

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Fisica

Studio di una galassia a spirale nell'Universo locale

Relatore:
Prof.ssa Francesca Pozzi

Correlatore:
Dott.ssa Viviana Casasola

Presentata da:
Enrico Veraldi

Anno Accademico 2020/2021

*A mio nonno
e mia nonna.*

Abstract

In questo lavoro di Tesi fornisco una visione generale delle galassie, della loro classificazione e descrivo le diverse componenti (come stelle, mezzo interstellare, materia oscura ed eventuale AGN) che costituiscono una galassia. Successivamente descrivo come le mappe astronomiche per una galassia, a lunghezze d'onda differenti, siano traccianti di diverse componenti della galassia. Fornisco quindi una panoramica delle relazioni di scala tra le principali proprietà galattiche, sottolineando la loro importanza come strumento di analisi, con particolare riferimento alla legge di formazione stellare (o legge di Kennicutt-Schmidt) e alla legge di Sérsic.

Successivamente, espongo il lavoro di analisi dati effettuato per una galassia spirale vicina, NGC 5457, per la quale ho analizzato immagini dall'UV all'IR, tramite l'uso di differenti software astronomici. Queste mappe sono state ottenute con osservazioni effettuate da telescopi sia da terra sia spaziali. Buona parte di queste immagini sono state estratte dal database DustPedia.

Tramite l'uso di queste immagini ho ricavato le mappe di densità superficiale del tasso di formazione stellare (Σ_{SFR}) e di densità superficiale di massa di idrogeno molecolare (Σ_{H_2}) e ho ricavato il valore dell'indice di potenza N della legge di Kennicutt-Schmidt ($\Sigma_{SFR} = A(\Sigma_{H_2})^N$) media e risolta spazialmente tramite fit lineare, ottenendo rispettivamente un valore di $N = 1.13 \pm 0.03$ e di $N = 0.53 \pm 0.02$. Ho poi calcolato l'indice di potenza n della legge di Sérsic ($I(R) = I_e \exp\{-b_n[(\frac{R}{R_e})^{\frac{1}{n}} - 1]\}$) ottenendo un valore di $n = 0.63 \pm 0.11$. Infine, tramite un modello semplificato che assume la polvere della galassia come un unico corpo grigio emittente, ho ricavato la temperatura media di emissione della polvere nella galassia in esame, ottenendo un valore di $T = 33 \pm 3 K$. In ultimo, ho confrontato i valori trovati con quelli di altre galassie in letteratura al fine di porre il mio lavoro su una singola galassia in un contesto più ampio.

Indice

Abstract	4
Introduzione	10
1 Galassie e mezzo interstellare	13
1.1 Galassie	13
1.1.1 Classificazione di Hubble delle galassie	14
1.1.2 Curva di rotazione delle galassie a spirali e materia oscura	15
1.1.3 Teoria di Lin-Shu delle onde di densità e criterio di Jeans per la formazione stellare	17
1.2 Mezzo interstellare (ISM) e l'ambiente galattico	18
1.2.1 Polvere interstellare	19
1.2.2 Gas Interstellare	21
1.3 Nuclei galattici attivi	22
2 Relazioni di scala	24
2.1 Relazioni di scala: Galassie	25
2.1.1 Legge di Sérsic	27
2.1.2 Legge di Kennicutt-Schmidt	29
2.2 DustPedia data-set	32
3 Studio di una galassia a spirale: NGC 5457	33
3.1 Mappe astronomiche	34
3.1.1 Trattamento delle immagini	38
3.1.2 Mappe di NGC 5457	42
3.2 Formazione stellare e legge di formazione stellare	44
3.2.1 Mappa di formazione stellare	45
3.2.2 Legge di formazione stellare per NGC 5457	47
3.3 Legge di Sérsic	49
3.4 Studio della temperatura media di emissione della polvere	51
Conclusioni	54
Bibliografia	56
Ringraziamenti	58

