

Alma Mater Studiorum - Università di Padova

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

**Il mezzo interstellare in una galassia
dell'universo locale: NGC 2403**

Tesi di laurea

Presentata da:
Giovanni Boato

Relatore:
Stefano Ciroi
Correlatori:
Viviana Casasola
Andrea Melis

Appello II
Anno Accademico 2022-2023

Abstract

In questa tesi ho preso in analizzato la componente gassosa fredda del mezzo interstellare della galassia NGC 2403. In particolare ho analizzato due mappe: una della riga di emissione CO(2-1) a 1.3 mm, tracciante dell' H_2 , ottenuta con il radiotelescopio IRAM 30m, e l'altra della riga di emissione dell'HI a 21 cm ottenuta con il radiointerferometro VLA. Effettuando fotometria di apertura ho derivato le masse di H_2 e HI entro un raggio di ~ 4 kpc e su tutta la mappa (elenco sempre prima il valore entro i 4 kpc): $M_{H_2} = (8.56 \pm 2.57) \times 10^7 M_\odot$, $(8.75 \pm 2.63) \times 10^7 M_\odot$, $M_{HI} = (2.18 \pm 0.33) \times 10^9 M_\odot$, $(2.36 \pm 0.35) \times 10^9 M_\odot$. Da questi valori e da $M_{dust} = (4.42 \pm 0.41) \times 10^6 M_\odot$, $M_{star} = (2.97 \pm 5.0) \times 10^9 M_\odot$ estratti da Casasola et al. (2017), ricavo: $M_{H_2}/M_{HI} = (3.92 \pm 1.88) \times 10^{-2}$, $(3.71 \pm 1.24) \times 10^{-2}$, $DGR = M_{dust}/M_{gas} = (1.95 \pm 0.35) \times 10^{-3}$, $(1.80 \pm 0.56) \times 10^{-3}$, $F_{gas} = M_{gas}/M_{bar} = (4.33 \pm 0.98) \times 10^{-1}$, $(4.51 \pm 1.33) \times 10^{-1}$, $M_{dust}/M_{star} = (1.49 \pm 0.25) \times 10^{-3}$ e altri parametri fisici. Confronto questi valori con i corrispondenti valori medi delle galassie dello stesso tipo morfologico di NGC 2403, 6 (Sc), anch'essi estratti da Casasola et al. (2017). Da questa analisi emerge che NGC 2403 possiede una quantità di gas totale, rispetto a quella stellare, in accordo con le galassie di tipo morfologico Sc. Nelle galassie Sc, in media, la massa totale di idrogeno $M_{gas} = M_{H_2} + M_{HI}$ è composta per $\sim 50\%$ da H_2 e $\sim 50\%$ da HI; in NGC 2403 è composta per $\sim 4\%$ da H_2 e $\sim 96\%$ da HI. La carenza di H_2 è dovuta alla carenza di polvere, elemento essenziale per la sintesi delle molecole nell'ISM. L'ultimo capitolo riporta l'esperienza di stage presso il radio osservatorio di Cagliari, responsabile della gestione del Sardinia Radio Telescope. Durante lo stage ho approfondito l'aspetto tecnico-strumentale della radioastronomia e l'analisi di dati pulsar.

Indice

1	Il mezzo interstellare	2
1.1	Le fasi gassose del mezzo interstellare	2
1.2	La polvere	3
2	Processi di emissione	4
2.1	Il corpo nero	4
2.2	Le transizioni	5
2.3	Bilanci dettagliati	6
2.4	L'atomo di idrogeno	8
2.5	La molecola di monossido di carbonio	8
3	I radiotelescopi	9
3.1	Single dish e interferometria	10
3.2	Antenne	11
3.3	RFI	12
3.4	Radiotelescopi nel mondo	13
3.4.1	SRT	13
3.4.2	VLA	14
3.4.3	IRAM 30m	15
4	NGC 2403	16
4.1	DustPedia	17
5	Riduzione dati	18
5.1	Mappa del CO	18
5.1.1	Conversione	19
5.1.2	Integrazione del flusso	20
5.2	Mappa dell'HI	21
5.2.1	Conversione	21
5.2.2	Integrazione del flusso	22
5.3	Confronto delle mappe	23
5.3.1	Centering	23
5.3.2	Degradazione a beam	23
5.3.3	Resampling	24
5.3.4	Sovrapposizione	24

6	Confronto con la letteratura	25
6.1	M_{H2}/M_{HI}	26
6.2	M_{dust}/M_{gas}	26
6.3	M_{dust}/M_{H2}	27
6.4	M_{dust}/M_{HI}	27
6.5	M_{dust}/M_{star}	28
6.6	M_{gas}/M_{bar}	28
7	Conclusioni	29
7.1	Possibili spiegazioni	29
7.1.1	Condensa della polvere fortemente ridotta	29
7.1.2	Carenza di stelle AGB	30
7.2	Applicazioni future	30
8	Stage SRT	31
8.1	Visita a SRT e ai laboratori dell'osservatorio	31
8.2	Le pulsar	32
8.3	Dispersione del segnale	32
8.4	Elaborazione dati	33
8.4.1	Rimozione delle RFI	33
8.4.2	Dedispersione	34
8.4.3	Ricerca dei candidati periodici	34
8.4.4	Folding	34

Capitolo 1

Il mezzo interstellare

Il mezzo interstellare (ISM) è l'insieme di gas e polveri che occupano lo spazio fra i sistemi stellari all'interno di una galassia. L'ISM costituisce circa il 5/10% della massa di una galassia. Le densità medie sono dell'ordine di qualche particella per cm^3 . È composto da atomi, molecole, ioni, grani di polvere, raggi cosmici, campi di radiazione e campi magnetici. Le due componenti più rilevanti per questa tesi sono il gas e la polvere. È composto da idrogeno per il $\sim 90\%$, da elio per il $\sim 8\%$, da polveri per il $\sim 1\%$. Tutte le altre specie atomiche e molecolari sono presenti in quantità inferiori all'1%. Alcune delle molecole più abbondanti sono CO, H_2O , CH, CN, OH, NH_3 , HCN¹.

1.1 Le fasi gassose del mezzo interstellare

La componente gassosa del mezzo interstellare viene suddivisa in fasi in base a temperatura e densità:

- Molecular medium (MM)

$$T \sim 20K, n \sim 10^3 cm^{-3}$$

Il MM è composto da nubi molecolari dense legate gravitazionalmente in cui è confinata circa metà della massa dell'ISM. Occupa una frazione di volume dell' $\sim 1 - 2\%$. La polvere agisce da catalizzatore per la sintesi di molecole (sez.1.2), quindi le regioni più ricche di polvere sono anche le più abbondanti di nubi molecolari².

- Cold neutral medium (CNM)

$$T \sim 20 - 100K, n \sim 20 cm^{-3}$$

Il CNM si trova sotto forma di filamenti o fogli, contiene il 30% di HI dell'ISM ed è tracciato per questo motivo dai suoi assorbimenti³.

- Warm neutral medium (WNM)

$$T \sim 10^3K, n \sim 0.3 cm^{-3}$$

Il WNM si trova sotto forma di gas diffuso nel disco galattico, contiene circa il 50% di HI dell'ISM. Si osserva grazie alla riga a 21 cm dell'idrogeno (sez.2.4).

¹Organization (1990)

²Ferrière (2001)

³Murray et al. (2020), 199 (1990)

- Warm ionized medium (WIM)

$$T \sim 10^4 K, n \sim 0.3 \text{ cm}^{-3}$$

Il WIM è associato alle regioni HII, nubi di gas ionizzato dalla radiazione ultravioletta di stelle giovani e massicce di tipo O-B. Si osservano principalmente linee di ricombinazione di idrogeno ed elio.

- Hot ionized medium (HIM)

$$T \sim 10^6 K, n \sim 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$$

Il HIM è composto da gas molto caldo prodotto dalle esplosioni di supernova, questo gas ha un lungo tempo di raffreddamento. Emette in banda X principalmente per bremsstrahlung termica.

1.2 La polvere

La polvere nell'ISM è composta da grani di dimensioni di $\sim 1 - 100 \text{ nm}$ e diverse composizioni chimiche. In base alle caratteristiche fisiche hanno proprietà ottiche differenti. Una parte di polvere $\sim 10\%$ si crea nell'atmosfera di stelle AGB, il restante $\sim 90\%$ si condensa nell'ISM.⁴ I singoli grani di polvere hanno un nucleo carbonaceo o siliceo, successivamente nelle nubi molecolari possono accrescere un mantello prima di carbonio amorfo poi di ghiaccio (fig.1.1). In generale la polvere assorbe efficacemente la radiazione ultravioletta secondo la legge di Whitford ($\text{assorbimento} \propto 1/\lambda$) e reirradia termicamente nel lontano infrarosso. La polvere funge da catalizzatore per la sintesi molecolare nell'ISM.

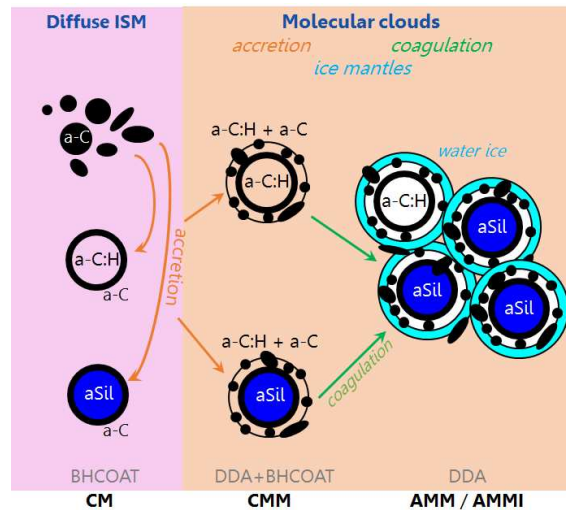


Figura 1.1: Evoluzione dei grani di polvere.⁵

⁴Casasola et al. (2017)

⁵Immagine presa dalla pagina web di THEMIS: https://www.ias.u-psud.fr/themis/THEMIS_model.html

Capitolo 2

Processi di emissione

Lo spettro elettromagnetico degli oggetti astronomici è caratterizzato da una componente continua e da righe di assorbimento o di emissione. Il continuo può avere origine termica (emissione di corpo nero) o non termica (sincrotrone bremsstrahlung etc..) Per questa tesi sono rilevanti le righe di emissione e il continuo termico.

Le righe di emissione che osserviamo hanno origine dalla diseccitazione di un elettrone da un livello energetico superiore ad uno inferiore. La differenza di energia fra i due livelli energetici ΔE determina la frequenza ν del fotone secondo la legge: $\Delta E = h\nu$ dove h è la costante di Planck.

Il continuo termico viene emesso da ogni oggetto e dipende unicamente dalla sua temperatura secondo la legge di corpo nero (sez.2.1).

In radioastronomia una delle grandezze fisiche misurate è l'intensità di radiazione I in Jansky, $1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{Hz}^{-1}$, come possiamo vedere nelle mappe dell'HI in fig.5.5,5.6 espresse in $\text{Jy} \cdot \text{beam}^{-1} \cdot \text{m} \cdot \text{s}^{-1}$.

