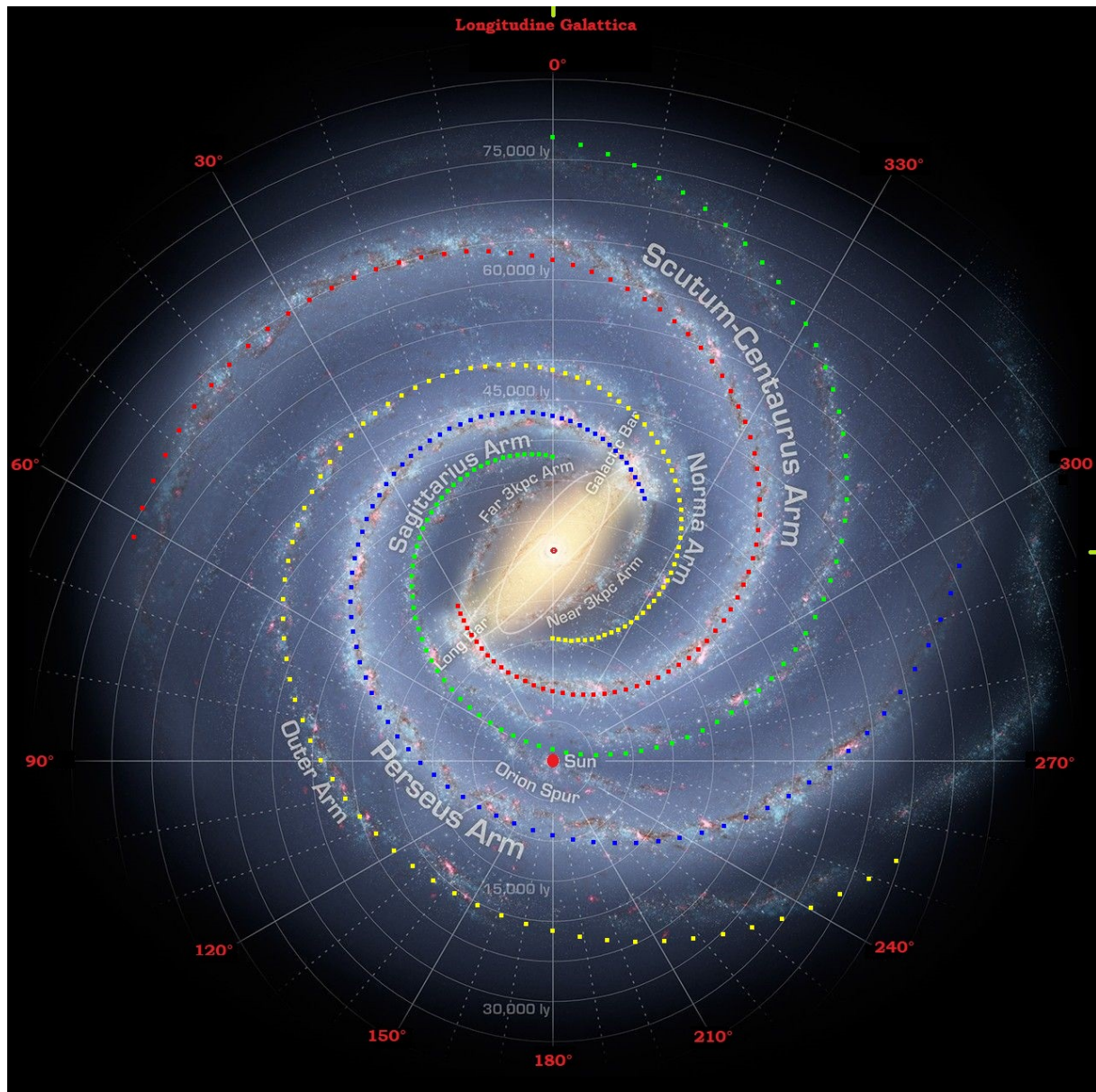


L'idrogeno è ovunque... soprattutto nella Galassia !



Le esperienze di ricezione dell'emissione a 21 cm. effettuate con il nostro radiotelescopio Urania, dimostrano la possibilità di studiare a livello amatoriale l'emissione monocromatica dell'idrogeno atomico onnipresente ma addensato prevalentemente lungo il piano della Via Lattea nello spazio interstellare (ISM). Si tratta di idrogeno 'freddo', non ionizzato (come nelle stelle) ma neanche in condizioni di pressione che lo spingano a formare la molecola H_2 , stabile qui sulla terra.

La riga a 21 centimetri (Riga HI, con frequenza di riposo 1420.40575 MHz), dovuta all'emissione monocromatica di questo idrogeno "freddo", fu prevista teoricamente da Van De Hulst nel 1944 e scoperta da H. I. Ewen e E. M. Purcell nel 1951 durante una scansione della Via Lattea. Questo evento ha rappresentato

il primo successo autonomo della radioastronomia: grazie ai radiotelescopi è stato possibile determinare la struttura a spirale della Galassia. Da allora sono state scoperte molte molecole complesse, anche organiche.

Meccanismo di emissione dell'idrogeno neutro

La frequenza radio dell'idrogeno è emessa quando l'elemento, dopo aver acquistato energia dalle collisioni con altri atomi o elettroni (stato eccitato - spin paralleli del protone e dell'elettrone), ritorna allo stato di riposo, mediamente dopo 10^7 anni (spin antiparalleli elettrone-protone). Nonostante la probabilità dell'evento sia molto bassa e lo spazio interstellare assimilabile a un ambiente ad alto vuoto (assai più spinto di quello realizzabile artificialmente), i pochi atomi di idrogeno presenti per metro cubo sono una frazione significativa della massa totale della Galassia e, date le sue dimensioni, la loro emissione diventa osservabile anche con radiotelescopi amatoriali. Organizzando una serie di osservazioni, da queste misure è possibile evidenziare la struttura a spirale della nostra galassia. La radiazione delle nubi di idrogeno galattiche, che dipende dalla temperatura e dal numero di atomi presenti lungo la linea di vista, proviene da sorgenti distribuite larghe diversi gradi con una temperatura di brillantezza fino a circa 100 K, quindi misurabile con un radiotelescopio amatoriale.

L'idrogeno nel Mezzo Interstellare

Fase	n_{tot} (cm^{-3})	T (K)	M ($10^9 M_{\odot}$)	frazione
molecular	>300	10	2.0	0.01
Cold neutral	50	80	3.0	0.04
Warm neutral	0.5	8000	4.0	0.30
Warm ionized	0.3	8000	1.0	0.15
Hot ionized	3×10^{-3}	5×10^5	-	0.50

Fig.1 Riassunto schematico delle forme dell'idrogeno nel mezzo interstellare della nostra Galassia (la Via Lattea)

Profilo di picco e confronto con i dati di letteratura

Utilizzando i radio-spettrometri è possibile visualizzare il profilo della riga in funzione della frequenza (che occupa una banda di circa 1 MHz attorno alla frequenza di riposo) e, applicando tecniche doppler all'analisi dei dati, si ottengono importanti informazioni sulla dinamica degli spostamenti delle grandi masse gassose emittenti e sulla loro velocità rispetto all'osservatore: se queste si allontanano dalla Terra, il picco della riga sarà spostato verso frequenze minori, se sono in avvicinamento la frequenza sarà maggiore rispetto al valore del gas a riposo. Poichè il disco galattico è relativamente trasparente a queste frequenze, studiando come si modifica il profilo della riga nelle varie regioni del cielo e indagando la distribuzione del gas è possibile determinare indirettamente la struttura, la curva di rotazione e la forma della Galassia. L'assorbimento dovuto al gas interstellare impedisce questa esplorazione nel visibile. Come si vedrà, l'analisi dell'intensità della riga consente anche di stimare la quantità di idrogeno "vista" dal radiotelescopio.