Elenco delle figure

1.1	Hubble; figura (a) da en.wikipedia.org-Hubble Ultra Deep Field figura (b) da esa.int-Hubble overview.	13
1.2	Diagramma di Hubble a forchetta per la classificazione morfologica delle galassie; figura da Karttunen et al. (2006) Fundamental Astronomy - Springer.	14
1.3	Rappresentazione grafica dell'effetto Doppler, figura da ircamera.as.arizona.edu-darkmatter.	15
1.4	Curve rotazionali; figura (a) da astroschio.it-la materia oscura e la curva di rotazione delle galassie, figura (b) da Scala delle distanze in astrofisica-Pietro Leonardi.	16
1.5	Modello della teoria di Lin-Shu; figura da astro.ncu.edu.tw.	17
1.6	Modello grano di polvere; figura da on the absorption and emission properties of interstellar dust grains-Carlotta Gruppioni.	19
1.7	Transizione a 21 cm dell'idrogeno atomico; figura da astro.rug.nl-HI21CM.	21
1.8	Spettro di emissione di NGC 3784, il cui AGN è della classe dei quasar, confrontato con lo spettro di una galassia normale di classe S_{bc} ; figura da Clues on the physics of AGN through X-ray spectral, temporal and polarimetric analysis-Elias S. Kammoun.	23
2.1	Diagramma di Hertzsprung-Russel; figura da Karttunen et. al. (2006) Fundamental Astronomy - Springer.	24
2.2	Relazione di Tully-Fisher; figura da en.wikipedia.org-Tully Fisher relation.	26
2.3	Esempi di profili di Sérsic per diversi valori del parametro n ; figura da en.wikipedia.org-Sersic profile.	28
2.4	Relazione tra SFR per unità di luminosità monocromatica (U,B,V) e indice di colore U-V; figura da Kennicutt et al.(1998).	30
2.5	Legge di Kennicutt-Schmidt; figura da Kennicutt et al.(2021).	31
3.1	Immagine NGC 5457 ottenuta con il telescopio Hubble; figura da en.wikipedia.org-Pinwheel Galaxy.	34
3.2	Rappresentazione del FWHM, figura da en.wikipedia.org-Full width at half maximum.	37
3.3	Esempio di diverse risoluzioni e dimensioni di pixel per la medesima immagine; figura da elaborazioneimmagine.blogspot.com.	38
3.4	Esempio di sottrazione di cielo per la mappa GALEX-FUV, sono visibili le quattro regioni rettangolari selezionate.	40
3.5	Correzione per inclinazione, figura da Karttunen et. al. (2006) Fundamental Astronomy - Springer.	41
3.6	Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda 1528 Å(a) e 7480 Å(b)	42
3.7	Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda 3.6μm(a) e 22μm(b).	42
3.8	Mappa di densità superficiale di massa di H_2 in unità di M_{\odot}/pc^2 per NGC 5457.	43
3.9	Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda 70μm(a) e 100μm(b).	43
3.10	Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda 160μm(a) e 250μm(b).	44

3.11	Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda $350\mu m$ (a) e $500\mu m$ (b).	44
3.12	Mappa della densità superficiale del tasso di formazione stellare in unità di $M_{\odot}/(yr kpc^2)$ per NGC 5457.	46
3.13	Sovrapposizione della mappa di densità superficiale di massa di H_2 in M_{\odot}/pc^2 , mostrata in contorni neri, sulla mappa (a colori) della densità superficiale del tasso di formazione stellare in <i>Fig. 3.12</i> per NGC 5457. I contorni della mappa di densità superficiale di massa di H_2 sono tracciati da 10 a $50 M_{\odot}/pc^2$ con intervalli di $10 M_{\odot}/pc^2$	46
3.14	Regione circolare (in rosso) di raggio $200''$ tracciata sulla mappa di densità superficiale di SFR utilizzata per calcolare i valori medi di \sum_{H_2} e \sum_{SFR}	47
3.15	Grafico della legge di Kennicutt-Schmidt con alcune galassie estratte dal grafico presente in Kennicutt et al. (2021), il punto in rosso è quello ricavato per NGC 5457 con questa Tesi.	47
3.16	Grafico della legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente per NGC 5457.	48
3.17	Grafici della legge di Kennicutt-Schmidt in diverse regioni di NGC 5457 selezionate considerando due intervalli di densità superficiale di massa di H_2 lungo l'asse x.	49
3.18	Esempio lavoro di presa dati per la legge di Sérsic.	50
3.19	Grafico della legge di Sérsic per NGC 5457.	50
3.20	Grafico del fit della polvere utilizzando l'equazione di corpo grigio.	52