2.1 Il corpo nero

Ogni oggetto emette radiazione in base alla sua temperatura secondo la legge di Planck:

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/k_b T} - 1} \quad (2.1)$$

dove B è l'energia irradiata per unità di tempo, di frequenza, di area emittente, T la temperatura, h la costante di Planck e k_b la costante di Boltzmann. Anche per gli oggetti più freddi l'emissione nelle bande radio corrisponde alla coda della planckiana, ad esempio per il molecular medium (sez.1.1) a $T=20\text{K}$ il picco di emissione è a 1.2 THz o 0.14 mm (fi.2.1), già al di fuori delle bande radio. A basse frequenze, nella coda della planckiana, dove $h\nu \ll k_b T$ la legge di Planck si riduce all'approssimazione di Rayleigh-Jeans:

$$B(\nu, T) = \frac{2k_b T \nu^2}{c^2} \quad (2.2)$$

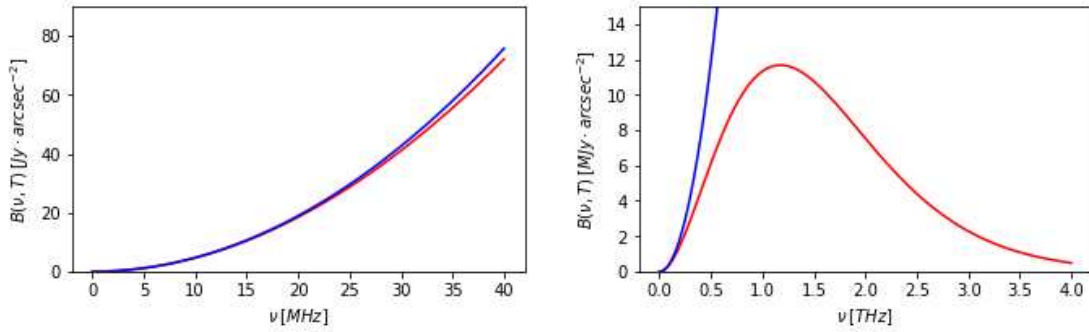


Figura 2.1: Emissione di corpo nero per un oggetto a 20 K (in rosso) e approssimazione di Rayleigh-Jeans (in blu)

Fissata una lunghezza d'onda ad ogni misura di B è associata una temperatura T_b detta di brillantezza. In generale se l'oggetto osservato non ha un spettro di corpo nero la temperatura di brillantezza non corrisponde alla temperatura fisica, tuttavia in radioastronomia spesso si converte da Jy a K come unità di misura sfruttando l'eq.2.1 (sez.5.2.1).

2.2 Le transizioni

Fra due livelli energetici sono possibili diversi tipi di transizione, ad ognuna di queste è associato un coefficiente detto di Einstein che quantifica il numero di transizioni per secondo per atomo. I coefficienti non sono costanti, ma dipendono dall'intensità di radiazione $\rho_{(\nu_{12})}$ e dalla densità numerica di elettroni n_e secondo le relazioni indicate in tab.2.1; tutte le altre quantità che compaiono sono costanti e dipendono dalla singola transizione considerata. Le transizioni si dividono in base al coefficiente di Einstein: risonanti $\gtrsim 1$, semiproibite $\sim 10^{-1}$ e proibite $\lesssim 10^{-2}$.

Transizione	Coefficiente di Einstein
Emissione spontanea	A_{21}
Emissione stimolata	$\rho_{(\nu_{12})}B_{21}$
Assorbimento	$\rho_{(\nu_{12})}B_{12}$
Diseccitazione collisionale	$C_{12} = n_e q_{12}$
Eccitazione collisionale	$C_{21} = n_e q_{21}$

Tabella 2.1: Dipendenze dei coefficienti di Einstein.

2.3 Bilanci dettagliati

L'occupazione di un livello energetico dipende dai rapporti fra le transizioni che lo popolano e spopolano. In condizione di equilibrio avviene lo stesso numero di transizioni per eccitare e diseccitare il livello energetico (eq.2.3). Per ricavare i rapporti fra popolazioni di diversi livelli si utilizzano i bilanci dettagliati. Considero il caso più semplice di due livelli energetici E_1 , E_2 con popolazioni n_1 e n_2 illustrato in fig. 2.2.

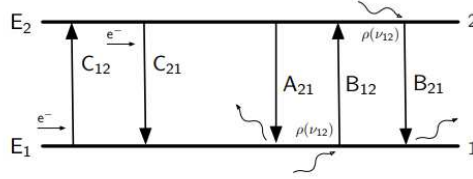


Figura 2.2: Schema delle transizioni fra due livelli energetici.

Nel caso più generico all'equilibrio vale la seguente relazione:

$$n_1(\rho(\nu_{12})B_{12} + C_{12}) = n_2(A_{21} + \rho(\nu_{12})B_{21} + C_{21}) \quad (2.3)$$

Considero ora solamente transizioni collisionali. Le popolazioni dei due livelli sono regolate dall'equazione di Boltzmann:

$$\frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-E_{12}/kT} \quad (2.4)$$

- g_1, g_2 : pesi statistici dei livelli energetici
- k : costante di Boltzmann
- E_{12} : differenza di energia fra i due livelli
- T : temperatura di eccitazione

Imponendo l'equilibrio ottengo la relazione fra coefficienti di Einstein per le collisioni.

$$n_2 C_{21} = n_1 C_{12} \quad (2.5)$$

$$\frac{C_{12}}{C_{21}} = \frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-\frac{E_{12}}{kT}} \quad (2.6)$$

Considero ora anche l'emissione spontanea, ma non l'interazione col campo di radiazione.

$$n_1 C_{12} = n_2 (A_{21} + C_{21}) \quad (2.7)$$

$$\frac{n_2}{n_1} = \frac{C_{12}}{C_{21} + A_{21}} = \frac{C_{12}}{C_{21}} \frac{1}{1 + A_{21}/C_{21}} = \frac{g_2}{g_1} \frac{1}{1 + \frac{A_{21}}{q_{21} n_e}} \quad (2.8)$$

Definisco densità critica $n_{cr} = A_{21}/q_{21}$

$$\frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-\frac{E_{12}}{kT}} \frac{1}{1 + \frac{n_{cr}}{n_e}} \quad (2.9)$$

Otteno una legge di Boltzmann con un termine di disturbo. Se la densità elettronica è molto maggiore della densità critica (mezzo denso) l'eq.2.9 si riduce alla legge di Boltzmann (eq.2.4); la popolazione dei livelli dipende esclusivamente dalle transizioni collisionali perchè queste avvengono con frequenza molto maggiore rispetto alle emissioni spontanee. A densità estremamente basse le collisioni avvengono con intervalli di tempo sufficientemente grandi da dar modo al livello superiore di diseccitarsi con le emissioni spontanee. Prendiamo come esempio il doppietto dell'[OIII], tipicamente osservato nelle nebulose planetarie e negli AGN, e i relativi coefficienti elencati in tab 2.2. Le due transizioni sono proibite, ma il doppietto è comunque osservabile e molto marcato per la bassissima densità del mezzo interstellare.

λ	A_{ij}	n_{cr}
4959	6.78×10^{-3}	1.7×10^5
5007	1.96×10^{-2}	4.9×10^5

Tabella 2.2: O[III].

2.4 L'atomo di idrogeno

L'idrogeno è l'elemento più semplice e abbondante nell'universo (cap.1), si trova condensato nelle galassie o diffuso a bassissime densità nel mezzo intergalattico. Approfondisco il meccanismo di origine della riga a 21 cm. Lo stato fondamentale dell'idrogeno, in configurazione 1s, è suddiviso in due livelli iperfini per l'allineamento degli spin di protone ed elettrone: paralleli o antiparalleli (fig.2.3). La configurazione con spin antiparalleli corrisponde all'energia minore. La differenza di energia fra i due livelli è di $5.9 \times 10^{-6} eV$ a cui corrisponde un'emissione a frequenza $\nu = \Delta E/h = 1.4 GHz$ e lunghezza d'onda $\lambda = c/\nu = 21 cm$. La riga è fortemente proibita, il suo coefficiente di Einstein è $A_{H(21cm)} = 2.87 \times 10^{-15} s^{-1}$ che corrispondono ad un tempo di transizione $\tau_H = 1/A_H \sim 1.1 \times 10^7 yr$. Le collisioni sono responsabili del popolamento del livello superiore.

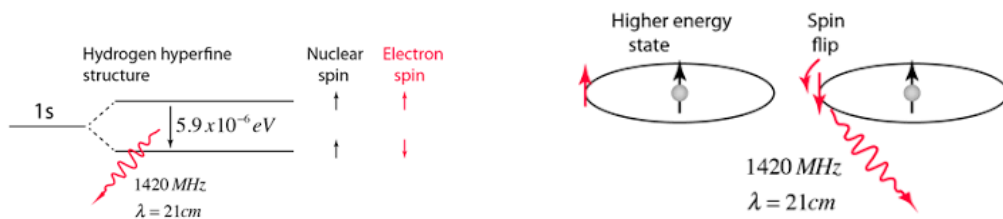


Figura 2.3: Diagramma di grotian e configurazione dello stato fondamentale.

2.5 La molecola di monossido di carbonio

Il CO è la seconda molecola per abbondanza dopo l' H_2 e circa 100 volte più abbondante di ogni altra molecola nell'ISM. Si trova in massicce nubi molecolari di H_2 difficili da osservare direttamente, per questa ragione è usato come loro tracciante. Le righe di emissione molecolari hanno un'origine diversa rispetto a quelle atomiche: le transizioni non avvengono solamente tra configurazioni elettroniche ma anche tra livelli vibrazionali e rotazionali. La differenza energetica fra i livelli rotazionali è, in prima approssimazione costante, questo da origine ad una serie equispaziata di righe. In particolare in questa tesi utilizzo una mappa della riga di emissione $CO(2-1)$, la transizione rotazionale fra i livelli 2 e 1. La differenza di energia fra i due livelli è di $9.6 \times 10^{-4} eV$ a cui corrisponde un'emissione a frequenza $\nu = 230 GHz$ e lunghezza d'onda $\lambda = 1.3 mm$ (sez.2.4). La riga è fortemente risonante, il suo coefficiente di Einstein $A_{CO(2-1)} = 2.26$. Per alcune osservazioni spettroscopiche le righe del $C^{12}O^{16}$ sono troppo intense e si utilizza il $C^{13}O^{16}$, 10-100 volte meno abbondante.

Capitolo 3

I radiotelescopi

I radiotelescopi operano nella banda dello spettro elettromagnetico da qualche Mhz a 1 THz, in lunghezza d'onda dalle decine di m al mm. Il limite inferiore di frequenza è dovuto alla ionosfera che riflette tutte le onde con frequenza inferiore ad un valore critico, questo non è costante, ma si aggira attorno al MHz. Il limite superiore è dovuto alle bande molecolari dell'anidride carbonica e dell'acqua che rendono opaca l'atmosfera per frequenze $\sim GHz - THz$. Per evitare il più possibile l'umidità che si concentra nella bassa atmosfera i radiotelescopi moderni vengono costruiti per lo più in luoghi elevati e secchi, come ad esempio IRAM 30m (sez.3.4.3) costruito in cima al Pico Veleta a 2800 m e il radio interferometro ALMA nel deserto dell'Atacama a oltre 5000 m. Il sole è una sorgente minore di segnali radio, eccetto in un'area di cielo circoscritta ad esso è possibile condurre osservazioni anche durante il giorno. Le nuvole sono trasparenti per le frequenze più basse $\sim MHz$, in queste bande è possibile osservare a cielo coperto.

I radiotelescopi sono costituiti generalmente in configurazione cassegrain con un grande specchio primario parabolico e un secondario iperbolico, nei vari fuochi sono montate le antenne che ricevono il segnale. Le superfici riflettenti radio hanno tolleranze molto inferiori rispetto alle analoghe ottiche. Una superficie risulta liscia e riflettente per una certa lunghezza d'onda λ quando le irregolarità sono dell'ordine di una frazione di λ , ad esempio $\lambda/10$. A lunghezze d'onda metriche anche una rete metallica con maglie sufficientemente strette risulta perfettamente liscia, mentre a lunghezze d'onda millimetriche la precisione della finitura diventa importante.

Per alcune osservazioni radio è fondamentale associare con precisione ad ogni osservazione il tempo corretto. Per questo motivo tutti gli apparati elettronici sono sincronizzati da un orologio precisissimo detto maser, a sua volta il maser è calibrato periodicamente per essere in sincronia con quelli di altri osservatori per poter combinare le osservazioni.

