura maggiore di 300 K, diminuendo verso i bordi lunari. La diminuzione della temperatura verso i bordi è dovuta soprattutto all'effetto di **diluizione del beam**. Se l'antenna dell'antenna osserva in prossimità del bordo, misurerà solo una frazione del segnale lunare, perché solo parte del beam è riempito dalla zona emittente.

Nelle regioni centrali del disco, invece, il beam è per intero riempito dal suolo lunare, non c'è effetto di diluizione e quindi la temperatura di brillanza rappresenta la temperatura del materiale emittente, ovvero lo strato della superficie lunare a circa 30 cm di profondità.

Nelle figura seguente vi è il profilo della temperatura di brillanza di uno scan. Al centro del disco lunare, il suolo a 30 cm di profondità raggiunge una temperatura di $307K \pm 18\%$.



Conclusioni

L'esperimento ha permesso di apprezzare un aspetto fondamentale della radioastronomia. I corpi celesti, nelle varie finestre dello spettro elettromagnetico, mostrano aspetti diversi a seconda della lunghezza d'onda d'osservazione, in quanto differenti sono i processi fisici che originano l'emissione.





Nella foto si può apprezzare il confronto tra la mappa radio in falsi colori (a sinistra), realizzata con questo esperimento affiancando i valori relativi ai vari scan, ed una fotografia del nostro satellite scattata durante la medesima fase lunare.

La Luna era nella fase del primo quarto, ovvero solo metà del disco osservabile era illuminata dalla luce solare; nell'ottico la Luna brilla di luce riflessa, non vi è emissione intrinseca di radiazione. A lunghezze d'onda radio, invece, l'emissione proviene dal suolo lunare e pertanto non si tratta di radiazione riflessa.

Riferimenti bibliografici.

- Manuale dell'Antenna di Medicina (http://www.med.ira.inaf.it/ManualeMedicina/index.htm)
- VLA Calibrator Manual (<u>http://www.aoc.nrao.edu/~gtaylor/csource.html</u>)

Appendice B – Esperimento a Noto

Mappatura di Cygnus A realizzata con il Radiotelescopio di Noto

F. Schillirò - Istituto Nazionale Astrofísica, Stazione Radioastronomia di Noto **P. Cassaro** - Istituto Nazionale Astrofísica, Stazione Radioastronomia di Noto



Cygnus A (3C 405) 4.8 GHz VLA map courtesy of C. Carilli

Tutti siamo nella melma ma alcuni guardano alle stelle!

Oscar Wilde

Introduzione

L'esperimento di mappatura di Cygnus A a 43 GHz si inquadra in una iniziativa mirata ad avvicinare studenti, insegnanti ed appassionati alla radioastronomia e alle principali tecniche utilizzate nei radiotelescopi.

A tal proposito è stata scelta una delle sorgenti più affascinanti ma anche una delle più studiate, per fornire una mappa del flusso radio alla frequenza dei 43 GHz rilevata con un telescopio singolo (single dish) ed elaborata con precise tecniche di manipolazione delle mappe o immagini, che permettono di migliorare i risultati ottenuti dalla riduzione dati nonché ottimizzare la sessione osservativa che, in genere, può essere più o meno disturbata da eventi di qualsiasi tipo, atmosferici in primo luogo.

Scopo di questo documento è soprattutto quello di descrivere le fasi dell'esperimento realizzato, ma anche approfondire le tecniche osservative e di elaborazione dati che sono state applicate per ottenere il risultato di cui sopra. Tuttavia sono anche trattati in modo sintetico ed il più semplice possibile (ma non semplicistico!!) quegli argomenti introduttivi la cui conoscenza è fondamentale per una buona comprensione del testo in questione, quali per esempio la struttura e la funzione di un radiotelescopio, i sistemi di acquisizione dati e via dicendo. Gli argomenti che non sono trattati per necessità di brevità e sintesi, sono comunque rimandati ad opportune referenze bibliografiche di facile reperibilità.