Elenco delle tabelle

3.1	Valori caratteristici di NGC 5457.	33
3.2	Alcune lunghezze d'onda analizzate e descrizione di cosa tracciano ^a	36
3.3	Mappe IR utilizzate per ricavare temperatura di emissione media della polvere.	37

Introduzione

Le galassie risultano essere tra i più grandi corpi celesti nell'Universo, ed in particolare risultano essere l'unico luogo nell'Universo in cui si trovano le stelle. Le galassie vengono classificate in base alla loro morfologia secondo la classificazione Hubble, un diagramma a forchetta che divide le galassie in ellittiche, spirali normali e spirali barrate. Tuttavia, galassie dello stesso tipo morfologico hanno caratteristiche fisiche simili, ma differenti tra loro a causa sia dell'ambiente galattico in cui si trovano, sia dalla differenza di materiale dal quale sono composte. Il materiale che compone le galassie è il mezzo interstellare, formato principalmente da polvere e gas. Il mezzo interstellare ha un ruolo chiave nello studio delle galassie poiché è la materia prima dalla quale si originano le stelle a seguito di un collasso gravitazionale di una nube di gas. Lo studio delle galassie avviene tramite osservazioni da telescopi terrestri e spaziali a lunghezze d'onda differenti, che danno informazioni fisiche differenti sulla galassia in esame. Lo studio a multi-lunghezza di una galassia permette di caratterizzarla secondo dei parametri fisici tracciati da una certa riga di emissione o una certa emissione nel continuo. In particolare, il grande progresso tecnologico avvenuto negli ultimi decenni ha permesso di studiare galassie oltre il gruppo locale ad alta definizione, permettendo una miglior comprensione della struttura di galassie anche molto distanti da noi. Uno strumento di analisi importante nello studio delle galassie sono le relazioni di scala, ovvero quelle funzioni che mettono in relazione grandezze fisiche differenti di un corpo celeste, caratterizzate da parametri che assumono valori specifici a seconda della morfologia e caratteristiche fisiche dell'oggetto in esame. Esempi di queste relazioni di scala, per quanto riguarda le galassie, sono la legge di Sérsic e la legge empirica di Kennicutt-Schmidt. La legge di Sérsic descrive il profilo di luminosità di una galassia, parametrizzandola con un indice n che assume valori ben specifici a seconda della morfologia della galassia in esame. Galassie morfologicamente simili avranno dunque profili di luminosità simili. La legge empirica di Kennicutt-Schmidt mette in relazione la densità superficiale di tasso di formazione stellare della galassia con la sua densità superficiale di gas attraverso un indice di potenza N , che si è trovato negli ultimi anni assumere un valore compreso tra 0.6 e 3, con un valore medio di ~ 1.4 . La legge di Kennicutt-Schmidt assume un ruolo chiave nello studio dei meccanismi alla base del processo della formazione stellare che è considerato essere il principale *driver* della formazione ed evoluzione galattica.

Per lo studio della galassia NGC 5457 trattata in questo lavoro di tesi ho utilizzato i dati forniti dal data-set DustPedia, un archivio a libero accesso della comunità scientifica dove sono raccolti dati sull'emissione, per gran parte dello spettro magnetico, di 875 galassie vicine. Successivamente ho effettuato un lavoro di trattamento delle immagini tramite l'utilizzo di software astronomici, quali GILDAS-*mapping*. Una volta prodotte le mappe di densità superficiale di tasso di formazione stellare e di densità superficiale dell'idrogeno molecolare per la galassia in esame; tramite queste due mappe ho ricavato il valore medio di densità superficiale di SFR e di densità di idrogeno molecolare in modo tale da poter confrontarlo con i valori riportati per le galassie a spirali nel lavoro di Kennicutt et al. (2021). Tramite fit lineare ci si è ricavati il valore medio dell'indice N della legge di Kennicutt-Schmidt, ottenendo un valore $N = 1.13 \pm 0.03$, e l'indice N della legge di Kennicutt-Schmidt risolta

spazialmente per un'area centrata al centro della galassia di 20×20 pixel, ottenendo un valore $N = 0.53 \pm 0.02$. Per la legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente si è poi effettuato un fit separato per una regione interna alla galassia ed una esterna, sempre entro l'area di 20×20 pixel, ottenendo rispettivamente valori dell'indice N pari a $N = 0.61 \pm 0.04$ e $N = 0.20 \pm 0.04$. Si è poi effettuato un lavoro di analisi, utilizzando i valori di luminosità ricavati dalla mappa contenente l'osservazione a lunghezza d'onda nello spettro ottico, per ricavarsi il valore dell'indice n per la legge di Sérsic tramite fit dei dati con l'equazione del profilo di Sérsic, ottenendo un valore $n = 0.63 \pm 0.11$.