3.1 Single dish e interferometria

La risoluzione angolare di un singolo radiotelescopio è molto minore rispetto alla sua controparte in ottico per una semplice questione fisica: ogni telescopio genera un'immagine di diffrazione, il limite di risoluzione angolare è dell'ordine di λ/D . A parità di apertura D , lavorando a lunghezze d'onda maggiori, i radiotelescopi hanno una risoluzione angolare inferiore come si vede in fig.3.1(a),(b). Le osservazioni fatte con una sola antenna sono dette "single dish". La difficoltà tecnologica ed economica per costruire radiotelescopi più grandi ha costretto i radioastronomi a trovare un altro modo di migliorare la risoluzione angolare delle osservazioni: l'interferometria. L'interferometria si fonda sull'osservazione di una stessa sorgente da due posizioni differenti. Il cammino ottico che la luce compie per raggiungere i due osservatori è leggermente diverso, combinando assieme i due segnali ricevuti si ottengono delle frange d'interferenza. La risoluzione che si ottiene è pari a quella di un telescopio che ha per diametro la massima separazione fra le antenne detta "baseline". Per fare interferometria non è necessario combinare i segnali ricevuti analogicamente in tempo reale, avendo assegnato ad ogni osservazione un tempo molto preciso le osservazioni vengono combinate digitalmente. Si possono raggiungere risoluzioni simili e in alcuni casi maggiori all'ottico, ad esempio l'Event Horizon Telescope è un telescopio virtuale di dimensioni terrestri che raggiunge risoluzioni di pochi $\mu arcsec$. I radiointerferometri sono costituiti da più di due antenne, spesso un array esteso anche decine di chilometri, un esempio è VLA (par.3.4.2, fig3.1).

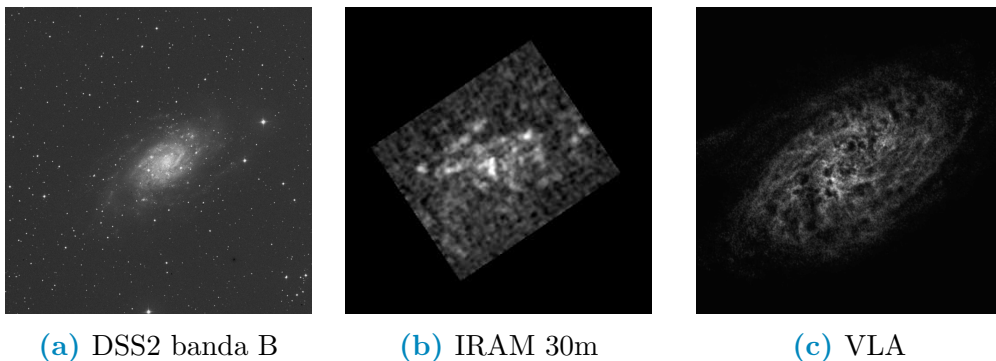


Figura 3.1: Immagini della galassia NGC 2403 in ottico a 450nm (a), nel radio millimetrico a 1.3 mm con il single-dish IRAM-30m (b), nel radio centimetrico a 21 cm con l'interferometro VLA (c).

3.2 Antenne

Il segnale elettromagnetico viene raccolto dal radiotelescopio, captato dall'antenna, filtrato, amplificato e spostato in frequenza dal cosiddetto "front end" e infine digitalizzato dal "back end". Il sensore che riceve il segnale elettromagnetico è chiamato antenna, può avere forme molto diverse, ma in generale è composto da un elemento metallico delle stesse dimensioni o di un multiplo della lunghezza d'onda a cui si osserva. In base a com'è costruita l'antenna si può dividere il segnale in due canali distinti in base alla polarizzazione, circolare destrorsa e levogira o lineare. Più antenne possono essere combinate aggiustando la sensibilità di ognuna al fine di creare un'antenna singola, la forma e la direzione del beam risultante può essere modificata digitalmente. Le antenne devono lavorare a temperature criogeniche per ridurre al minimo il rumore termico che coprirebbe il segnale ricevuto estremamente tenue, dell'ordine di $1 Jy = 10^{-26} W m^2 Hz^{-1}$.

Prendiamo come esempio uno dei ricevitori in banda K (18-26 GHz) di SRT (fig.3.2). I coni metallici costituiscono l'antenna vera e propria e incanalano l'onda elettromagnetica, questa viene successivamente trasportata da guide di rame, filtrata e trasmessa all'esterno del ricevitore. Facendo riferimento alla fig.3.2, la piastra metallica inferiore è a temperatura ambiente $\sim 300K$, fra la piastra inferiore e la successiva $T \sim 70K$, oltre $T \sim 20K$. Tutto l'apparato lavora a vuoto.

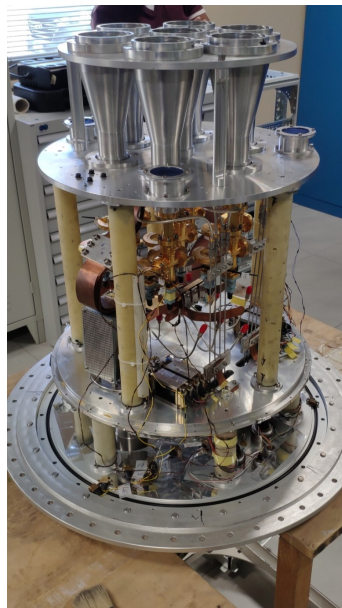


Figura 3.2: Antenna in banda K di SRT aperta per manutenzione.

3.3 RFI

Quasi tutte le fonti di radio interferenza (RFI) principali sono di origine antropologica. Le telecomunicazioni: tv, radio, radar, etc.. occupano intere bande radio che sono di conseguenza totalmente inutilizzabili. Le linee di distribuzione elettrica, sebbene diano origine ad un segnale molto marcato non sono di gran disturbo perché emettono ad una singola frequenza facile da rimuovere nella riduzione dati. Al contrario tutti gli apparecchi digitali al loro interno hanno un circuito detto "clock" che genera un segnale elettrico nella forma di un'onda quadra per sincronizzare i vari componenti. Lo spettro di un'onda quadra, ovvero la sua trasformata di Fourier, interessa un largo range di frequenze ed è estremamente difficile da rimuovere. Per questa ragione tutte le strumentazioni digitali in prossimità del radiotelescopio devono essere schermate adeguatamente. Le fonti di interferenza naturali sono principalmente i temporali; il sole va evitato nel puntamento, ma non disturba le osservazioni. Le RFI interessano solo le frequenze più basse, $\nu < 2GHz$, mentre sono quasi assenti a frequenze maggiori dove si trovano molte delle righe atomiche e molecolari di interesse astronomico (fig3.3). È comunque possibile filtrare in maniera mirata le RFI rimanenti o escluderle restringendo il range di frequenze di osservazione.

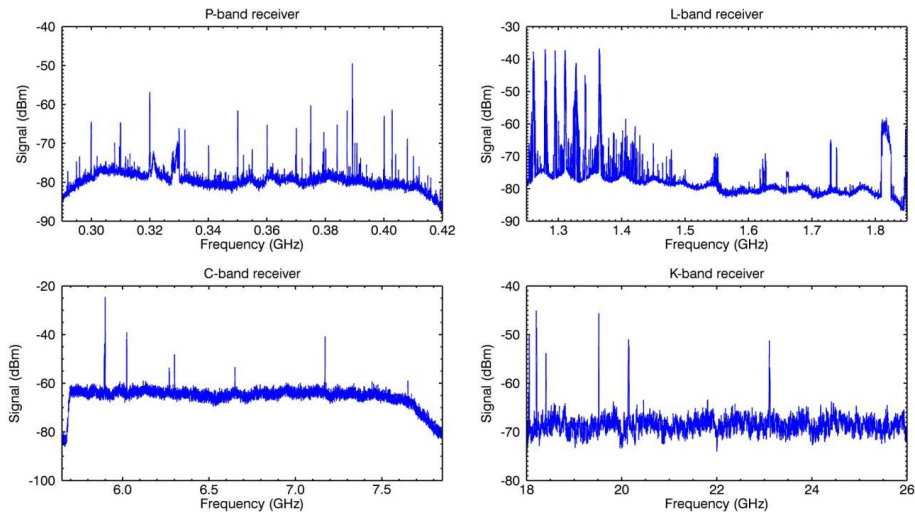


Figura 3.3: RFI in 4 bande di osservazione di SRT.¹

¹Bolli et al. (2015a)

3.4 Radiotelescopi nel mondo

In questa sezione presento 3 radiotelescopi di interesse per questa tesi: due single dish, SRT e IRAM 30m e un interferometro, VLA.

3.4.1 SRT

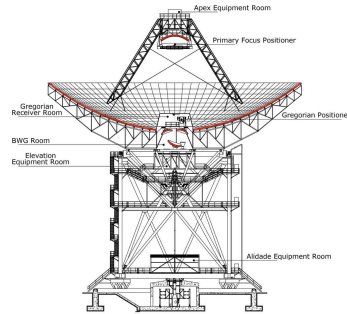


Figura 3.4: Sardinia Radio Telescope e la sua configurazione meccanica.²

Il Sardinia Radio Telescope (SRT) è in configurazione gregoriana e ha a disposizione 4 fuochi per la strumentazione. Lo specchio primario di 64m di diametro è composto da pannelli individualmente orientabili che compensano le deformazioni della struttura di supporto dovute al peso. Nel fuoco primario ci sono dei ricevitori sostenuti da un braccio mobile che può occupare o liberare il fuoco (fig.3.5). Nel fuoco dello specchio secondario possono essere posizionati altri strumenti, altrimenti il fascio viene ridiretto verso altri 2 fuochi grazie a tre specchi di cui uno mobile, l'apparato è chiamato beam wave guide (BWG) (fig3.5). SRT opera fra 0.3 GHz a 116 GHz (tab.3.1).

Bande di osservazione di SRT					
Banda	Frequenza	Beam	Banda	Frequenza	Beam
L	305 - 410 MHz	56.2'	C	5.7 - 7.7 GHz	2.8'
P	1.3 - 1.8 GHz	12.6'	K	18 - 26.5 GHz	50''

Tabella 3.1: Informazioni da <http://www.srt.inaf.it/project/receivers/>

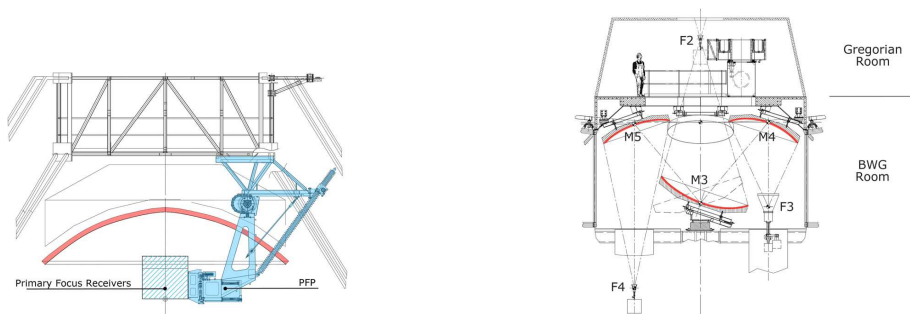


Figura 3.5: Fuoco primario a sinistra e BWG a destra³.

²Bolli et al. (2015b)

3.4.2 VLA



Figura 3.6: Singola antenna e vista aerea di VLA.

Il Very Large Array (VLA) è un radio osservatorio in New Messico che opera un array di 27 antenne paraboliche da 25m di diametro l'una (fig.3.6). Ogni antenna è dotata di 10 ricevitori e copre bande da 0.74 GHz a 45 GHz (tab.3.4.2). L'array ha la forma di Y con 9 radiotelescopi per braccio, un sistema di rotaie permette di riposizionare periodicamente le antenne lungo i 3 bracci avvicinandole o allontanandole. Le 4 configurazioni principali, denominate A, B, C, D, si estendono da un massimo di 37km (A) ad un minimo di 1km (D). La risoluzione angolare varia da 850" a 0.04" in base alla configurazione.