Si ringraziano tutti i partecipanti al 'II Corso di Radioastronomia' per la loro graditissima presenza, ma soprattutto per l'attenzione e l'interesse mostrati verso le problematiche in esame sia in fase di apprendimento che in fase propositiva, al fine di migliorare e rendere più efficiente il lavoro di astronomi ed ingegneri.

Segnali radio e Radiotelescopio

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 : 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 fig. 1.2.



Fig. 2 : Combinazione Cassegrain (a sn, fuoco primario dietro allo specchio iperbolico) e

Combinazione Gregoriana (a ds, 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

 $\lambda =$ 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. 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:

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:

$$\tau = \frac{1}{c}$$

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 controfasce (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:

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

R = distanza dall'oggetto che si vuole osservare.

In questa approssimazione è possibile, attraverso una trasformata di Fourier, ricostruire la distribuzione di brillanza 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:

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

Parametri di Antenna

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

<u>Area geometrica dell'antenna</u>: A_g

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

Solitamente si calcola l'area della proiezione su un piano del paraboloide.

Temperatura d'antenna equivalente: Ta

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 [W/Hz] 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.

<u>Beam</u>: $P(\theta, \varphi)$

È 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:

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

Per rappresentare il beam si utilizza il cosiddetto "diagramma d'antenna", un grafico 3-D che illustra la $P(\theta, \varphi)$. Nel caso (assai frequente) di simmetria rotazionale è sufficiente una grafico 2-D (v. fig. 2.1) passante per l'asse di simmetria.



Fig. 4 : Diagramma d'antenna (da sn : 3-D in coordinate polari, 3-D in coordinate rettangolari, 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).

<u>Half Power Beam Width</u> (HPBW): Angolo che sottende il livello di metà potenza del lobo principale (-3 dB). Costituisce una buona stima del potere risolutivo dell'antenna.

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 ($\lambda \ge 10$ cm) e in fuoco secondario i feeds destinati alle alte frequenze (angolo di vista più stretto).



Fig. 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.

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.

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 6



Figura 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). È 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

$v_{\rm S}$ = 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 7 le modifiche subite dal segnale RF attraverso i vari stadi di un ricevitore SSB.



Figura 7 : Step fondamentali nella ricezione di un segnale radioastronomico

Tecniche di Mappatura ed Analisi Dati

Scanning 'on the fly'

Ogni volta che l'emissione di interesse coinvolge un'area di estensione superiore al beam dell'antenna, è necessario ricorrere a più puntamenti successivi al fine di coprire l'area che si vuole studiare. Per campionare correttamente una sorgente lungo una direzione occorre una distanza tra i singoli puntamenti data dalla formula di Nyquist:

$$\Delta \mathcal{G} = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{2D}$$

essendo $\Delta \mathcal{G}$ la separazione angolare a cui si devono trovare due punti adiacenti dello scan, λ la lunghezza d'onda del segnale acquisito alla frequenza operativa, e D il diametro dell'antenna. Nel nostro caso con ricevitore a 43 GHz, tenendo presente che

$$\lambda = \frac{c}{f} = \frac{3 \cdot 10^8}{43 * 10^9} \cong 0.007m$$

essendo c la velocità della luce nel vuoto ed f la frequenza in Hertz; la lunghezza d'onda di 7 millimetri interagendo con l'antenna che ha un diametro di 32 metri, produce un beam del telescopio pari a

$$BW = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} = \frac{0.007}{32} \cong 0.000266 \quad radianti$$

che trasformato in secondi d'arco (moltiplicando per 60*60*180 e dividendo per π) è pari a circa 55 secondi d'arco. Da cui si ottiene che $\Delta \mathcal{G} \cong 27 arc \sec$.

Dunque affinché sia possibile ricostruire il flusso totale di uno scan su una linea sorgente prefissata da spazzolare, è necessario che ogni punto della mappa sia distante da un altro adiacente circa 27 secondi d'arco. Se vogliamo questa è anche la massima dimensione che deve avere un pixel della mappa.