Infine ci si è ricavati il valore medio di temperatura di emissione della polvere, che gioca un ruolo chiave in tutte le osservazioni astronomiche. Difatti la polvere è la causa principale del fenomeno di estinzione, poiché essa assorbe la radiazione verso l'ultravioletto e la riemette verso l'infrarosso, causando dunque un errore nell'osservazione dei telescopi che deve essere corretta successivamente tramite modelli di emissione della polvere e mappe che caratterizzino l'emissione in infrarosso causata dalla polvere. Utilizzando le mappe traccianti le emissioni nell'infrarosso, si sono ricavati i valori di luminosità medi per queste mappe e, assumendo che la polvere emetta come corpo grigio, ci si è ricavati il valore di temperatura di emissione media della polvere, pari a $T = 33 \pm 3 K$, che è consistente con i valori tipici di temperatura di emissione della polvere nelle galassie spirali.

Capitolo 1

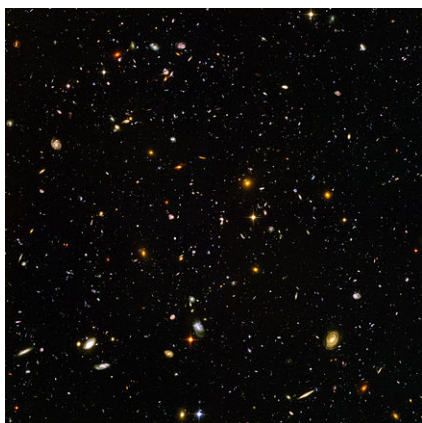
Galassie e mezzo interstellare

1.1 Galassie

Quando si parla di galassie nell'Universo si intendono sistemi legati gravitazionalmente e composti da un numero molto elevato di stelle, dell'ordine di 10^7 - 10^{12} stelle, da gas e polvere interstellare ('Interstellar Medium', ISM) e da materia oscura. In particolare le galassie risultano essere l'unico luogo nell'Universo dove si possono trovare le stelle.

La varietà delle galassie presenti nell'Universo è molto ampia, da galassie formate prevalentemente da stelle vecchie e con forma regolare fino a galassie ricche di polvere e gas e con morfologia talvolta irregolare. Inoltre le galassie presentano una larga variabilità per quanto riguarda la massa e la dimensione, con masse dell'ordine di grandezza di 10^6 - $10^{12}M_{\odot}$ ¹ e diametro dell'ordine di grandezza di 10^3 - 10^6pc ².

Il quantitativo di Galassie presenti nell'Universo è stato stimato grazie all'uso dell'*Hubble ultra deep field* (HUDF, *Fig. 1.1(a)*), un'immagine acquisita dal telescopio Hubble (*Fig. 1.1(b)*) che risulta essere la più profonda immagine dell'Universo mai raccolta di una porzione di cielo in spettro visibile di area $4 \times 10^4 \text{ arcsec}^2$ nella costellazione della Fornace. In quest'immagine sono state rilevate oltre 10^4 galassie, il che porta ad una stima totale di 1.3×10^{11} galassie nell'Universo accessibile al telescopio Hubble, considerando tutto l'angolo solido 4π , sotto l'ipotesi che la densità media di stelle nell'Universo sia la stessa dell'Hubble Ultra-Deep Field.



(a) *Hubble Ultra-Deep Field*



(b) *Telescopio Hubble*

Figura 1.1: Hubble; figura (a) da en.wikipedia.org-Hubble Ultra Deep Field figura (b) da esa.int-Hubble overview.

¹ $M_{\odot} = 1.989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$.

² $pc = 3.086 \cdot 10^{16} \text{ m}$.

1.1.1 Classificazione di Hubble delle galassie

Le galassie possono essere classificate in base alla loro morfologia e vengono distinte in tre tipi principali:

- **Galassie a spirale**, divise a loro volta in:
 - **Galassie a spirale normale**
 - **Galassie a spirale barrata**
- **Galassie ellittiche**
- **Galassie irregolari**

La classificazione che si adotta e' quella rielaborata a partire dalla formulazione originale del fisico E. P. Hubble³, ovvero un diagramma a forchetta che va dalle ellittiche fino alle galassie a spirale, distinte in normali e barrate, e alle irregolari.