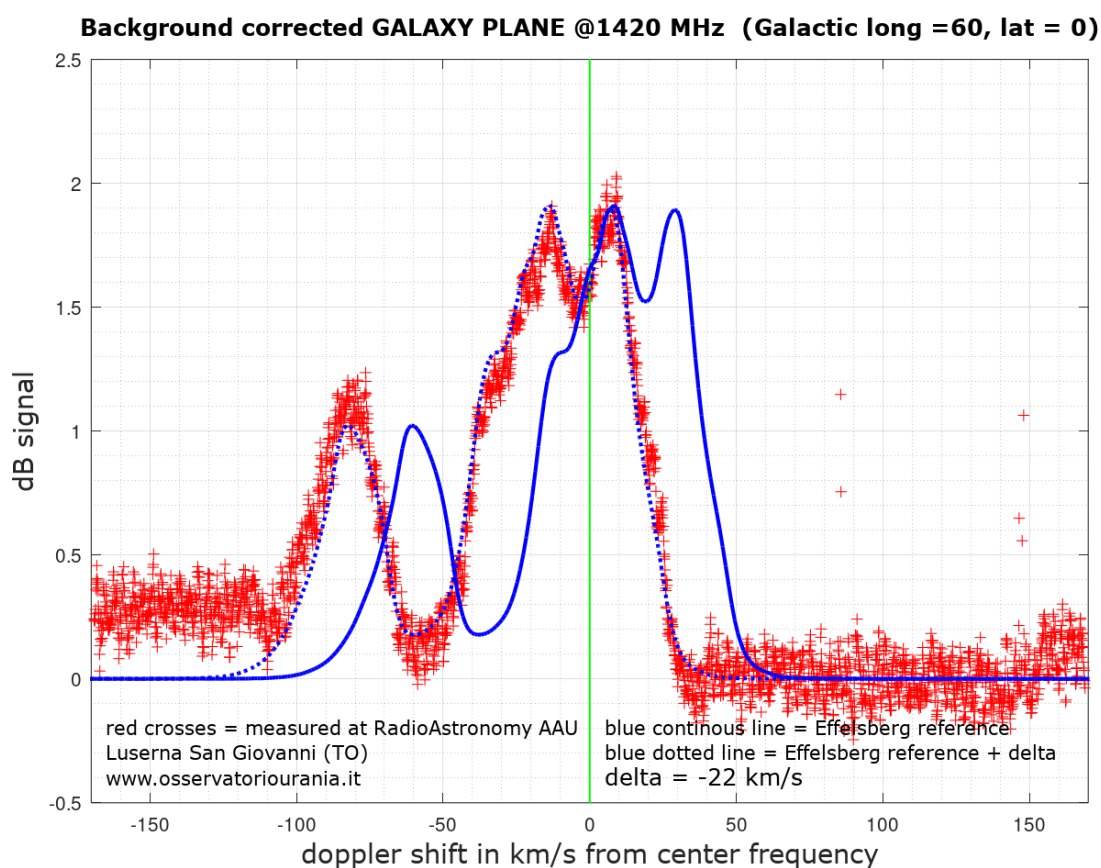


Fig.2 Spettro emissivo dell'idrogeno neutro lungo l'orizzonte galattico (Long = 60°) rilevato presso l'osservatorio Urania. Le croci rosse indicano i punti sperimentali detratti dal fondo strumentale e dai disturbi spuri (vedi dopo), la curva blu continua è il riferimento di Effelsberg (vedi oltre) mentre quella blu tratteggiata indica la correzione per i movimenti locali (rotazione, rivoluzione della terra e suo movimento rispetto a LST, Local Standard of Rest, LSR)

L'allargamento sperimentale di picco osservato è determinato principalmente dall'effetto Doppler dovuto al moto della nube emittente rispetto all'osservatore.

Inoltre, maggiore è l'ampiezza del fascio di ricezione dell'antenna ricevente (scarso potere risolutivo del radiotelescopio), meno definito e più largo risulterà il profilo della riga durante una scansione del cielo, dato che il segnale ricevuto è la convoluzione del beam di antenna con il profilo della sorgente. Una grande antenna con un lobo di ricezione molto stretto, oltre a guadagnare in sensibilità, ottimizzerà la risoluzione spaziale della misura migliorando la definizione dello spettro con le sue complesse strutture che risultano dalla sovrapposizione di numerosi contributi delle masse di idrogeno, ciascuno con differenti velocità, provenienti dai bracci a spirale della Galassia.

Il nostro radio-spettrometro è sensibile e stabile in frequenza, anche se come vedremo durante raccolte più lunghe (>30 min.) si notano effetti indesiderati sotto forma di valori del tutto anomali molto distanti dalla curva ('outliers') con notevoli problemi di 'pulizia'.

La precisione nella misura di piccoli spostamenti in frequenza degli spettri rispetto alla frequenza di riposo si traduce, infatti, in una misura altrettanto precisa della velocità delle masse gassose rispetto all'osservatore. Se il ricevitore è stabile in frequenza, sarà possibile integrare il profilo della riga sommando molte acquisizioni consecutive per ottimizzare il rapporto segnale/rumore, dato che lo spettro del segnale ricevuto varia molto lentamente nel tempo.

Elettronica del Ricevitore

Il ricevitore utilizza componenti professionali e adotta uno schema a singola conversione di frequenza con demodulatore in quadratura e una coppia di uscite in banda-base (10 MHz) in fase e in quadratura. L'oscillatore locale è un sintetizzatore di frequenza programmabile con riferimento sinusoidale di precisione a 10 MHz termostabilizzato e basso rumore di fase, agganciato al segnale 1PPS (1 Hz di riferimento) proveniente da un ricevitore GPS, configurazione che assicura un'eccellente stabilità in frequenza. Il sistema è controllato da un microprocessore che disciplina l'aggancio dell'oscillatore di riferimento al GPS, gestisce i comandi per l'impostazione e la visualizzazione della frequenza di ricezione. La struttura è quella tipica dei moderni ricevitori SDR (Software Defined Radio).

Quando si osserva una regione del cielo distante dal piano della Galassia, nello spettro istantaneo non è riconoscibile il profilo della riga, immerso nel rumore: il segnale ricevuto è molto debole ed è necessaria una "robusta" integrazione per evidenziare la riga HI.