Bande di osservazione di VLA					
Configurazione		A	b	C	D
Banda	Frequency	Beam ["]			
4	74 MHz	24	80	260	850
P	350 MHz	5.6	18.5	60	200
L	1.5 GHz	1.3	4.3	14	46
S	3.0 GHz	0.65	2.1	7.0	23
C	6.0 GHz	0.33	1.0	3.5	12
X	10 GHz	0.20	0.60	2.1	7.2
Ku	15 GHz	0.13	0.42	1.4	4.6
K	22 GHz	0.089	0.28	0.95	3.1
Ka	33 GHz	0.059	0.19	0.63	2.1
Q	45 GHz	0.043	0.14	0.47	1.5

Tabella 3.2: Informazioni da <https://science.nrao.edu/facilities/vla/docs/manuals/oss/performance/resolution>

³Bolli et al. (2015a)

3.4.3 IRAM 30m

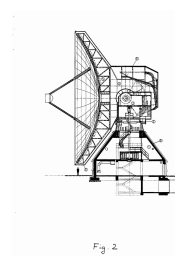


Figura 3.7: IRAM 30m e la sua configurazione meccanica⁴

IRAM 30m è un'antenna sul Pico Veleta (2850 m) in Spagna. È in configurazione Cassegrain / Nasmyth, il riflettore primario parabolico misura 30 m, il secondario iperbolico 2 m (fig.3.7). Dato il sito molto elevato può osservare oltre i 350 GHz nel sub-mm. Opera 3 ricevitori fra 80 GHz e 370 GHz con risoluzioni angolari da 7.5" a 29" (tab.3.3).

Bande di osservazione di Iram 30m	
Frequenza	Beam
89 GHz	29"
145 GHz	16"
210 GHz	11"
280 GHz	8.4"
340 GHz	7.5"

Tabella 3.3: Informazioni da Kramer et al. (2013)

⁴paper da ritrovare di IRAM

Capitolo 4

NGC 2403

NGC 2403 è una galassia a spirale di tipo SABc, $D_{25} = 20.3 \text{ kpc}$ con dimensioni apparenti di $19.9 \times 10.1 \text{ arcmin}$, si trova ad una distanza di 3.2 Mpc con inclinazione di 62.9° .¹ Tutte le informazioni principali della galassia sono riassunte in tab.4.1. In questa tesi ho analizzato due mappe differenti di NGC 2403: la mappa del gas molecolare tracciata dalla riga di emissione CO(2-1) ottenuta con il single-dish IRAM 30m (sez.3.4.3, fig.4.1b), e la mappa del gas atomico tracciata dalla riga di emissione a 21 cm dell'HI ottenuta con l'interferometro VLA (sez.3.4.2, fig.4.1c). Per riferimento è riportata in fig. 4.1a una mappa ottica in banda B tratta dalla Digital Sky Survey 2. Le specifiche delle due mappe utilizzate sono riassunte nel capitolo successivo in tab.5.1,5.2.

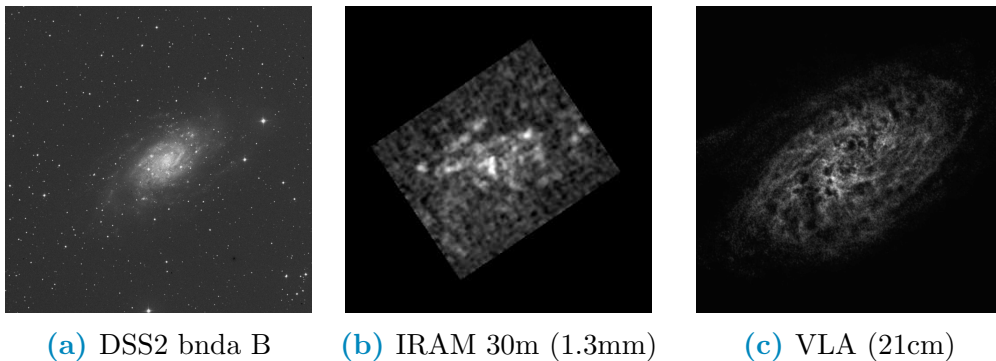


Figura 4.1: Mappe di NGC 2403 rispettivamente in ottico a 450nm (a), in radio single dish a 1.3mm (b) e in radiointerferometria a 21cm (c).

¹Casasola et al. (2017)

NGC 2403	
Tipo morfologico di Hubble	6 (Sc)
D25	19.9' = 20.3 kpc
Inclinazione	61.3°
Distanza	3.2Mpc
α [h,m,s]	+7:63:51.1
δ [°, ', '']	+65:36:03
M_{star}	$2.97 \times 10^9 M_{\odot}$
M_{dust}	$4.42 \times 10^6 M_{\odot}$
T_{dust}	22.3 K

Tabella 4.1: I parametri fisici della galassia sono stati ricavati con CIGALE + THEMIS (sez.4.1).

4.1 DustPedia

Le principali referenze utilizzate per questa Tesi sono Casasola et al. (2017) e Murray et al. (2020). Il mio lavoro utilizza i dati del progetto DustPedia, un database fotometrico e multi-lunghezza d'onda, dall'ultravioletto al sub-millimetrico, di 875 galassie vicine. Di 815 galassie DustPedia sono tabulati i parametri fisici (ad esempio M_{dust} e M_{star}) ottenuti con CIGALE, (Code Investigating GALaxy Emission, Noll et al. (2009); Roehlly et al. (2014); Boquien et al. (2019)) che è un codice sviluppato per lo studio dell'evoluzione delle galassie. Si basa sul confronto fra la spectral energy distribution (SED) di un modello di galassia e la SED osservata, le SED di DustPedia vanno dall'UV al sub-mm. CIGALE implementa un sofisticato modello della polvere interstellare, THEMIS (The Heterogeneous Evolution Model for Interstellar Solids, Jones et al. (2013), Jones et al. (2017); Köhler et al. (2014)). THEMIS tiene conto opportunamente dei vari tipi di polvere (sez.1.2) e delle relative proprietà ottiche. Il progetto DustPedia comprende 6 istituti europei, incluso INAF, dal 2014 al 2018 è stato finanziato dall'UE. Da allora continua a produrre pubblicazioni scientifiche grazie al database prodotto.

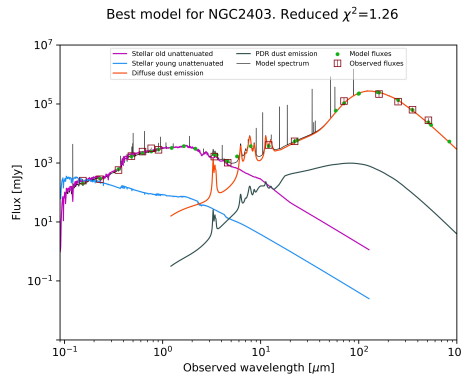


Figura 4.2: Best fit della SED di NGC 2403 ottenuto con CIGALE. Nel grafico sono illustrati i contributi delle diverse componenti (stelle e polvere), il modello della SED e i flussi osservati. Grafico preso da: <http://dustpedia.astro.noa.gr/Data>.

Capitolo 5

Riduzione dati

L'elaborazione delle mappe è fatta con GILDAS,¹ una collezione di programmi sviluppati per la riduzione dati di osservazioni sub-mm di IRAM e NOEMA (NOthern Extended Millimeter Array).

5.1 Mappa del CO

La mappa del CO in fig.5.1,5.2 è ottenuta con IRAM30m (sez.3.4.3), i dettagli dell'osservazione sono riassunti in tab.5.1. Per distinguere il segnale con significato astrofisico dal rumore di fondo calcolo lo scarto quadratico medio (RMS) su tutta la mappa: $RMS = 0.56 K \cdot Km \cdot s^{-1}$. Considero solamente il segnale sopra $3 \times RMS$.

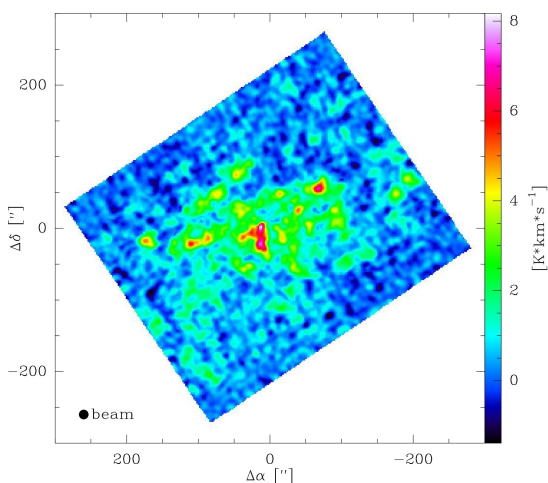


Figura 5.1: Mappa del CO, $beam = 13.4'' \cdot 13.4''$.

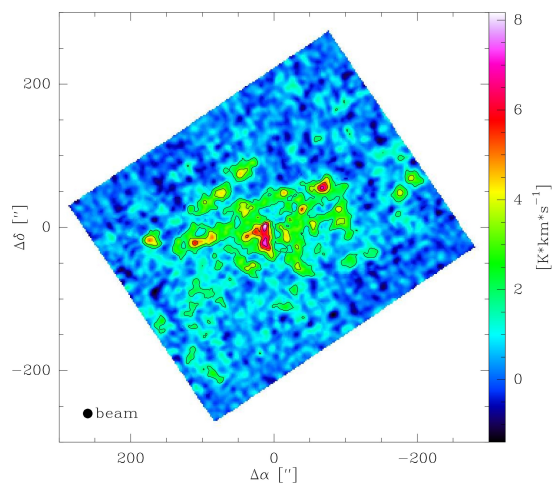


Figura 5.2: Mappa del CO, contorni tracciati da $3 \times RMS$ a incrementi di $3 \times RMS$.

¹Guilloteau & Lucas (2000); <https://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

NGC 2403					
Unità di misura della mappa	Pixel size	Beam	Riga	ν	λ
$K \cdot Km \cdot s^{-1}$	1px=2"=33.9 pc	13.4" \times 13.4"	CO(2-1)	230 GHz	1.3 mm

Tabella 5.1: Specifiche dell'osservazione del CO.

5.1.1 Conversione

Per analizzare la mappa di gas molecolare tracciato dal CO (sez.5.1), converto le unità di misura da $K \cdot Km \cdot s^{-1}$ a densità superficiale di massa di idrogeno Σ_{H_2} in unità di $M_{\odot} \cdot pc^{-2}$ (fig.5.1,5.3): $\Sigma_{H_2} = 5.95 \cdot I_{CO(2-1)}$. Questo valore viene ricavato in Casasola et al. (2017) per la riga del CO(1-0), successivamente viene convertito alla riga del CO(2-1) assumendo costante il rapporto fra le due righe $I_{CO(2-1)}/I_{CO(1-0)} = 0.7$. Le altre assunzioni sono: il fattore di conversione da CO ad H_2 costante, definito come $X_{CO} = N(H_2)/I_{CO} = 2.0 \cdot 10^{20} cm^{-2}$ dove $N(H_2)$ è la densità di colonna dell' H_2 in cm^{-2} e I_{CO} l'intensità della riga CO(2-1) in $K \cdot km \cdot s^{-1}$. Questo corrisponde ad un fattore di conversione $\alpha_{CO} = M(H_2)/L_{CO}$ dove $M(H_2)$ è la massa di H_2 in M_{\odot} e L_{CO} la luminosità in $K \cdot km \cdot s^{-1} \cdot pc^{-2}$. L'emissione da un mezzo otticamente spesso. L'errore associato al fattore di conversione è dovuto principalmente all'assunzione del rapporto di X_{CO} costante, seguendo Bauermeister et al. (2013) l'errore associato alla conversione è di $\pm 30\%$. La galassia non è vista perpendicolarmente al disco, ma con inclinazione $i = 62.9^\circ$, deproietto la mappa moltiplicando per il fattore $\cos(i)$. Il fattore di conversione complessivo è $5.95 \cdot \cos(62.9^\circ) = 2.71$

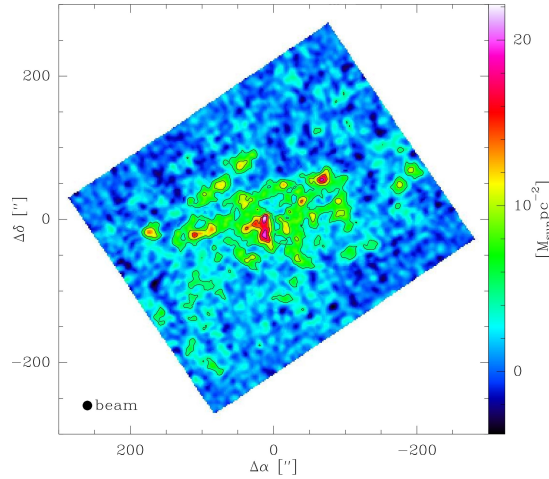


Figura 5.3: Mappa della densità superficiale di H_2 .