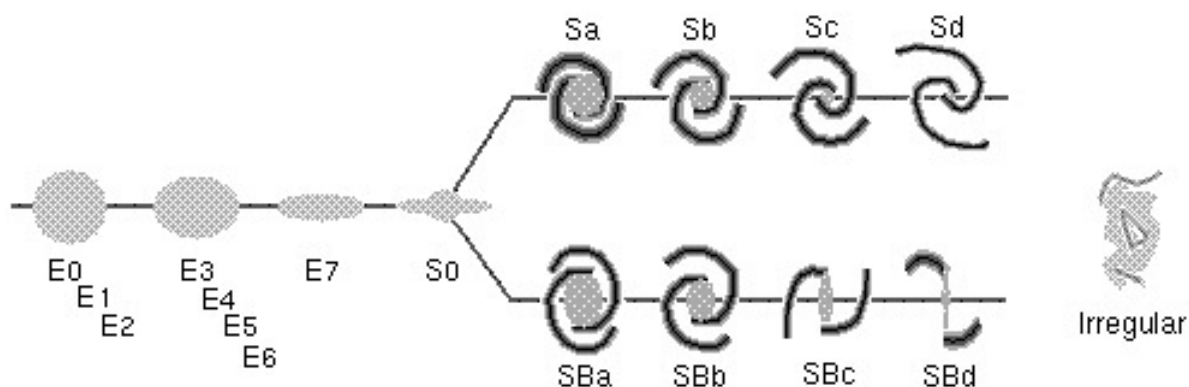


Figura 1.2: Diagramma di Hubble a forchetta per la classificazione morfologica delle galassie; figura da Karttunen et al. (2006) *Fundamental Astronomy* - Springer.

Le ellittiche vengono classificate secondo la dicitura E_0, E_1, \dots, E_7 dove il numero della classificazione è dato dal rapporto tra il semiasse maggiore a e minore b della galassia ellittica secondo l'equazione :

$$n = 10 \left(1 - \frac{b}{a} \right) \quad (1.1)$$

La forma apparente con cui si classifica la galassia ellittica dipende dalla direzione dalla quale la si osserva. Alla sigla E_0 corrispondono quindi oggetti dall'immagine circolare, mentre a $n = 7$ corrispondono oggetti con elevata eccentricità.

Le galassie ellittiche sono prive del disco galattico, contengono un quantitativo relativamente basso di gas e polvere e sono caratterizzate da stelle vecchie (di età dell'ordine di 12-13.5 Gyr), tipiche delle stelle di popolazione II. Inoltre non hanno formazione stellare ('Star Formation', SF) in corso.

Le Galassie a spirale sono invece caratterizzate dal possedere un disco galattico. Più in dettaglio esse sono formate da un bulge (rigonfiamento) centrale, strutturalmente simile ad una galassia ellittica e costituito da stelle vecchie, da un disco stellare e da un sottile disco di gas e altro materiale interstellare dove si formano le stelle che popolano i bracci a spirale.

³Edwin Powell Hubble (20 Novembre 1889 – 28 Settembre 1953) è stato un astronomo americano che ha dato grossi contributi nei campi dell'astronomia extragalattica e nell'osservazione cosmologica. Nel 1926 ideò la classificazione morfologica delle galassie, che successivamente perfezionò nel 1936.

Inoltre sono caratterizzate dall'aver SF in corso. Hubble classifica le galassie a spirale normali secondo la classificazione $S_a, S_b, ..$ mentre le galassie a spirali barrate, caratterizzate da un bulge di forma particolarmente allungata, secondo la classificazione $SB_a, SB_b, ..$. Infine, nella parte finale del diagramma di Hubble, si trovano le galassie irregolari. Esse sono spesso satelliti di altre galassie con cui stanno avendo o hanno avuto un'interazione di vario tipo, e sono caratterizzate da una SF molto alta e possono presentare una morfologia disturbata.