Per soddisfare questi requisiti ed avere la possibilità di impostare sessioni di misura automatiche, è stato sviluppato un programma che visualizza in tempo reale lo spettro in banda-base del segnale ricevuto. E' possibile selezionare, oltre le normali funzioni di un analizzatore FFT, vari tipi di media sugli spettri ricevuti e programmare registrazioni automatiche (periodiche) degli spettri salvando i dati in file di testo, utili per successive elaborazioni. Come interessante opzione futura prevede la possibilità di visualizzare spettrogrammi in tempo reale ma, per il

momento, le funzioni implementate sono tutto ciò che ci serve per iniziare a lavorare.

Confronto tra le prestazioni del radiotelescopio da febbraio 2025 ad aprile 2026 : Cassiopeia-A .

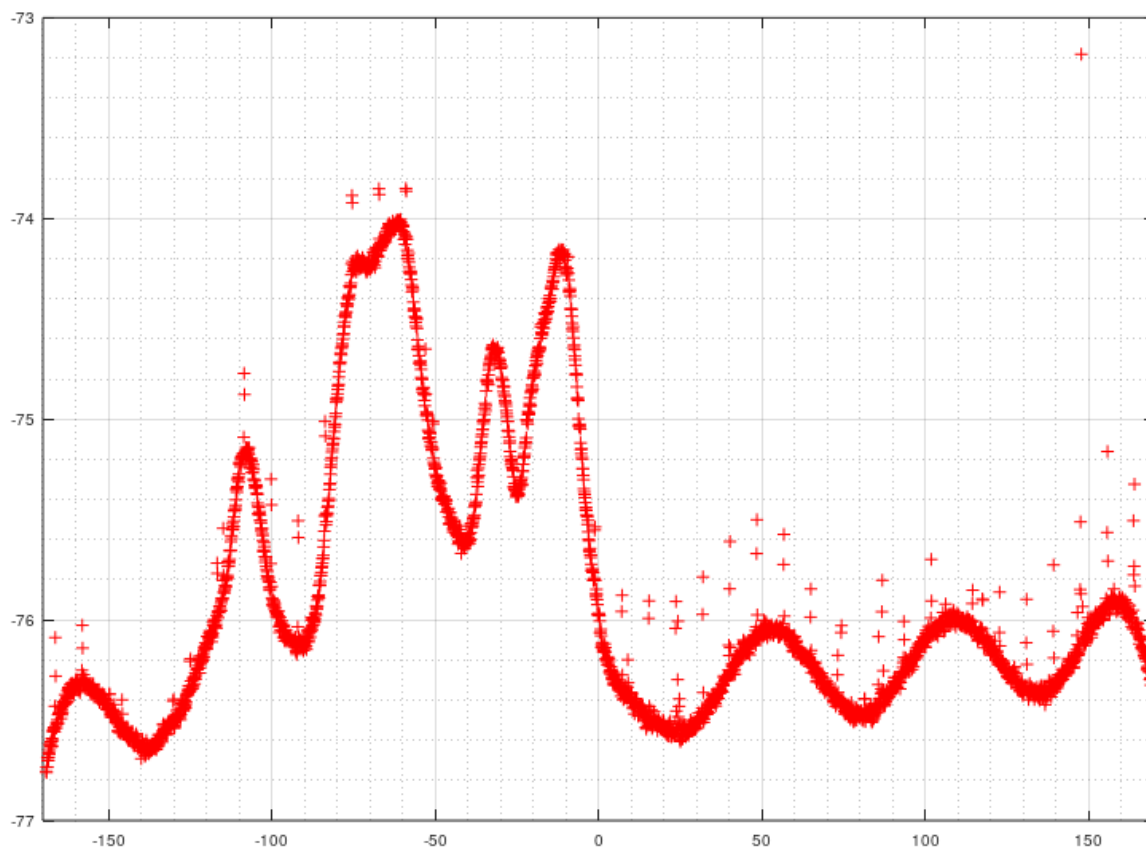


Fig. 3 - Cassiopeia (Longitudine galattica = $111,7^\circ$ Latitudine galattica $-2,1^\circ$) come misurata il 2 aprile 2026 . Tempo di misura circa 40 min. Dati grezzi senza detrazione degli outliers e del fondo strumentale (background)

Notare la quantità di outliers che hanno richiesto allo scrivente alcuni pomeriggi di sviluppo software in ambiente Matlab/Octave per la loro eliminazione.

In particolare abbiamo utilizzato la funzione `'splinefit'` di Octave (<https://octave.sourceforge.io/octave/function/splinefit.html>) preceduta da una media a scorrimento con finestra mobile. Quest'ultima permette di eliminare i punti al di fuori di una certa soglia mentre poi `splinefit` ricostruisce i punti mancanti. Quest'ultima funzione ha diversi opzioni e richiede un uso attento e non superficiale, per non alterare i dati sperimentali.

Le misura del febbraio 2025 era effettuata con un illuminatore tarato per i 1280 MHz e quindi l'intensità era circa 8 dB più bassa, come si deduce dall'esame delle ordinate dei due grafici !