5.1.2 Integrazione del flusso

Per derivare la massa di H_2 ho effettuato una fotometria d'apertura circolare centrata nel nucleo galattico e di raggio $250'' \approx 4kpc$. La regione utilizzata per la fotometria d'apertura è mostrata in fig. 5.4. La fotometria include tutte le regioni della mappa con segnale maggiore di $3 \times RMS$. L'errore dominante è dato dal fattore di conversione $err(I_{CO(2-1)} - \Sigma_{H_2}) = \pm 30\%$, dunque trascuro l'errore dovuto all'integrazione del segnale nell'area circolare e non entro i contorni precisi dove il segnale è maggiore di $3 \times RMS$. Le quantità calcolate entro i 4kpc sono indicate con il pedice (ad es. $M_{<4kpc}$), quelle su tutta la mappa senza. Dalla fotometria d'apertura derivo $M_{<4kpc} = (2.97 \pm 0.89) \cdot 10^5 M_\odot pc^{-2} arcsec^2$, $M = (3.04 \pm 0.91) \cdot 10^5 M_\odot pc^{-2} arcsec^2$. Per ricavare la massa in M_\odot utilizzo la scala delle distanze di $16.97 pc \cdot arcsec^{-1}$, ottengo $M_{<4kpc} = (8.56 \pm 2.57) \cdot 10^7 M_\odot$, $M = (8.75 \pm 2.63) \cdot 10^7 M_\odot$.

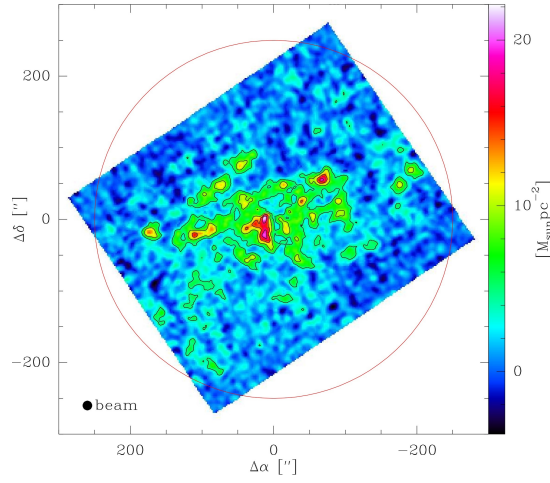


Figura 5.4: Mappa dell' H_2 , il cerchio indica l'apertura utilizzata per la fotometria.

5.2 Mappa dell'HI

La mappa dell'HI in fig.5.5,5.6 è ottenuta con VLA (par.3.4.2), i dettagli dell'osservazione sono riassunti in tab.5.2. Per distinguere il segnale con significato astrofisico dal rumore di fondo calcolo l'RMS su tutta la mappa: $RMS = 1.54 Jy \cdot beam^{-1} \cdot m \cdot s^{-1}$, considero solamente il segnale sopra $3 \times RMS$.

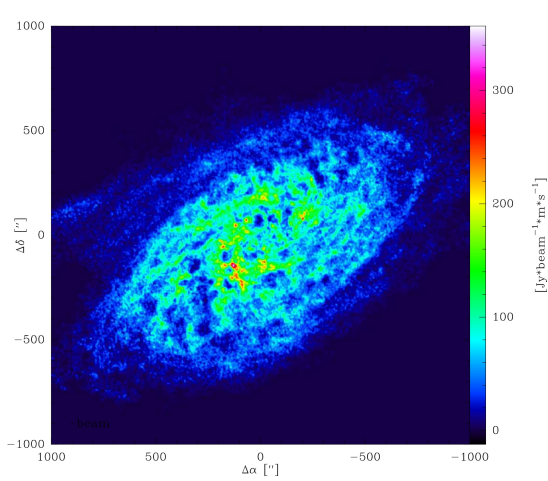


Figura 5.5: Mappa dell'HI, $beam = 6'' \cdot 6''$.

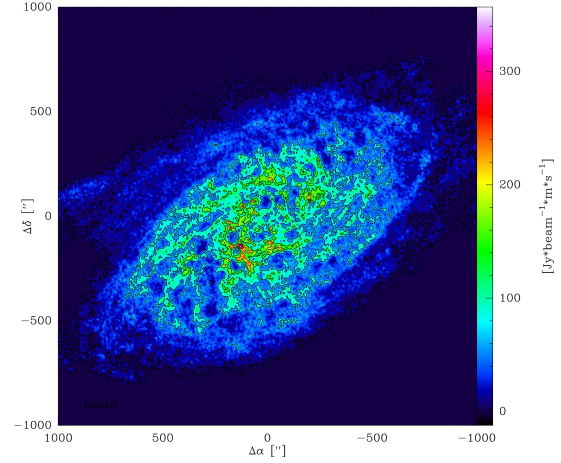


Figura 5.6: Mappa dell'HI, contorni tracciati da $3 \times RMS$ a incrementi di $50 \times RMS$.

NGC 2403					
Unità di misura della mappa	Pixel size	Beam	Riga	ν	λ
$Jy \cdot beam \cdot s^{-1}$	1px=1''=17.0 pc	6'' × 6''	HI(21cm)	1.4 GHz	211.1 mm

Tabella 5.2: Specifiche dell'osservazione dell'HI.

5.2.1 Conversione

Per analizzare la mappa di gas atomico HI (sez.5.5), converto l'unità di misura da $Jy \cdot beam \cdot m \cdot s^{-1}$ a $K \cdot km \cdot s^{-1}$, poi in unità di densità superficiale di massa Σ_{HI} (fig.5.7). Per l'emissione a 21 cm dell'HI vale l'approssimazione di Rayleigh-Jeans (sez.2.1) da cui si può derivare:²

$$T_B = 1.36 \cdot (\lambda^2 I / beam^2) \quad (5.1)$$

dove T_B è la temperatura di brillantezza in K, λ la lunghezza d'onda in centimetri, I l'intensità della riga in Jy e il beam in arcosecondi. Dunque trasformo la mappa da $Jy \cdot beam \cdot m \cdot s^{-1}$ a $K \cdot m \cdot s^{-1}$ e successivamente a $K \cdot km \cdot s^{-1}$. Ora procedo analogamente a come fatto per il CO al par.5.1.1. $\Sigma_{HI21cm} = 0.02 I_{21cm}$. Il fattore di conversione è tratto da Haynes et al. (2018), che assume l'emissione di un mezzo

²<https://science.nrao.edu/facilities/vla/proposing/TBconv>

otticamente sottile. Utilizzo l'errore di $\pm 15\%$, più conservativo, seguendo Casasola et al. (2020). Il fattore di conversione complessivo è $1.683 \cdot 10^4 \cdot 10^{-3} \cdot 0.02 \cdot \cos(62.9^\circ) = 0.15$.

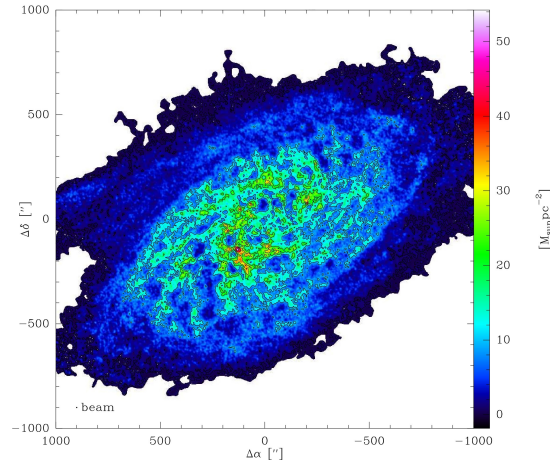


Figura 5.7: Mappa della densità superficiale di HI, sono stati rimossi i pixel con valori inferiori a RMS .

5.2.2 Integrazione del flusso

Per derivare la massa di HI ho effettuato due fotometrie: una della stessa apertura circolare utilizzata nella mappa dell' H_2 (par.5.1.2) e una su tutta la mappa. La regione utilizzata per la fotometria è mostrata in fig. 5.8. L'errore dominante è dato dal fattore di conversione $err(I_{H21cm} - \Sigma_{H2}) = \pm 15\%^3$. Dalla fotometria derivo $M_{<4kpc} = (7.58 \pm 1.14) \cdot 10^6 M_\odot pc^{-2} arcsec^2$, $M = (8.19 \pm 1.23) \cdot 10^6 M_\odot pc^{-2} arcsec^2$. Convento a M_\odot e ottengo $M_{<4kpc} = (2.18 \pm 0.33) \cdot 10^9 M_\odot$, $M = (2.36 \pm 0.35) \cdot 10^9 M_\odot$ (come nel par.5.1.2).

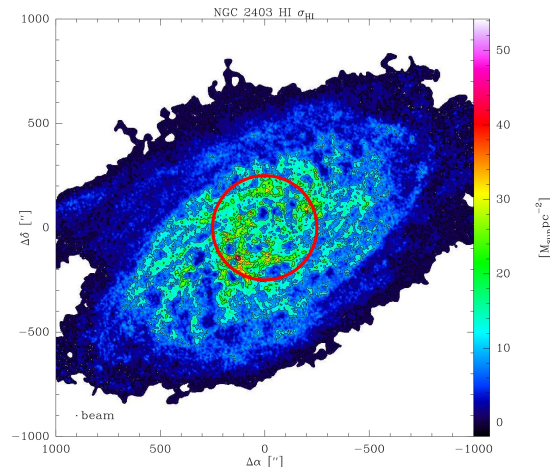


Figura 5.8: Mappa della densità superficiale di HI, il cerchio rosso indica la regione centrale entro cui è fatta la prima fotometria.

³Haynes et al. (2018), Casasola et al. (2017)

5.3 Confronto delle mappe

5.3.1 Centering

Le due osservazioni sono centrate in coordinate diverse, individuo nella mappa dell'HI (fig.5.7) il pixel con le stesse coordinate della centro della mappa del CO (fig.5.3). Ridefinisco il pixel di riferimento da 1024×1025 a 1014×1013 , le due mappe sono centrate.

5.3.2 Degradazione a beam

Rimuovo i pixel con segnale inferiore a $2 \times RMS$ (fig.5.9). Degrado la mappa allo stesso beam del CO: da $6''$ a $13.4''$ (fig.5.10). Il programma convolve la mappa con una gaussiana di ampiezza proporzionale a $(beam_{CO}^2 - beam_{HI}^2)^{0.5}$.