La classificazione di Hubble infine prevede un'ultima classificazione, le galassie lenticolari, che si pongono come una forma di galassia intermedia tra le galassie ellittiche e quelle a spirale. Esse sono costituite da un disco (come le spirali) che contiene poca o nessuna materia interstellare che è stata utilizzata o perduta, e pertanto presentano una ridotta attività di formazione stellare. Sono di conseguenza costituite per lo più da stelle vecchie (come le galassie ellittiche).

1.1.2 Curva di rotazione delle galassie a spirali e materia oscura

Nelle galassie a spirale si osserva una rotazione del disco galattico stesso attorno al centro della galassia. Le osservazioni di velocità del disco galattico avvengono sfruttando quello che è l'effetto Doppler (*Fig. 1.3*), il quale afferma che se si ha un osservatore, il quale riceve un'onda elettromagnetica da una sorgente in movimento rispetto all'osservatore stesso, l'osservatore apprezza nel suo sistema di riferimento una lunghezza d'onda del segnale maggiore o minore rispetto a quella emessa nel sistema di riferimento della sorgente dipendente dalla velocità relativa della sorgente stessa rispetto all'osservatore:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{sorg}}{\lambda_{sorg}} \quad (1.2)$$

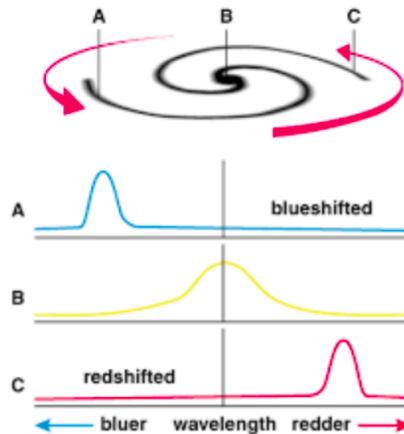


Figura 1.3: Rappresentazione grafica dell'effetto Doppler, figura da ircamera.as.arizona.edu-darkmatter.

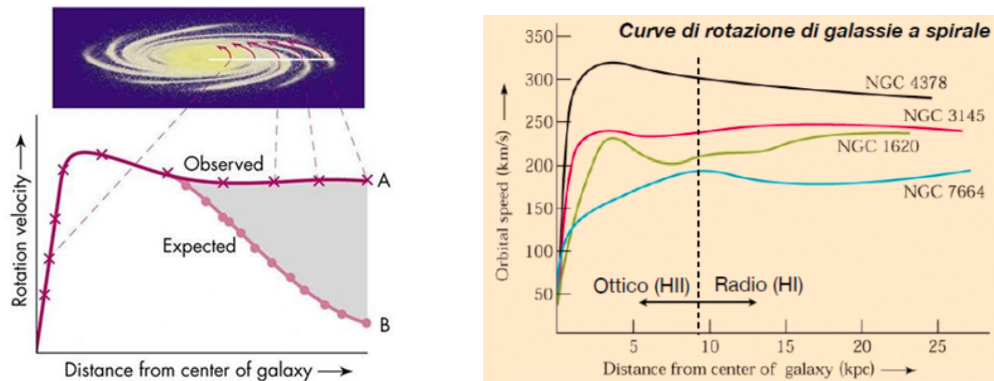
Considerando distanze molto grandi dal centro delle galassie, ci aspettiamo che la velocità delle stelle attorno al centro della galassia diminuisca all'aumentare della distanza dei corpi celesti dal centro stesso, come si osserva nel sistema solare. Questo andamento Kepleriano deriva dalla legge di gravitazione universale:

$$F = G \frac{Mm}{r^2} \quad (1.3)$$

che, sapendo che la forza centrifuga è definita come $F = m \frac{v^2}{r}$ darà la seguente distribuzione delle velocità kepleriane:

$$v = \sqrt{G \frac{M}{r}} \quad (1.4)$$

Cioè ci aspetteremo che la velocità di rotazione del disco galattico diminuisca all'allontanarsi dal centro della galassia secondo un andamento $1/r^{(1/2)}$ a grandi distanze, ovvero quando la massa M indica la massa totale della galassia che non è più dipendente dal raggio r . Invece quello che si osserva è che le curve di rotazione delle galassie mostrano che la velocità di rotazione all'aumentare di r rimane circa costante (Fig.1.4). Questa differenza tra la distribuzione di velocità kepleriana e quella galattica è causata dal contributo che l'alone di materia oscura dà alla massa della galassia, contributo che non viene considerato nella distribuzione kepleriana.