Lo scanning usato in questo esperimento è realizzato su linee di Ascensione Retta, tali quindi da seguire la normale traiettoria delle sorgenti nella volta celeste dalla loro alba al loro tramonto. Spesso sono utilizzate delle tecniche che sfruttano il transito delle sorgenti sul telescopio, ovvero questo viene puntato in una direzione tale da superare la sorgente in ascensione retta, quindi si avvia la registrazione del flusso del segnale e si ferma l'inseguimento del telescopio, per un tempo tale da permettere allo strumento di essere superato dalla sorgente fino a registrare tutta la traccia voluta.

Questa tecnica non può essere utilizzata nel nostro caso, essenzialmente perché attendere il passaggio della sorgente sullo strumento implica una tempo di esposizione lungo che può corrompere i dati per due motivi fondamentali:

- Il ricevitore e la catena di ricezione sono aggrediti da un rumore interno che non lo rendono stabile da un punto di vista termico per un periodo lungo di esposizione, ovvero la temperatura di sistema totale tende a rimanere non stabile e variare in modo imprevedibile;
- Variazioni microclimatiche (nubi, pioggia, etc.) ad alta frequenza tendono a variare la temperatura di sistema del telescopio il cui segnale viene affetto da fluttuazioni del flusso inaccettabili.

È per questo motivo che invece si preferisce utilizzare la tecnica 'on the fly' che si divide in 3 fasi:

- a) Puntamento ed inseguimento della sorgente (qualche secondo);
- b) Puntamento di una posizione di offset fuori sorgente che rappresenta un punto di off source su cui calibrare i dati (accensione della marca di calibrazione), ma anche il punto di partenza dello scan;
- c) Spazzolamento veloce con velocità opportuna maggiore di quella della sorgente e registrazione del flusso dati. La velocità deve essere maggiore di quella di inseguimento dell'oggetto in studio, tale da evitare fluttuazioni strumentali sulla temperatura di sistema, ma non troppo elevata così da perdere in risoluzione, ovvero da confondere un pixel con quello adiacente e contravvenire al teorema di Nyquist del campionamento.

Siccome comunque la registrazione dati può avvenire con una velocità variabile a piacere, quello che si fa è scegliere una velocità di scansione abbastanza alta, vicina ai limiti di velocità dell'antenna, e poi realizzare un campionamento dei dati in registrazione molto fitto nel dominio del tempo, in modo tale da consentire un campionamento spaziale adeguato tramite un sovracampionamento temporale dei dati del flusso.



Fig. 8 fasi dello scan 'on the fly' e segnale registrato

Una volta ottenuto un singolo scan in ascensione retta, si procede a completare la mappatura dell'oggetto in questione spostandoci in declinazione, di una quantità tale da rispettare il teorema del campionamento di Nyquist, che nel nostro caso corrisponde a 15 arcsec, inferiore ai 27 arcsec che abbiamo calcolato prima. Realizzati gli ulteriori scan in declinazione in linea teorica si può già ottenere una mappatura dell'oggetto; tuttavia ogni singolo esperimento è aggredito da un rumore intrinseco alla strumentazione di acquisizione, oppure dipendente da particolari condizioni atmosferiche, oppure ancora uno scan può non andare a buon fine a causa di un malfunzionamento della catena di controllo che comanda gli spostamenti dell'antenna. Per questi motivi è opportuno ripetere un numero opportuno di volte ogni esperimento per avere un set di dati comprensibile ed affidabile, come vedremo nel prossimo paragrafo.

Iterazione degli scan

L'iterazione degli scan ha diversi motivi per essere applicata, motivi che elenchiamo qui di seguito: 1) Ogni scan è sempre aggredito da un livello di rumore dovuto al rumore elettronico della catena di acquisizione che, ricordiamo, è misurato dalla T_{sys} (temperatura di sistema), rumore al quale è sovrapposto il segnale proporzionale al flusso dell'oggetto che si osserva (T_o); naturalmente più debole il flusso più il rapporto tra segnale (T_o) e rumore (T_{sys}) peggiora, fino a coincidere con un dato molto rumoroso nel caso di segnale molto debole. Poiché in genere il rumore in questione è 'decorrelato', ovvero non è mai uguale a se stesso per ogni misura fatta in istanti temporali diversi, è possibile raccogliere più scan alla stessa ascensione retta, quindi sommarli tra loro punto per punto e dividerli per il numero di iterazioni fatte. In questo modo, mentre il rumore insito in ogni sequenza viene abbattuto per via del suo carattere incorrelato, il segnale dovuto al flusso è invece correlato e quindi resta consistente nel tempo.