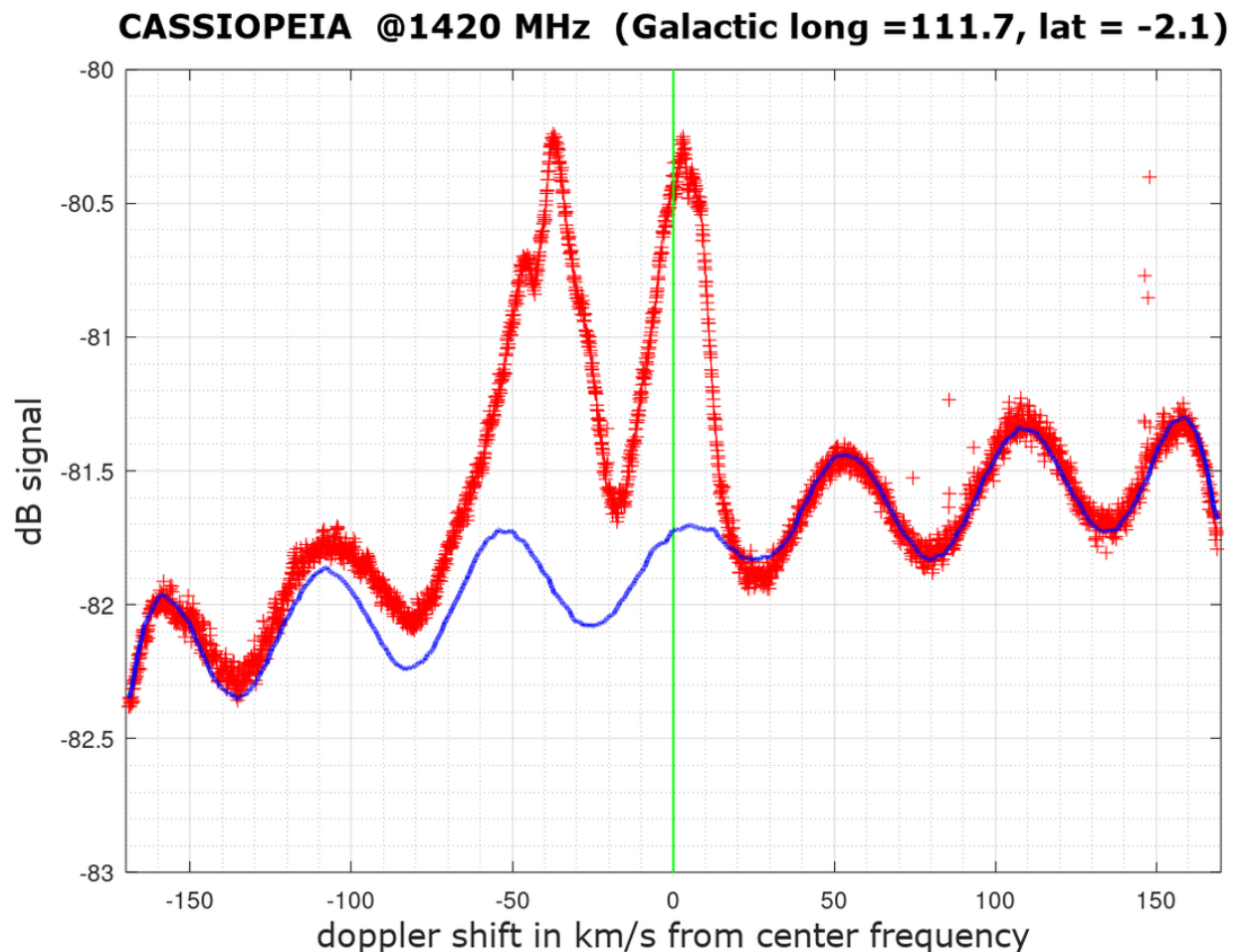


Fig. 4 - Cassiopeia come misurata il 22 febbraio 2025, con un tempo di raccolta di 10 min. Circa. Dati grezzi senza detrazione degli outliers e del fondo strumentale (background). Si nota una minore risoluzione dei picchi , un'intensità circa 8 dB minore. In blu il background strumentale, che comprende sia la radiazione di fondo che l'armonica spuria a 250kHz. A distanza di più di un anno il grafico è traslato per gli effetti combinata della rivoluzione terrestre e del movimento del Local Standard of Rest (LSR) rispetto alla fig.1

La complessa serie di operazione per eliminare tutte i disturbi alla misura ha condotto infine ad una serie di dati che si prestano bene ad una successiva operazione di deconvoluzione secondo profili gaussiani.

In matematica, una funzione gaussiana, spesso semplicemente chiamata Gaussiana, è una funzione della forma base:

$$y = a \cdot \exp\left[-\log(2) \cdot \frac{(x-b)^2}{c^2}\right] + d$$

per costanti reali arbitrarie a , b e c non nulle. Prende il nome dal matematico Carl Friedrich Gauss. Il grafico di una gaussiana è una caratteristica forma simmetrica a "curva a campana". Il parametro a è l'altezza del picco della curva, b è la posizione del massimo del picco e c l'ampiezza a metà altezza, Half Width at Half Maximun (HWHM). d è il valore della costante di fondo, nel nostro caso, avendo già sottratto il fondo, vale zero.

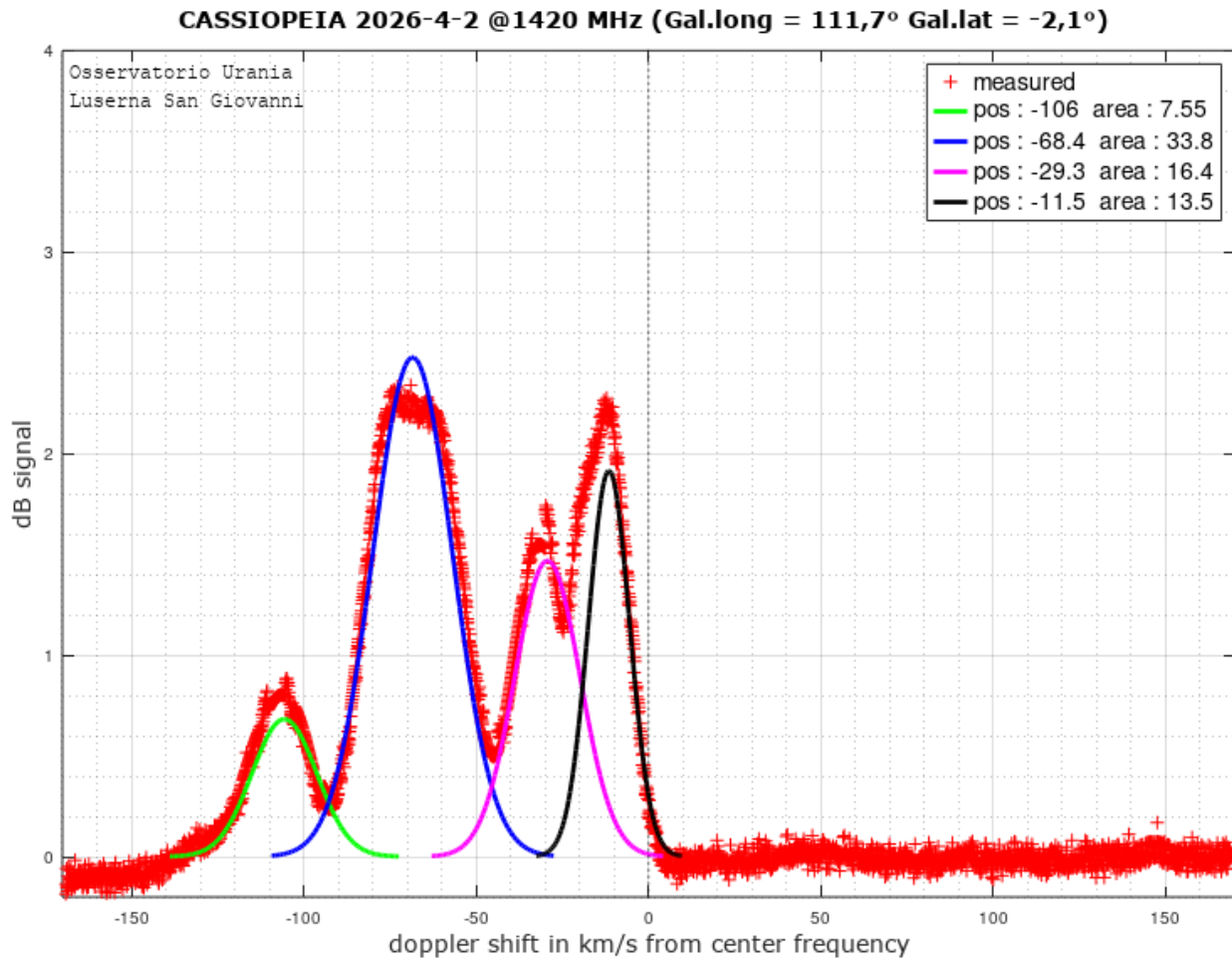


Fig.5 – Misura su Cassiopeia dopo le varie operazioni numeriche descritte nel testo. L'assegnazione dei 4 picchi è ancora da completare, ma probabilmente alcuni di loro sono dovuti al mezzo interstellare sul disco galattico, avendo Cassiopeia una latitudine sull'equatore galattico di soli 2,1°.