(a) Curva rotazionale osservata di una galassia rispetto alla curva rotazionale attesa

(b) Curve rotazionali

Figura 1.4: Curve rotazionali; figura (a) da astroschio.it-la materia oscura e la curva di rotazione delle galassie, figura (b) da Scala delle distanze in astrofisica-Pietro Leonardi.

Dunque possiamo assumere che la velocità di rotazione del disco galattico sia costante all'aumentare della distanza dal centro della galassia.

Poiché noi sappiamo che la velocità di rotazione è collegata alla velocità angolare secondo la formula $v = \omega r$, allora per una galassia la velocità angolare ω diminuirà all'aumentare della distanza dal centro, poiché v costante. Ciò significa che la rotazione della galassia non è paragonabile a quella di un corpo rigido, ma questo significa che, per quanto riguarda le galassie a spirali, noi ci aspetteremo che a causa di questa variabilità di ω al variare di r le braccia che formano la struttura spiraliforme vadano a distruggersi in tempi relativamente brevi, cosa che non si osserva. La teoria delle onde di densità di Lin-Shu fornisce una possibile soluzione al problema.

Materia Oscura, *Dark Matter*

Per materia oscura si intende una componente della materia che non emette radiazione elettromagnetica, e dunque è osservabile solo grazie alla sua interazione gravitazionale con ciò che la circonda. Si stima che la materia oscura costituisca circa il 90% della massa presente nell'Universo. Sono state proposte diverse teorie sulla natura della materia oscura :

- **ipotesi barionica**, questa fu una delle prime teorie sulla possibile origine della materia oscura, ma se la *dark matter* fosse barionica dovrebbe poter emettere e assorbire radiazione elettromagnetica in qualche modo, e quindi interagire con l'ambiente circostante non solo gravitazionalmente; ma ciò significa che dovrebbe essere osservabile.

- **ipotesi non barionica**, le cosiddette WIMP (Weakly Interacting Massive Particles), particelle con grande massa unitaria che non interagiscono elettromagneticamente con la materia circostante. Si ipotizzava, nella teoria della materia oscura calda, che queste particelle fossero i neutrini, ma questi hanno massa troppo piccola per spiegare tale fenomeno. La teoria più solida e recente sulla materia oscura allo stato attuale è quella di materia oscura fredda, ovvero materia ad una temperatura tale da non interagire in modo intenso con la materia circostante se non gravitazionalmente.

1.1.3 Teoria di Lin-Shu delle onde di densità e criterio di Jeans per la formazione stellare

La teoria delle onde di densità di Lin-Shu⁴ afferma che i bracci di una galassia a spirale sono i picchi di un'onda di densità stazionaria attorno alla galassia stessa. Nei picchi di queste onde la densità aumenta, e quindi le nubi di gas che si muovono a velocità rotazionale costante quando entrano nella zona di picco subiscono un aumento repentino della loro densità. Poiché il criterio di instabilità di Jeans ci fornisce la massa critica a cui la materia inizia a collassare per innescare il processo di formazione stellare :

$$M_j \propto \frac{T^{3/2}}{\rho^{1/2}} \quad (1.5)$$

ciò comporterà che nelle zone di picco, poiché la massa di Jeans sarà minore, avrò maggiore formazione stellare, cioè vedrò le stelle lungo i bracci. Nelle zone invece interposte tra un picco e l'altro avrò densità minore e quindi massa di Jeans maggiore, cioè vedrò le zone di "vuoto" tra i bracci della spirale.

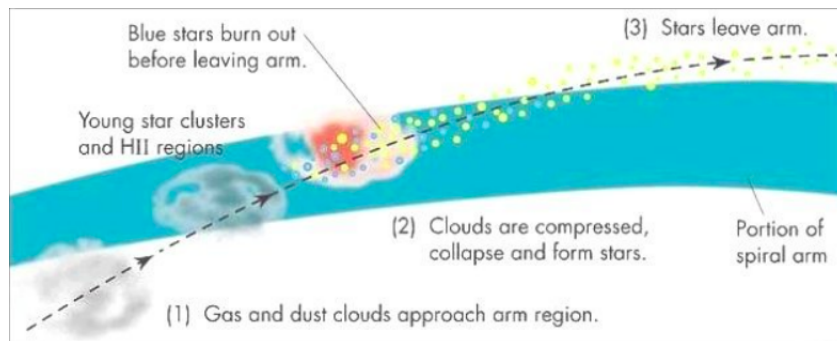


Figura 1.5: Modello della teoria di Lin-Shu; figura da astro.ncu.edu.tw.