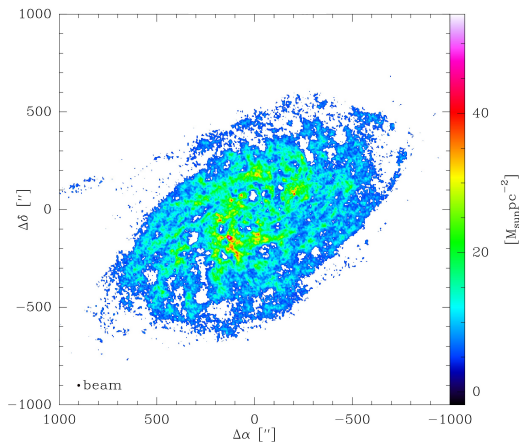


Figura 5.9: Mappa dell'HI prima della convoluzione, $beam=6'' \times 6''$. Sono stati rimossi pixel con valori inferiori a $2 \times RMS$.

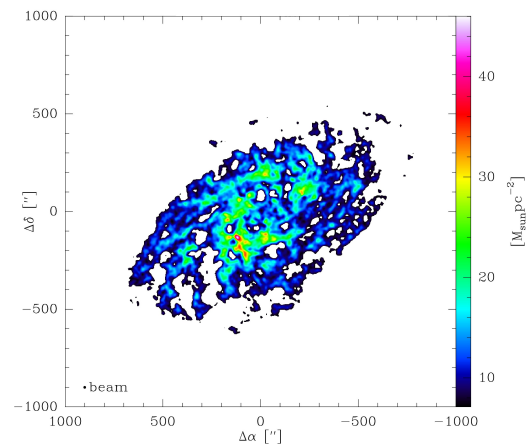


Figura 5.10: Mappa dell'HI dopo la convoluzione, $beam=13.4'' \times 13.4''$. Sono stati rimossi pixel con valori inferiori a $2 \times RMS$.

5.3.3 Resampling

La mappa (fig.5.10) viene ricampionata per ottenere la stessa pixel size, da $1'' \cdot px^{-1}$ a $2'' \cdot px^{-1}$ (fig.5.11).

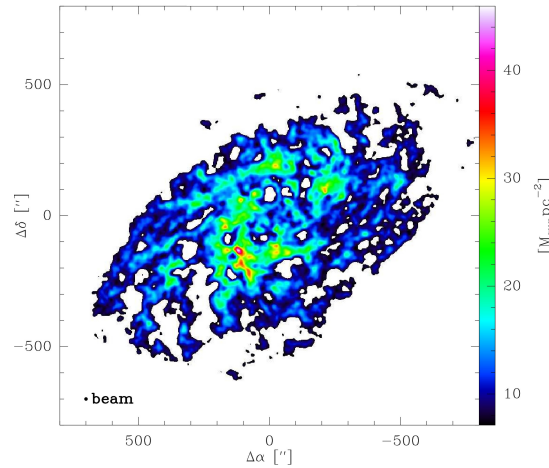


Figura 5.11: Mappa del HI ricampionata ad una pixel size di $2'' \cdot px^{-1}$.

5.3.4 Sovrapposizione

Sulla mappa dell'HI (fig.5.11) vengono sovrapposti i contorni della mappa dell' H_2 per confrontare la distribuzione di queste componenti gassose dell'ISM (fig.5.12,5.13). L'idrogeno molecolare è concentrato in nubi ben definite al centro della galassia entro $\sim 4kpc$, il gas atomico è distribuito in maniera più uniforme in tutto il disco galattico e ha estensione maggiore di $\sim 12kpc$.

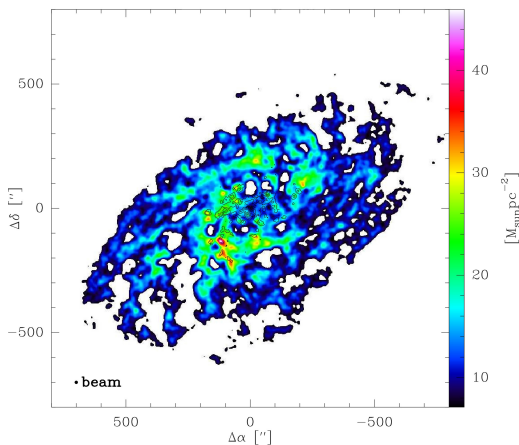


Figura 5.12: Mappa dell'HI con sovrapposti i contorni della mappa dell' H_2 (fig.5.4).

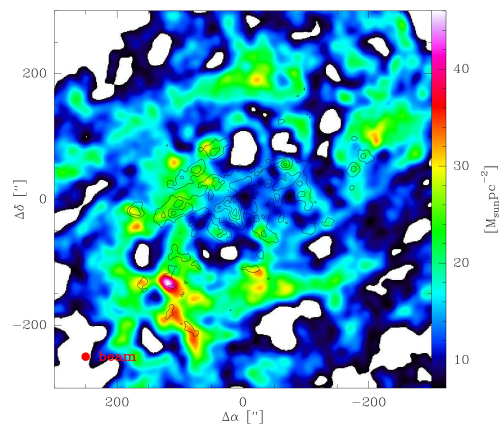


Figura 5.13: Porzione centrale della mappa in fig.5.12.

Capitolo 6

Confronto con la letteratura

Dalla riduzione dati ho calcolato le masse di HI e H_2 elencate nella parte superiore della tab.6.1 assieme a M_{dust} e M_{star} tratti da Casasola et al. (2020). Nella parte inferiore della tab.6.1 sono elencati parametri fisici calcolati a partire dai precedenti. Confronto i valori di NGC 2403 con i valori medi delle galassie dello stesso tipo morfologico di Hubble ricavati anch'essi da Casasola et al. (2020).

Parametri fisici di NGC 2403		
	r<4kpc	tutta la mappa
M_{H_2}	$(8.56 \pm 2.57) \times 10^7 M_\odot$	$(8.75 \pm 2.63) \times 10^7 M_\odot$
M_{HI}	$(2.18 \pm 0.33) \times 10^9 M_\odot$	$(2.36 \pm 0.35) \times 10^9 M_\odot$
M_{dust}	$(4.42 \pm 0.41) \times 10^6 M_\odot$	$(4.42 \pm 0.41) \times 10^6 M_\odot$
M_{star}	$(2.97 \pm 5.0) \times 10^9 M_\odot$	$(2.97 \pm 5.0) \times 10^9 M_\odot$
$M_{gas} = M_{H_2} + M_{HI}$	$(2.27 \pm 0.35) \times 10^9 M_\odot$	$(2.45 \pm 0.38) \times 10^9 M_\odot$
$M_{bar} = M_{star} + M_{gas} + M_{dust}$	$(5.24 \pm 0.86) \times 10^9 M_\odot$	$(5.42 \pm 0.88) \times 10^9 M_\odot$
M_{H_2}/M_{HI}	$(3.92 \pm 1.88) \times 10^{-2}$	$(3.71 \pm 1.24) \times 10^{-2}$
$\log(M_{H_2}/M_{HI})$	(-1.41 ± 0.21)	(-1.43 ± 0.15)
$DGR = M_{dust}/M_{gas}$	$(1.95 \pm 0.35) \times 10^{-3}$	$(1.80 \pm 0.56) \times 10^{-3}$
$\log(DGR)$	(-2.71 ± 0.08)	(-2.74 ± 0.13)
$F_{gas} = M_{gas}/M_{bar}$	$(4.33 \pm 0.98) \times 10^{-1}$	$(4.51 \pm 1.33) \times 10^{-1}$
$\log(F_{gas})$	$(-3.64 \pm 0.98) \times 10^{-1}$	$(-3.45 \pm 1.28) \times 10^{-1}$
$D/H_2 = M_{dust}/M_{H_2}$	$(5.16 \pm 1.62) \times 10^{-2}$	$(5.04 \pm 1.58) \times 10^{-2}$
$\log(D/H_2)$	(-1.29 ± 0.14)	(-1.29 ± 0.14)
$D/HI = M_{dust}/M_{HI}$	$(2.02 \pm 0.36) \times 10^{-3}$	$(1.87 \pm 0.28) \times 10^{-3}$
$\log(D/HI)$	(-2.69 ± 0.08)	(-2.73 ± 0.07)
M_{dust}/M_{star}	$(1.49 \pm 0.25) \times 10^{-3}$	$(1.49 \pm 0.25) \times 10^{-3}$
$\log(M_{dust}/M_{star})$	(-2.83 ± 0.08)	(-2.83 ± 0.08)

Tabella 6.1: Parametri fisici di NGC 2403 utilizzati nelle sezioni successive.

6.1 M_{H_2}/M_{HI}

Il rapporto fra M_{H_2} e M_{HI} è $(M_{H_2}/M_{HI})_{<4kpc} = 3.92 \times 10^{-2}$, $M_{H_2}/M_{HI} = 3.71 \times 10^{-2}$ contro una media di 1.05 per le galassie di tipo morfologico 6 (Sc) come si vede in fig.6.1. Il valore per NGC 2403 è minore di più di un ordine di grandezza rispetto alla media. Dal rapporto M_{H_2}/M_{HI} posso ricavare com'è ripartita la massa totale di idrogeno ($M_{gas} = M_{H_2} + M_{HI}$) fra HI e H_2 : per le galassie di tipo morfologico 6 in media è di $\sim 50\%HI$, $50\%H_2$ mentre per NGC 2403 è di $\sim 96\%HI$, $4\%H_2$.

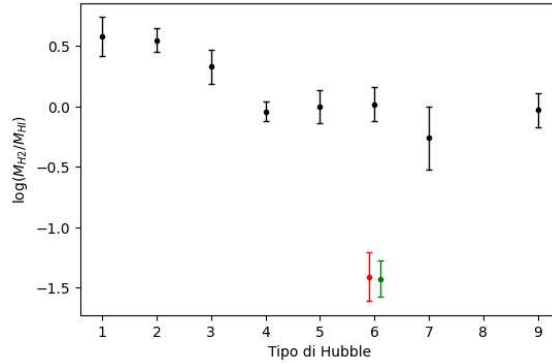


Figura 6.1: Confronto tra il logaritmo di M_{H_2}/M_{HI} derivato per NGC 2403 e i corrispondenti valori medi divisi per tipo morfologico estratti da Casasola et al. (2020). Il simbolo rosso corrisponde al rapporto entro i 4 kpc, quello verde al rapporto totale. I due simboli sono riportati con ascisse di 5.9 e 6.1 invece di 6.0 per renderli distinti e leggibili.

6.2 M_{dust}/M_{gas}

Il rapporto fra M_{dust} e M_{gas} (DGR) è $(M_{dust}/M_{gas})_{<4kpc} = 1.95 \times 10^{-3}$, $M_{dust}/M_{gas} = 1.80 \times 10^{-3}$ contro una media di 3.63×10^{-3} per le galassie di tipo morfologico 6 (Sc) come si vede in fig.6.2. La galassia risulta povera di polvere, la carenza di polvere può spiegare la carenza di idrogeno molecolare (sez.1.1).

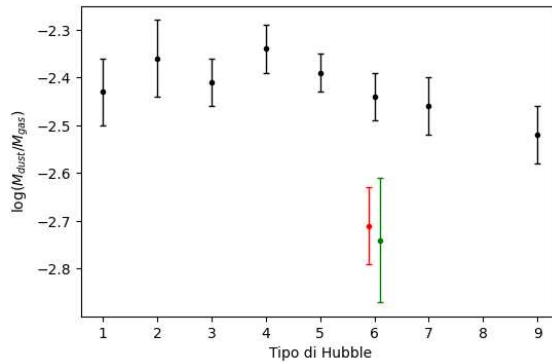


Figura 6.2: Confronto tra il logaritmo di M_{dust}/M_{star} per NGC 2403 e i corrispondenti valori medi, come in fig.6.1.

6.3 M_{dust}/M_{H2}

Il rapporto fra M_{dust} e M_{H2} è $(M_{dust}/M_{H2})_{<4kpc} = 5.16 \times 10^{-2}$, $M_{dust}/M_{H2} = 5.04 \times 10^{-2}$, in ottimo accordo con la media delle galassie di tipo morfologico 6 (Sc) 4.79×10^{-2} come si vede in fig.6.3. Come ipotizzato nella sezione precedente le abbondanze di polvere e H_2 sono legate.