La metodica di interpolazione si basa di nuovo su alcune funzioni di Octave , in particolare per l'affinamento con i minimi quadrati degli scarti tra calcolato/osservato (*fminsearch*) I profili HI finali si sono ottenuti mediando un prefissato numero di spettri istantanei ed elaborando il risultato con la procedura che descriveremo fra poco. La riga di emissione HI è debole quando lo strumento “vede” una regione lontana dalla Via Lattea, quindi meno ricca di idrogeno, molto intensa quando la Galassia transita, durante il suo moto apparente, attraverso il campo di vista dell'antenna. Sono stimate le temperature di brillantezza di picco dello spettro, le velocità radiali corrette rispetto al riferimento LSR (Local Standard of Rest), definito più avanti, e la densità di idrogeno lungo la linea di vista.

Quando l'antenna del radiotelescopio "vede" una regione distante dal piano della Galassia, l'intensità della riga a 1420 MHz è bassa, mentre aumenta notevolmente quando il radiotelescopio intercetta lo spazio interstellare (ISM)

Integrando il profilo spettrale della riga rispetto alla velocità di spostamento della massa gassosa, si stima la densità colonnare di idrogeno lungo la linea di vista. Si ottengono valori tipici dell'ordine di $6,6 \cdot 10^{21}$ atomi/cm², distribuiti su una distanza di circa 35000 anni-luce: effettivamente la densità volumetrica media di idrogeno nello spazio interstellare è molto bassa, dell'ordine di 0,2 atomi/cm³, un vuoto migliore di qualsiasi vuoto artificiale.

Se il potere risolutivo dello strumento è scarso, e se le procedure utilizzate per elaborare i dati acquisiti non sono sufficientemente precise, si riscontrano errori importanti nella stima della densità del gas. In ogni caso, purchè correttamente interpretati, i risultati sono didatticamente interessanti, perchè contribuiscono a chiarire le complesse procedure utilizzate dai radioastronomi professionisti per comprendere la struttura della nostra Galassia attraverso il "marcatore" idrogeno.

Strategie di misura

Se l'emissione osservata non varia in frequenza durante il tempo di misura e se i parametri del ricevitore sono stabili quando l'antenna del radiotelescopio insegue la sorgente mantenendola costantemente centrata sul beam, sarà possibile calcolare la media su un numero sufficientemente grande di spettri acquisiti, abbattendo il rumore.

Occorre comunque detrarre l'inevitabile distorsione introdotta dalle variazioni della linea di base dovuta alla risposta in frequenza del ricevitore e al rumore diffuso proveniente omnidirezionalmente dalle varie direzioni del cielo.

La corretta visualizzazione di un profilo spettrale non è, quindi, un'operazione immediata, ma richiede ulteriori elaborazioni del segnale ricevuto per ottenere una forma caratterizzata da un massimo principale ben definito (con possibili massimi secondari) che tende a zero all'esterno della banda di misura. E' quindi necessario correggere la misura rispetto alle variazioni della linea di base, che rappresenta la risposta in frequenza dello strumento quando non è presente il segnale utile, sottraendola dallo spettro ricevuto. La risposta in frequenza del nostro strumento presenta delle ondulazioni (ripple a circa 250 kHz) dovute a possibili disadattamenti di impedenza lungo la linea antenna-ricevitore (e nei circuiti del ricevitore stesso) che formano una configurazione di onde stazionarie. Sono stati sviluppati diversi metodi per evidenziare il profilo emissivo dell'idrogeno neutro (HI) detraendo il rumore di fondo e i numerosi 'outliers' presenti (disturbi anomali che si manifestano maggiormente per raccolte lunghe, ad es. > 30 min.)

Confronto tra le prestazioni del radiotelescopio da febbraio 2025 ad aprile 2026 : Crab-Nebula.

La Nebulosa del granchio (Taurus-A) è sufficientemente obliqua rispetto al piano galattico (Latitudine galattica = $-5,8^\circ$) per essere immune dal segnale HI interstellare per cui si manifesta nella misura un unico picco e 2/3 satelliti deboli appena sopra il livello di background. Confrontiamo di nuovo le due misure a distanza di 14 mesi

TAURUS-A 22/feb/2025 @1420 MHz (Galactic long =184.6, lat =-5.8)

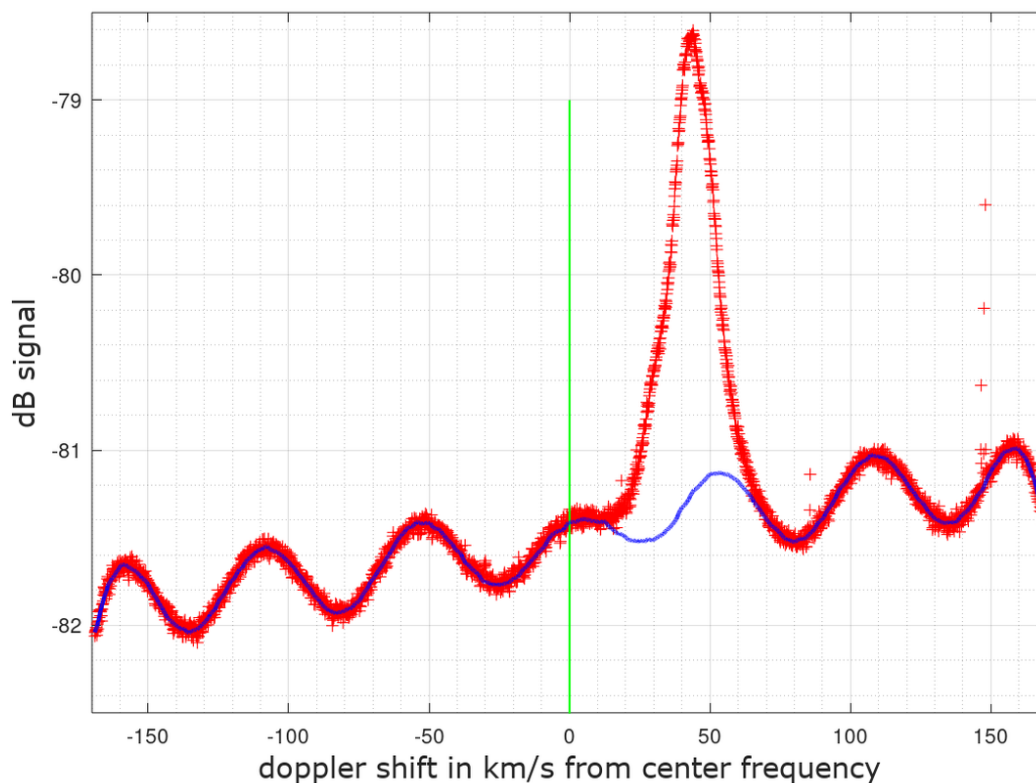


Fig.6 – Misura su CrabNebula nel febbraio 2025. Si nota un unico picco che non si dista dal background (in blu). Avendo Cassiopeia una latitudine sull'equatore galattico di $-5,8^\circ$ l'influenza del ISM è debole.