fig. 9 singola sequenza acquisita con uno scan

Si può anche dire che se vengono fatte infinite sequenze e mediate tra loro, la media del rumore si abbatte a zero, quella del segnale risulta il segnale stesso. In figura 9 e 10 si può osservare quanto detto finora:



fig. 10 singola sequenza (blu) e sequenza media integrata su 10 scan (rosso)

2) Come già detto, capita spesso di avere degli scan corrotti da transiti di nubi o strati di differente concentrazione di umidità atmosferica, le quali possono influire sul dato acquisito soprattutto ad alta frequenza; naturalmente, se il dato è transitorio, la ripetizione dello scan più volte ci permette di considerarlo alla stessa stregua di un evento rumoroso parzialmente correlato, per cui tale da diminuire con l'aumentare delle sequenze integrate; se esso è persistente in tutte le sequenze allora sarà presente anche sulla media finale inficiando la misura.

3) Avendo a che fare con strumentazione, può capitare che non vengono presi dei comandi dal sistema di guida e controllo dell'antenna; in questi casi ogni sequenza viene eliminata e non rientra nel computo della media, perché a priori non è una misura del flusso.

Denoising con fit polinomiale

Un metodo per abbattere ancora di più il rumore residuo ed evitare di aumentare di molto il numero di sequenze nell'esperimento (diminuendo così il tempo osservativi a disposizione) è quello del fit polinomiale, ovvero una tecnica numerica che agisce sui dati acquisiti in sequenza e li approssima ad una sequenza ottenuta dalla somma di un certo numero di polinomi di grado massimo pari ad N (20 nel nostro caso). La sequenza ottenuta quindi non presenta rumore, in quanto essa è una funzione polinomiale ottenuta minimizzando lo scarto quadratico medio di ogni campione della sequenza misurata con quella polinomiale. In formule, siano x_i i valori in ascensione retta e $y(x_i)$ i campioni

ottenuti dal processo di integrazione delle sequenze, funzione della ascensione retta, e sia $P_N(x_i)$ la funzione fitting polinomiale di grado N, essa sarà ottima nel denoising della sequenza originale quando sarà minimizzata la funzione Δ (norma 2 discreta):

$$\Delta = \sqrt{\sum_{i=1}^{xi} \left| P_N(x_i) - y(x_i) \right|^2}$$

essendo la sommatoria estesa a tutti i punti delle due sequenze, quella dei dati originali $y(x_i)$ e quella dei dati fittati $P_N(x_i)$.

È bene anche considerare che il problema del fit polinomiale non è sempre ben posto, ovvero ci possono essere delle condizioni particolari per cui i risultati non sono veritieri ed opportuni test devono essere condotti; per ulteriori informazioni si rimanda ad una consultazione bibliografica. In fig. 11 è raffigurata la sequenza di uno scan mediato (blu) ed in verde il fit polinomiale calcolato con polinomio di ordine 20.



fig. 11 sequenza integrata su 10 scan (blu) e sequenza fit polinamiale (verde)

Composizione della mappa ed interpolazione

La composizione della mappa può avere luogo quando sono stati filtrati dal rumore tutti gli scan a tutte le declinazioni. Nel caso in particolare gli scan sono stati realizzati con una durata di 10 secondi ed una copertura totale di 5 minuti d'arco in Ascensione Retta, il che presuppone una velocità di circa 30 arcsec/sec. Per non perdere informazioni a causa del campionamento di Nyquist, si è deciso di sovracampionare temporalmente il segnale, acquisendo 1000 campioni al secondo; il sovracampionamento porta con se un aumento intrinseco del rumore che però viene abbattuto con le

tecniche appena descritte. Per quanto riguarda la declinazione, gli scan sono stati acquisiti con una differenza di 15 secondi d'arco, con una sovrapposizione di circa tre quarti di beam tra uno scan e l'altro; questa esigenza nasce dalla necessità di manipolare la mappa finale, in particolare realizzare una interpolazione numerica tale da fare risaltare i dettagli in declinazione. Infatti la composizione dei dati grezzi degli scan integrati e fittati solo in Ascensione Retta (RA) è in figura 12:



fig. 12 Mappa grezza di dati fittati in RA (5 arcmin estesa)