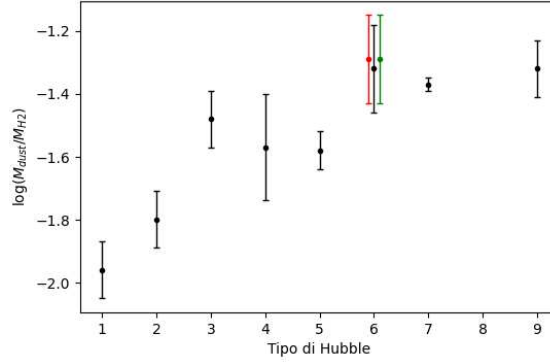


Figura 6.3: Confronto tra il logaritmo di M_{dust}/M_{H2} per NGC 2403 e i corrispondenti valori medi, come in fig.6.1.

6.4 M_{dust}/M_{HI}

Il rapporto fra M_{dust} e M_{HI} è $(M_{dust}/M_{HI})_{<4kpc} = 2.02 \times 10^{-3}$, $M_{dust}/M_{HI} = 1.87 \times 10^{-3}$ contro una media di 7.76×10^{-3} per le galassie di tipo morfologico 6 (Sc) come si vede in fig.6.4.

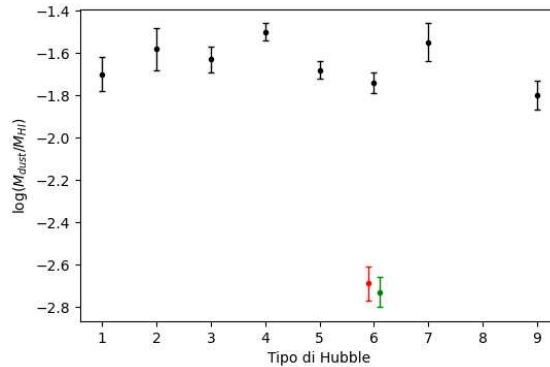


Figura 6.4: Confronto tra il logaritmo di M_{dust}/M_{HI} per NGC 2403 e i corrispondenti valori medi, come in fig.6.1.

6.5 M_{dust}/M_{star}

Il rapporto fra M_{dust} e M_{star} è $M_{dust}/M_{star} = 1.49 \times 10^{-3}$ contro una media di 1.78×10^{-3} per le galassie di tipo morfologico 6 (Sc) come si vede in fig.6.5. M_{dust}/M_{star} è inferiore alla media, NGC 2403 è carente di polvere, questo spiega la carenza di H_2 .

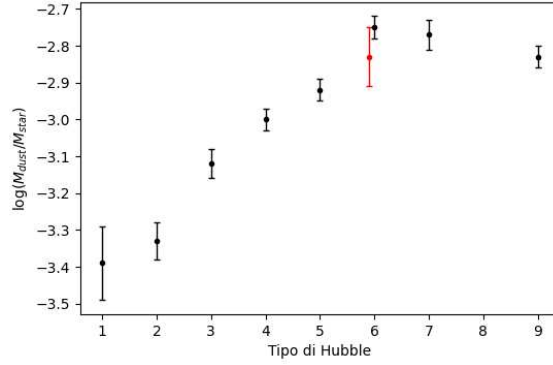


Figura 6.5: Confronto tra il logaritmo di M_{dust}/M_{star} per NGC 2403 e i corrispondenti valori medi, come in fig.6.1.

6.6 M_{gas}/M_{bar}

Il rapporto fra M_{gas} e M_{bar} è $(F_{gas})_{<4kpc} = 4.33 \times 10^{-1}$, $F_{gas} = 4.51 \times 10^{-1}$ in ottimo accordo con la media delle galassie di tipo morfologico 6 (Sc) 3.72×10^{-1} come si vede in fig.6.6.

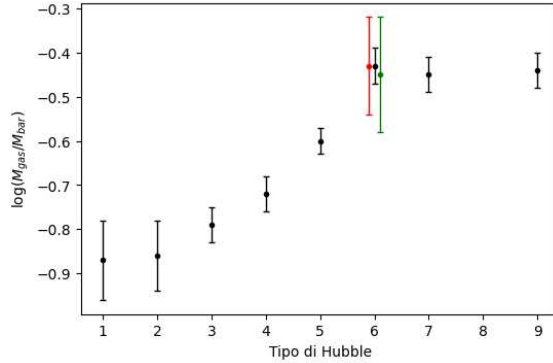


Figura 6.6: Confronto del rapporto M_{gas}/M_{bar} .

Capitolo 7

Conclusioni

La composizione dell'ISM di NGC 2403 è peculiare: la galassia è sovrabbondante di gas atomico HI (sez.6.6) e povera di polvere (sez.6.2) e gas molecolare H_2 (sez.6.1). La sintesi della molecola di H_2 è catalizzata dalla polvere, la minore abbondanza di quest'ultima spiega la scarsità di H_2 . A conferma di questo il rapporto fra polvere e H_2 è in ottimo accordo con i valori medi delle galassie dello stesso tipo morfologico. Analogamente il rapporto fra M_{gas} e M_{bar} è in accordo con la media, questo indica che la quantità di gas rispetto alle stelle non è in eccesso, dunque non c'è una vera sovrabbondanza di HI. Una frazione di HI che nelle altre galassie è sintetizzata in H_2 in NGC 2403 è rimasta in forma atomica.

7.1 Possibili spiegazioni

In questa sezione avanzo alcune ipotesi per poter spiegare le abbondanze peculiari dell'ISM di NGC 2403 assieme alle osservazioni future necessarie per verificarle.

7.1.1 Condensa della polvere fortemente ridotta

È l'ipotesi che ritengo più plausibile. La condensa della polvere nell'ISM è un processo complicato e va al di fuori degli obiettivi di questa tesi. La ragione per la scarsa quantità di polvere è legata a qualche fenomeno che ne impedisce la formazione. A supporto di questo la frazione di gas F_{gas} è nella media, la galassia non è carente o sovrabbondante di gas, ma è alterato il frazionamento del gas in H_2 e HI. Occorre uno studio più dettagliato e sofisticato delle caratteristiche di NGC 2403, non solo dal punti di vista dell'ISM, ma anche della componente stellare e dell'interazione fra le due. Tutte le informazioni necessarie potrebbero essere ricavabili dalle mappe e dai parametri riportati nel catalogo di DustPedia (sez.4.1), tuttavia non escludo la necessità di altre osservazioni.

7.1.2 Carenza di stelle AGB

La polvere ha origine in parte $\sim 10\%$ (sez.1.2) dalle stelle AGB, una carenza di queste nella storia evolutiva della galassia può spiegare la carenza di polvere e di conseguenza di H_2 . Tuttavia la porzione di polvere generata dalle stelle da sola non è sufficiente a spiegare i valori di M_{dust}/M_{gas} , M_{dust}/M_{star} ricavati per NGC 2403. Per un'analisi delle popolazioni stellari della galassia potrebbero servire ulteriori osservazioni al fine di ottenere una SED più dettagliata nel range di lunghezze d'onda dall'UV al IR (importante per la caratterizzazione della componente stellare) rispetto alla SED già disponibile su DustPedia (sez.4.1).

7.2 Applicazioni future

In questa tesi ho preso in esame solamente una galassia, disponendo del catalogo Dust Pedia è possibile estendere la stessa analisi ad altre galassie povere di gas per capire se ci sono caratteristiche simili. Ad esempio le popolazioni stellari, il tasso di formazione stellare (SFR), la presenza o meno di galassie in interazione, la presenza di un nucleo galattico attivo (AGN).

Sempre a partire dai dati Dust Pedia sarebbe possibile studiare il tipo di polvere presente nelle galassie per capire se esiste una correlazione fra la composizione della polvere e la percentuale di idrogeno condensato in H_2 .

Capitolo 8

Stage SRT

Per approfondire il ramo della radioastronomia ho fatto uno stage di 5 giorni presso l'osservatorio astronomico di Cagliari che gestisce il Sardinia Radio Telescope (SRT). Durante la visita a SRT e ai laboratori dell'osservatorio ho affrontato la parte più tecnica e strumentale della radioastronomia, nel resto dello stage mi sono occupato della riduzione dati pulsar.

8.1 Visita a SRT e ai laboratori dell'osservatorio

Durante la visita mi è stato spiegato il funzionamento del radio osservatorio e delle sue componenti, riporto in maniera sintetica gli argomenti affrontati:

- La sala di controllo: il software e le informazioni visibili dal videoterminale.
- Il maser: l'orologio e la sincronizzazione di tutta l'elettronica.
- Le antenne: le componenti e il funzionamento, in particolare, di due ricevitori che erano smontati per operazioni di manutenzione (uno dei due in fig.3.2).
- I front end: i filtri e lo spostamento del segnale a frequenze inferiori.
- I back end: la conversione del segnale da analogico a digitale ed il successivo digital signal processing.
- La configurazione di SRT: le superfici riflettenti, lo specchio deformabile, le posizioni degli strumenti.
- La strumentazione di SRT: i vari ricevitori, le bande di osservazione e le condizioni meteo in cui possono operare.
- L'antenna per la calibrazione: la misura delle deformazioni dello specchio primario di SRT e la loro correzione, la calibrazione degli strumenti.
- L'array di antenne: le osservazioni possibili, il beam orientabile, la polarizzazione del segnale.
- Le RFI, la loro origine, come si identificano, eliminano o mitigano.

- La realizzazione di nuovi strumenti: le varie tecniche di prototipazione, i macchinari utilizzati, l'iter di un componente dal progetto iniziale a pezzo ultimato.

8.2 Le pulsar

Una pulsar è il resto compatto di una stella risultato dal collasso gravitazionale del nucleo. Questo accade quando nel nucleo viene sintetizzato il Fe^{26} , la reazione termonucleare è endoergonica, non viene prodotta energia e la forza di gravità non è più bilanciata. Le pulsar sono estremamente dense e caratterizzate da forti campi magnetici, in corrispondenza dei poli, dove le linee di campo magnetico si aprono, particelle cariche sono accelerate ed emettono radiazione principalmente nelle bande radio generando due coni di emissione (fig.8.1). Dopo il collasso del nucleo, per conservazione del momento angolare, la velocità angolare della pulsar è molto elevata. I poli magnetici della pulsar non sono necessariamente allineati con l'asse di rotazione (fig.8.1), ad ogni rotazione quando il cono radio intercetta la nostra linea di vista corrisponde un massimo del segnale elettromagnetico ricevuto. Il segnale ha periodi dell'ordine di $dt \sim 1 - 10^4 ms$, a cui si associa una frequenza $f = dt^{-1}$

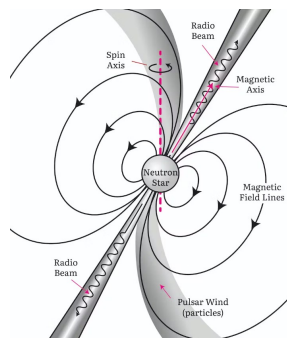


Figura 8.1: Diagramma dei coni radio di una pulsar.

8.3 Dispersione del segnale

Per effetto dell'interazione col mezzo interstellare il segnale viene ritardato di un certo intervallo di tempo Δt , il ritardo non è uniforme e dipende linearmente dalla frequenza, $\Delta t \propto \nu$. Ne risulta la dispersione del segnale, il ritardo è differente per ogni banda di osservazione (fig.8.2) e dipende da un parametro detto "dispersion measure" (dm) che quantifica l'influenza del mezzo interstellare lungo la linea di vista. Il segnale necessario a rilevare una pulsar in generale è troppo debole una volta disperso (fatta eccezione per le pulsar più vicine), integrando il segnale di tutte le bande non si riesce a distinguere un picco periodico dal rumore di fondo (fig.8.2). È necessario prima de-disperdere il segnale nelle varie bande e successivamente integrarlo (fig.8.3).