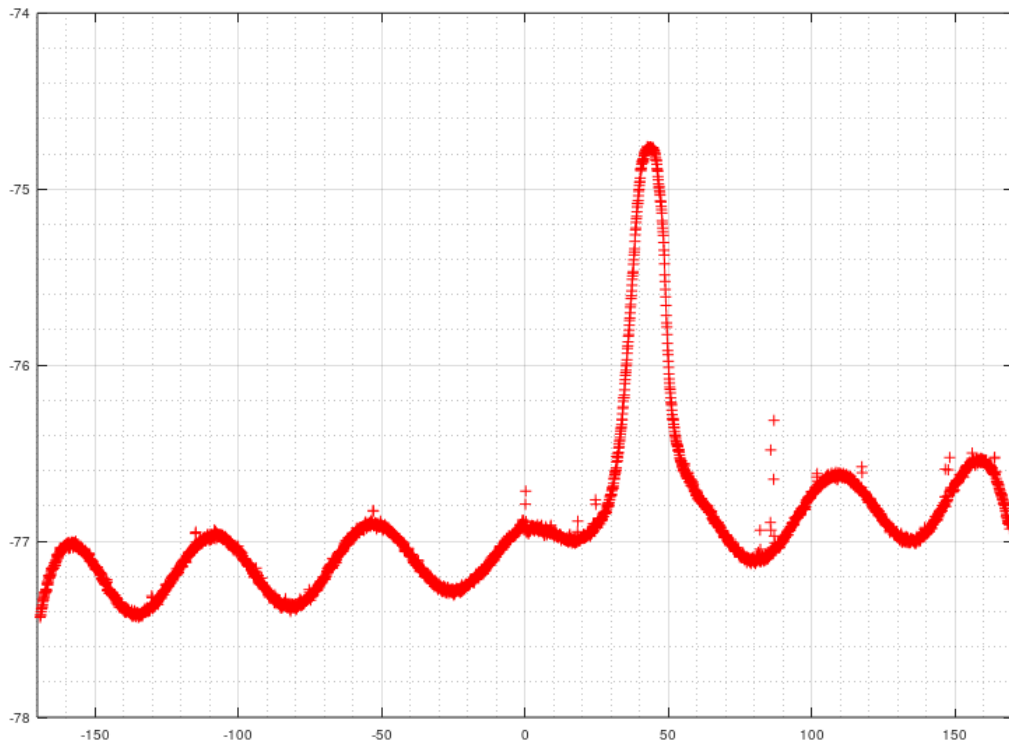


Fig.7 – Misura su CrabNebula dell'aprile 2026. Si nota un aumento di segnale di circa 5 dB.

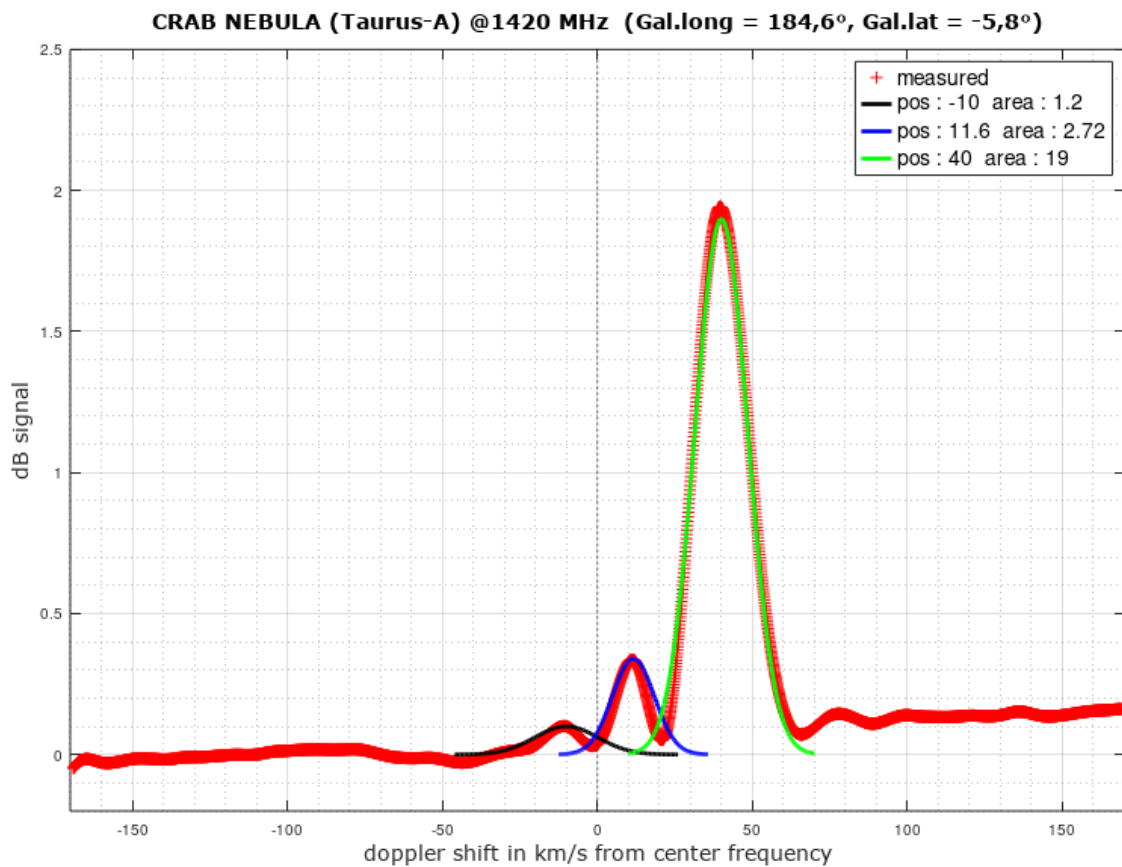


Fig.8 – Misura su CrabNebula dell'aprile 2026. Applicando le diverse elaborazioni numeriche (media mobile, eliminazione outliers, splinefit per la ricostruzione dello spettro) il segnale è molto 'pulito' così da poter essere deconvoluto in un picco principale e due satelliti.

Altra questione importante è la calibrazione della misura che trasforma l'indicazione dello strumento da rapporti di potenza (espressi in dB) a valori in kelvin della temperatura di brillantezza associata alla sorgente. Ottenuta solo la variazione di potenza associata al profilo spettrale, un buon metodo per calibrare la misura consiste nel confrontare lo spettro ricevuto con uno spettro di riferimento (calibrato) della regione osservata, estratto da cataloghi professionali. Esistono diversi archivi che riportano i profili della riga HI in funzione della velocità radiale, nelle varie posizioni in cielo, con i quali è possibile confrontare le forme dei nostri spettri e la loro intensità. L'Unione Astronomica Internazionale (IAU), inoltre, ha suggerito l'utilizzo di alcune regioni del cielo, delle quali è stata accuratamente determinata la temperatura di brillantezza, da utilizzarsi come standard per le osservazioni a 21 cm. Queste informazioni sono molto utili per confrontare le misure fra osservatori indipendenti e forniscono i riferimenti per calibrare il radiotelescopio e verificare il suo corretto funzionamento. Le seguenti tabelle riportano le posizioni e i parametri delle cosiddette Regioni Standard.