Come è possibile notare la mappa è ben dettagliata in Ascensione Retta (ascisse) ma non in declinazione (ordinate) per via del numero limitato di scan che sono stati fatti; a questo problema si può ovviare ancora da un punto di vista numerico, facendo una operazione di interpolazione dei dati in declinazione, simile a quella del fitting polinomiale ma diversa negli scopi; mentre il fit polinomiale prima aveva il compito di abbattere il rumore, questa operazione di fitting ha lo scopo di estrapolare un numero ben maggiore di campioni dai 10 acquisiti (vedi una qualsiasi ordinata che ha solo 10 campioni), in modo da rendere più dettagliata (smoothing) la mappa; da notare che l'operazione è consentita e non aggiungiamo nessun artefatto proprio perché i 10 dati sono stati acquisiti al di sotto della frequenza di campionamento spaziale di Nyquist. Ovvero non ci si sta inventando dei dati, semplicemente si rende più dettagliato e 'arrotondato' l'andamento dei campioni letti in declinazione. Questa operazione ci porta a realizzare la mappa in figura 13, che è il risultato

finale del nostro esperimento; essa si presenta più piena di dati ma anche molto più dettagliata e leggibile.

L'estensione totale della mappa risulta essere di 5 arcmin in Ascensione Retta e di 2.5 arcmin in declinazione; se si tiene conto delle tecniche utilizzate e del numero di campioni in RA (900) e dec (450) possiamo calcolare la risoluzione spaziale della nostra mappa, ovvero la dimensione del pixel che vale:

$$\delta_{RA} = \frac{5*60}{900} = 0.33 \ arcsec$$

ovvero estensione totale (in arcosecondi) diviso per il numero di campioni. Lo stesso risultato lo abbiamo in declinazione:

$$\delta_{DEC} = \frac{2.5*60}{450} = 0.33 \ arcsec$$

dove stavolta abbiamo la metà di estensione ma anche la metà di campioni utilizzati.



fig 13. Mappa di Cygnus A dettagliata dopo l'operazione di smoothing 5 arcmin in RA x 2.5 arcmin in DEC

Cygnus A		
Observation data (<u>J2000 epoch</u>)		
Constellation	<u>Cygnus</u>	
<u>Right ascension</u>	19 ^h 59 ^m 28.3565 ^{s[1]}	
Declination	+40° 44′ 02.099″ ^[1]	
<u>Redshift</u>	$0.056146 \pm 0.000160 \ \underline{\text{km}/\text{s}^{[1]}}$	
Distance	600 <u>Mly</u>	
<u>Type</u>	E ^[1]	
<u>Apparent dimensions</u> (V)	0.549' × 0.457' ^[1]	
<u>Apparent magnitude</u> (V)	16.22 ^[1]	
Other designations		
<u>4C</u> 40.40, <u>2E</u> 4309, CYG A, <u>W</u> 57, <u>BWE</u> 1957+4035, <u>NRAO</u> 620, <u>1C</u> 19.01, <u>QSO</u> B1957+405, <u>3C</u> 405, <u>1RXS</u> J195928.7+404405, <u>3C</u> 405.0, <u>2U</u> 1957+40, <u>3CR</u> 405, <u>LEDA</u> 63932, <u>4U</u> 1957+40, <u>VV2000c</u> J195928.3+404402, <u>DA</u> 500, <u>MCG</u> +07-41-003, <u>DB</u> 117, <u>Mills</u> 19+4, <u>VV</u> 72. ^[1]		
See also: <u>Galaxy</u> , <u>List of galaxies</u>		