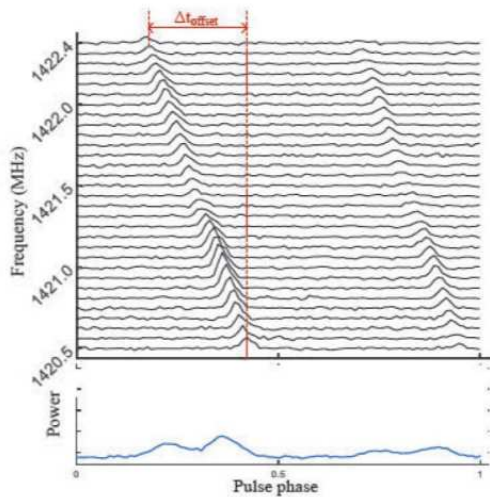


Figura 8.2: Il segnale di una pulsar disperso nei vari canali e il segnale integrato.

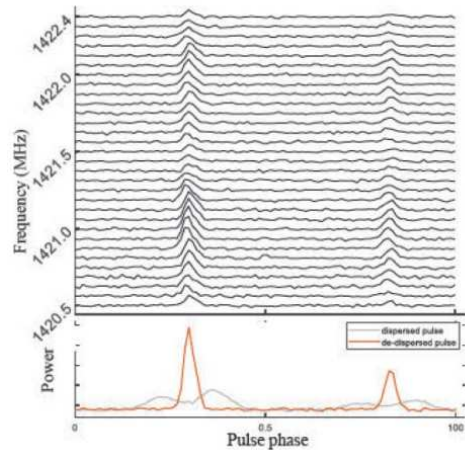


Figura 8.3: Il segnale di una pulsar dedisperso nei vari canali e il segnale integrato.

8.4 Elaborazione dati

I dati delle osservazioni pulsar sono fondamentalmente diversi rispetto alle mappe utilizzate nella tesi. Il segnale elettromagnetico è registrato nel tempo in un ampio range di basse frequenze suddiviso in bande. Nel mio caso 30 s di osservazione da 1352.5 MHz a 1447.5 MHz in 96 canali da 1 MHz. Per l'elaborazione dati ho utilizzato "PRESTO", una raccolta di programmi per la ricerca e l'analisi di dati pulsar.

8.4.1 Rimozione delle RFI

Ho individuato le bande irrimediabilmente contaminate dalle interferenze, e quindi non le ho considerate (fig.8.4). Successivamente, dallo spettro (trasformata di Fourier) del segnale, ho individuato i picchi principali che corrispondono a RFI di singole frequenze (fig.8.5); ho quindi rimosso individualmente le RFI.

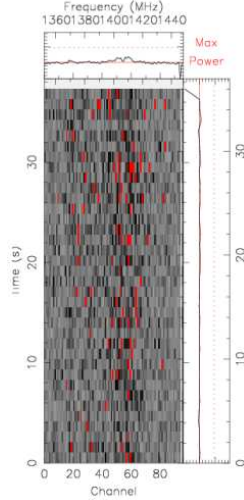


Figura 8.4: Dati pulsar, le bande colorate di rosso sono rovinate dalle RFI e non le considero.

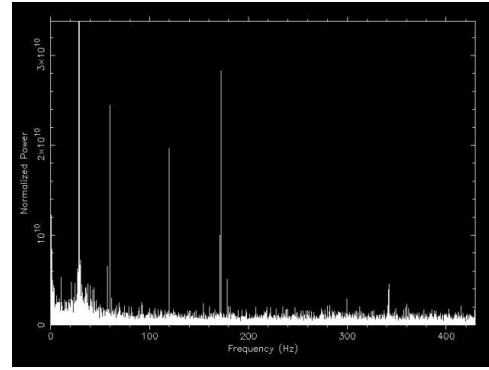


Figura 8.5: Spettro dei dati pulsar, i picchi più prominenti sono RFI. Ad esempio a 60 Hz, 120 Hz e 180 Hz la RFI dovuta alla rete di distribuzione elettrica e due sue armoniche.

8.4.2 Dedispersione

A priori non è noto il valore di dm , pongo un limite superiore ragionevole e dedisperdo il segnale da $dm=0$ a $dm = dm_{max}$ in intervalli di δdm , ottengo una lista di osservazioni, ognuna dedispersa di un valore differente di dm . Per rendere computazionalmente più efficiente la dedispersione si utilizzano δdm man mano maggiori. Nel mio caso dedisperdo da $dm=0$ a $dm=80$ in intervalli di $\delta dm = 1$, da $dm=80$ a $dm=200$ in intervalli di $\delta dm = 2$ e da $dm=200$ a $dm=500$ in intervalli di $\delta dm = 3$.

8.4.3 Ricerca dei candidati periodici

Dallo spettro di ogni osservazione dedispersa viene estratta la frequenza dominante, se il dm è quello corretto nello spettro appare un picco in corrispondenza della frequenza f del segnale pulsar, le osservazioni dedisperse che presentano i picchi più intensi sono possibili candidati. Per filtrare i risultati casuali si sfrutta il fatto che fissato il dm di un candidato a cui corrisponde un picco alla frequenza f , negli spettri delle osservazioni dedisperse a $dm' = dm \pm \delta dm$ si osserva comunque un picco man mano inferiore al crescere di δdm .

8.4.4 Folding

L'intervallo fra due pulsazioni è $dt = f^{-1}$, suddivido l'osservazione in intervalli temporali di dt . Integro doppiamente il segnale, in tutte le bande e in tutti gli intervalli dt . Ottengo la serie temporale della pulsar in un periodo con un rapporto segnale rumore sufficiente da distinguere il picco periodico (fig.8.6).

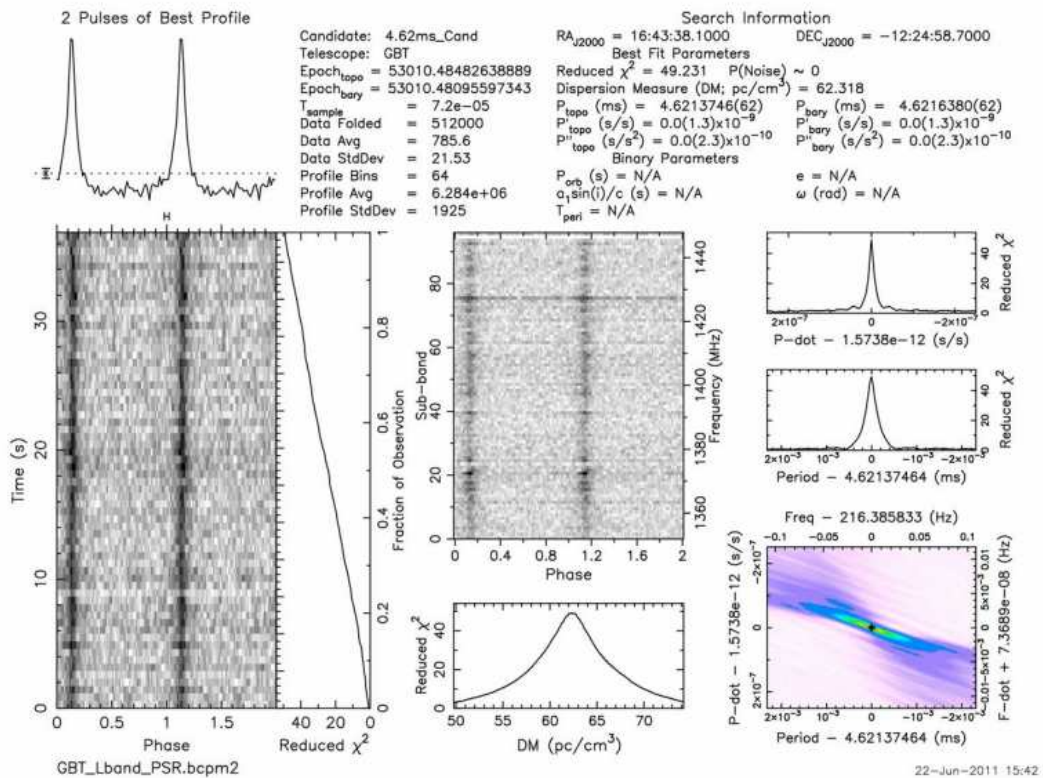


Figura 8.6: Risultato dell'elaborazione dati. In alto a sinistra il best fit di due impulsi, sotto lo spettro dedisperso, in alto le specifiche dell'osservazione.

Bibliografia

- 1990, *The Interstellar Medium in External Galaxies* NASA Conference Publication Vol. 3084
- Bauermeister A., et al., 2013, *The EGN0G Survey: Molecular Gas in Intermediate-Redshift Star-Forming Galaxies*, , [768](#), [132](#)
- Bolli P., et al., 2015a, *Sardinia Radio Telescope*, [Journal of Astronomical Instrumentation](#), [4](#), [1550008](#)
- Bolli P., et al., 2015b, *Sardinia Radio Telescope: General Description, Technical Commissioning and First Light*, [Journal of Astronomical Instrumentation](#), [04](#), [1550008](#)
- Boquien M., Burgarella D., Roehlly Y., Buat V., Ciesla L., Corre D., Inoue A. K., Salas H., 2019, *CIGALE: a python Code Investigating GALaxy Emission*, , [622](#), [A103](#)
- Casasola V., et al., 2017, *Radial distribution of dust, stars, gas, and star-formation rate in DustPedia face-on galaxies*, , [605](#), [A18](#)
- Casasola V., et al., 2020, *The ISM scaling relations in DustPedia late-type galaxies: A benchmark study for the Local Universe*, , [633](#), [A100](#)
- Ferrière K. M., 2001, *The interstellar environment of our galaxy*, [Reviews of Modern Physics](#), [73](#), [1031](#)
- Guilloteau S., Lucas R., 2000, in Mangum J. G., Radford S. J. E., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 217, Imaging at Radio through Submillimeter Wavelengths*. p. 299
- Haynes M. P., et al., 2018, *The Arecibo Legacy Fast ALFA Survey: The ALFALFA Extragalactic H I Source Catalog*, , [861](#), [49](#)
- Jones A. P., Fanciullo L., Köhler M., Verstraete L., Guillet V., Bocchio M., Ysard N., 2013, *The evolution of amorphous hydrocarbons in the ISM: dust modelling from a new vantage point*, , [558](#), [A62](#)
- Jones A. P., Köhler M., Ysard N., Bocchio M., Verstraete L., 2017, *The global dust modelling framework THEMIS*, , [602](#), [A46](#)
- Köhler M., Jones A., Ysard N., 2014, *A hidden reservoir of Fe/FeS in interstellar silicates?*, , [565](#), [L9](#)

- Kramer C., Penhalver J., Greve A., 2013, *Improvement of the IRAM 30m telescope beam pattern*
- Murray C. E., Peek J. E. G., Kim C.-G., 2020, *Extracting the Cold Neutral Medium from H I Emission with Deep Learning: Implications for Galactic Foregrounds at High Latitude*, , [899](#), [15](#)
- Noll S., Burgarella D., Giovannoli E., Buat V., Marcillac D., Muñoz-Mateos J. C., 2009, *Analysis of galaxy spectral energy distributions from far-UV to far-IR with CIGALE: studying a SINGS test sample*, , [507](#), [1793](#)
- Organization A., 1990, <https://ned.ipac.caltech.edu/>, <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/March01/Brinks/Brinks4.html>
- Roehlly Y., Burgarella D., Buat V., Boquien M., Ciesla L., Heinis S., 2014, in Manset N., Forshay P., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 485, Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIII*. p. 347 ([arXiv:1309.6366](#)), [doi:10.48550/arXiv.1309.6366](https://doi.org/10.48550/arXiv.1309.6366)