Operativamente si punta l'antenna del radiotelescopio verso la regione desiderata (la posizione è specificata in coordinate galattiche) e si utilizza il valore della temperatura di brillantezza di picco riportato in tabella per calibrare l'intensità del profilo misurato.

Regione	l	b	R.A. (1950)	Dec. (1950)
S6	1°.91	+41°.42	15 ^h 28 ^m 58 ^s	-2° 15'
S7	132°.00	-1°.00	2 ^h 2 ^m 38 ^s	60° 19'
S8	207°.00	-15°.00	5 ^h 44 ^m 50 ^s	-1° 41'
S9	356°.00	-4°.00	17 ^h 48 ^m 46 ^s	-34° 25'

Posizioni delle Regioni Standard suggerite per calibrare le osservazioni a 21 cm (esprese nelle coordinate [l , b], longitudine e latitudine galattiche).

Regione	Velocità del picco [km/s]	T_B (picco) [K]
S6	0	51 ± 4
S7	-50	104 ± 7
S8	+7	72 ± 5
S9	+6	85 ± 6

Parametri delle Regioni Standard utilizzabili per calibrare le osservazioni della riga a 21 cm.

Per quanto riguarda i nostri esperimenti, ho preferito però confrontare i profili HI acquisiti con analoghi spettri calibrati estratti da un archivio professionale, il survey [EBHIS](#)

La raccolta dati è effettuata con il radiotelescopio di Effelsberg (Bonn) da 100 metri di diametro e beam di antenna (effettivo) largo 0.2° , da confrontare con il nostro di circa $1,2^\circ$, infatti quando quando osserviamo la stessa regione di cielo con il nostro radiotelescopio l'effetto di convoluzione operato dall'antenna è più marcato e lo strumento raccoglie il contributo emissivo delle regioni vicine che si sommano alla radiazione della regione effettivamente osservata. Specificando le coordinate celesti della regione osservata, dall'archivio si ottiene l'immagine del profilo HI associato e i dati in formato testo utilizzabili per successive elaborazioni. Da queste informazioni si ricava la forma dello spettro, la velocità radiale e la sua intensità massima (temperatura di brillantezza di picco) utilizzabile per calibrare la nostra misura.

Stima delle velocità radiali delle masse di idrogeno.

La variazione di frequenza della radiazione elettromagnetica percepita da un osservatore quando la sorgente è in moto relativo rispetto ad esso è chiamata effetto Doppler, fenomeno tipico della propagazione per onde. La variazione di frequenza dello spettro osservato rispetto alla frequenza di riposo dell'idrogeno è un'indicazione della velocità relativa di spostamento fra sorgente osservatore lungo la linea di vista. Negli studi sulla riga HI è utile visualizzare lo spettro in funzione della velocità relativa, piuttosto che della frequenza. Se il moto della sorgente è sistematico, si osserverà semplicemente una traslazione dello spettro, mentre quando sono presenti componenti irregolari di moto interno (turbolenze di natura termica), allo spostamento si sommerà un allargamento e una distorsione nella forma del profilo dovuta al sovrapporsi di effetti Doppler multipli. Studiando la forma dello spettro si ottengono, quindi, importanti informazioni sulla natura dei moti termici turbolenti e sistematici delle masse gassose.

dati di frequenza vengono trasformati in 'doppler shift'

(spostamento di riga dovuto all'effetto Doppler, unità di misura km/s), secondo la seguente formula :

$$v = \frac{F_0 - F}{F_0} \quad (\text{formula non-relativistica})$$

dove v = Doppler shift (km/s)

c = velocità della luce (km/s)

F_0 = center frequency

F = frequenza misurata.

Ad esempio per uno shift dalla frequenza centrale di 0,5 Mhz, si ottiene una velocità Doppler di 105,6 km/s. Le velocità positive indicano un allontanamento dell'oggetto (e quindi frequenza più bassa della center frequency); l'opposto per le velocità negative.

Dato che l'osservatore si muove rispetto alla sorgente, la frequenza della sorgente varia sia durante la misura, sia quando la stessa regione di cielo è osservata in tempi diversi. Al reciproco movimento osservatore-sorgente contribuiscono il moto dovuto alla rotazione della Terra attorno al proprio asse, quello di rivoluzione della Terra attorno al Sole e il moto del Sole rispetto al sistema di riferimento locale a riposo. Gli ultimi due sono i contributi più importanti. Per eliminare la dipendenza della misura dal momento dell'osservazione e poter confrontare gli spettri acquisiti in tempi diversi dai vari osservatori sparsi nel mondo, è necessario riferire la velocità radiale ad un opportuno sistema a riposo. E' comunemente utilizzato il Local Standard of Rest (LSR), un punto nello spazio che si muove su un'orbita circolare attorno al centro della Galassia alla stessa distanza del Sole, con una velocità tangenziale di circa 220 km/s, calcolata come media delle velocità radiali e dei movimenti propri delle stelle prossime al Sole. Rispetto a LSR, il Sole si muove più rapidamente, con una velocità di 20 km/s, verso un "apice" nella direzione di Vega. E' quindi necessario correggere la velocità radiale ottenuta direttamente dalla misura, sottraendo ad essa la velocità del sistema di riferimento LSR lungo la linea di vista. La velocità finale corretta è indicata con V_{lsr} . Il suo valore dipende dalla data e dall'orario dell'osservazione, dalla posizione dell'osservatore sulla Terra e dalla posizione della sorgente in cielo. Esistono diversi programmi, anche on-line sul web, che eseguono questo calcolo. Quanto detto va applicato prima di confrontare i risultati delle nostre misure con i dati ufficiali di riferimento di Effelsberg.

Decomposizione delle componenti del profilo HI

E' sempre possibile scomporre la forma complessa del profilo HI, dovuta al sovrapporsi prospettico delle varie componenti provenienti dai bracci a spirale della Galassia, in una combinazione di funzioni gaussiane elementari, ciascuna associata a una riga spettrale. L'ampiezza, la velocità e la larghezza di ogni componente sarà differente secondo la concentrazione di gas, la distanza e la velocità associate a quella specifica regione emittente. Come si è detto, la definizione spettrale della riga, quindi la complessità del profilo, dipendono dal potere risolutivo dell'antenna utilizzata: il numero di funzioni elementari utilizzate per rappresentare lo spettro sarà uguale al numero di massimi osservati nella registrazione.

Nella figura 5 è rappresentato lo spettro HI misurato quando il radiotelescopio osserva il piano galattico, decomposto nelle sue componenti. Nel nostro caso si è utilizzata una combinazione di tre funzioni gaussiane indipendenti: impostando opportuni valori iniziali per i parametri, un algoritmo di adattamento calcola la combinazione che meglio approssima la forma dello spettro misurato. La convergenza dell'algoritmo è garantita da un'opportuna (plausibile) scelta iniziale per i parametri. Utili indicazioni si ottengono analizzando lo spettro di riferimento.

Si ottiene un'accurata rappresentazione del profilo spettrale osservando con un'antenna con fascio di ricezione stretto (elevato guadagno): avremo uno strumento sensibile e una migliore definizione, dato che saranno visibili strutture complesse dovute ai differenti contributi emissivi delle masse gassose intercettate lungo la linea di vista dell'antenna come accade, ad esempio, durante l'osservazione prospettica dei bracci a spirale della Galassia. D'altra parte, più ampio è il campo di vista, meno definito sarà il profilo della riga durante la scansione del cielo, dato che lo strumento raccoglie il contributo radiativo dell'idrogeno ovunque presente, soprattutto attorno al piano della Galassia.

La figura 5 mostra un tra i tanti esempi di spettri (calibrati) sovrapposti, relativi a una regione di galassia osservata con il nostro radiotelescopio (dopo aver applicato la procedura di post-elaborazione precedentemente descritta) e con l'enorme radiotelescopio a paraboloide da 100 metri di diametro di Effelsberg vicino a Bonn. Fra i due strumenti non ci sono differenze di prestazioni abissali, e si vede: gli spettri di riferimento (quelli estratti dalla citata EBHIS survey) mostrano una notevole ricchezza di dettagli dovuta all'elevato potere risolutivo dell'antenna che raccoglie solo la radiazione emessa dalle parti della regione di cielo intercettate dal beam, mentre il nostro strumento raccoglie, oltre alla radiazione della sorgente, anche quella delle regioni vicine (dato che l'idrogeno è ovunque nello spazio). La radiazione proveniente dalle regioni adiacenti si somma in potenza a quella osservata causando un allargamento del profilo e un incremento di intensità delle componenti secondarie.

Infine la figura 9 riassume la sensibilità del RadioTelescopio quando ci si muove di $0,5^\circ$ di Ascensione Retta rispetto alle coordinate di taurus-A

scansione in frequenza ad antenna fissa attorno a Taurus-A $\pm 7,5^\circ$ AR

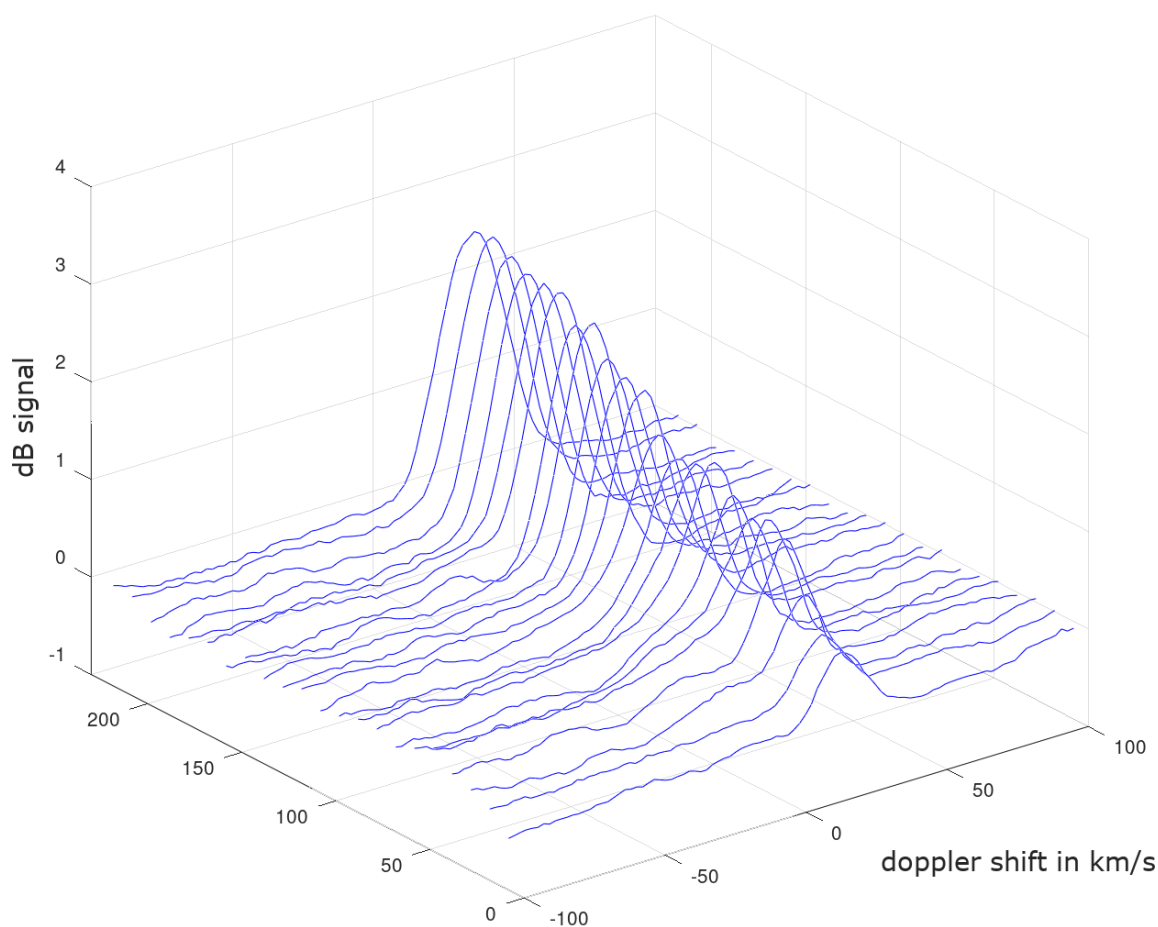


Fig.9 Scansione attorno alla sorgente Taurus-A per valutare l'ampiezza del cono di ricezione dell'antenna parabolica

Le differenze di forma negli spettri ottenuti con i due strumenti fanno sentire il loro peso soprattutto quando si stima la densità di idrogeno lungo il cammino di vista, che prevede il calcolo dell'integrale della temperatura di brillantezza della sorgente entro la banda di misura. Quando si confronta la densità del gas stimata dalle misure effettuate con il nostro radiotelescopio rispetto a quella calcolata sullo spettro di riferimento, si riscontra un errore importante, dovuto alla forma non sufficientemente accurata dello spettro da noi misurato (l'area sottesa dal profilo HI è sensibilmente superiore a quella di riferimento).

Conclusioni

Per varie ragioni, fra le emissioni monocromatiche di interesse radioastronomico l'emissione dell'idrogeno atomico neutro a 1420 MHz (corrispondente alla lunghezza d'onda di 21 cm) è la più conosciuta, ma le tecniche discusse potrebbero applicarsi altrettanto bene all'analisi spettrale di qualsiasi atomo o molecola che emette nella banda radio, a patto che il sistema di antenna ricevente sia adattato alla frequenza specifica. Consapevole delle limitazioni del

radiotelescopio Urania, si può essere più che soddisfatti dei risultati: la progettazione, la costruzione e la sperimentazione con questo strumento hanno rivelato un mondo affascinante che combina il piacere puramente tecnico dell'appassionato radioamatore, con quello più scientifico che spinge ad esplorare ed approfondire le tecniche di misura e di elaborazione delle informazioni, per comprendere quanto osservato !

P.S. Non elenco le persone che hanno contribuito alla nascita e allo sviluppo del RadioTelescopio: alcune non sono più tra noi e inoltre ne ometterei certo molte meritevoli. Tuttavia, senza l'aiuto instancabile di Stefano Bologna, tutto ciò sarebbe ancora un sogno.

Daniele Mazza aprile 2026