Alcune ipotesi sulla causa dell'esistenza di questa onda di densità stazionaria nelle galassie a spirale invocano un suo legame con un'iniziale non simmetria del disco galattico durante il processo di formazione della galassia; altre che l'incontro della galassia con un altro corpo celeste, ad esempio un'altra galassia, abbia perturbato l'iniziale simmetria della galassia causando la formazione dell'onda stazionaria.

Criterio di instabilità di Jeans

Lo stadio iniziale di una stella è, come abbiamo già indicato, una nube di gas che inizia a collassare a causa della sua stessa gravità. In particolare, se l'energia potenziale della nube supera la sua energia cinetica, può iniziare il collasso. Dal teorema del viriale, $2T + U = 0$, deduciamo che l'energia potenziale deve essere almeno due volte l'energia cinetica. Questa

⁴Teoria pubblicata nel 1964 da Chia-Chiao Lin e Frank H. Shu.

affermazione fornisce un criterio per ricavare la massa critica necessaria ad una nube per iniziare a collassare, cioè il criterio di instabilità di Jeans⁵.

La massa critica dovrà ovviamente dipendere dalla pressione P del gas della nube, dalla sua densità ρ e dalla costante di gravitazione universale G . La massa critica avrà la seguente forma:

$$M_j = CP^a G^b \rho^c \quad (1.6)$$

con C costante adimensionale e i valori di a , b e c determinati dal fatto che dimensionalmente devo avere una massa. Risolvendo dimensionalmente avremo dunque:

$$Kg^{a-b+c} m^{-a+3b-3c} s^{-2a-2b} \quad (1.7)$$

e risolvendo il sistema:

$$\begin{cases} a - b + c = 1 \\ -a + 3b - 3c = 0 \\ -2a - 2b = 0 \end{cases}$$

otterremo i valori $a = \frac{3}{2}$, $b = -\frac{3}{2}$ e $c = -2$.

Otteniamo quindi la massa di Jeans:

$$M_j = C \frac{P^{\frac{3}{2}}}{G^{\frac{3}{2}} \rho^2} \quad (1.8)$$

Se consideriamo il gas della nube molecolare come un gas perfetto, in accordo con la teoria cinetica dei gas abbiamo che la pressione è pari a:

$$P = nkT \quad (1.9)$$

dove n densità di particelle e k costante di Boltzmann. Inoltre sapendo che la densità di particelle di un gas è definito come la densità ρ del gas diviso il peso molecolare medio μ , avremo che $P = \rho kT/\mu$, e quindi la massa di Jeans sarà esprimibile anche attraverso la temperatura del gas secondo la formula:

$$M_j = C \left(\frac{kT}{\mu G} \right)^{\frac{3}{2}} \frac{1}{\sqrt{\rho}} \quad (1.10)$$

cioè:

$$M_j \propto \frac{T^{3/2}}{\rho^{1/2}} \quad (1.11)$$

1.2 Mezzo interstellare (ISM) e l'ambiente galattico

Per mezzo interstellare si intende la materia che colma lo spazio tra le stelle nelle galassie. Esso si presenta come molto rarefatto e disomogeneo, ed include gas atomico, ionico e molecolare, oltre che polvere. Esso in particolare è composto per il $\sim 99\%$ da gas (di cui circa il $\sim 74\%$ idrogeno e $\sim 25\%$ elio) ed il restante $\sim 1\%$ di polvere. L'ISM risulta di rilevante importanza nello studio delle galassie poiché esso forma quello che viene chiamato il *galactic environment*, ambiente galattico, cioè l'ambiente dove le stelle di una galassia si formano ed evolvono. Le stelle si formano infatti dal collasso di nubi molecolari la cui massa supera il limite di Jeans (vedi sezione 1.1.3). Queste nubi sono classificabili secondo una classificazione ottica in tre tipi :

⁵Criterio presentato per la prima volta da Sir James Jeans nel 1902.

- *nubi scure* : bloccano la luce di fondo.
- *nubi riflettenti* : la nube diffonde la luce stellare di fondo.
- *nubi emettenti* : il gas riemette verso il rosso la luce stellare di fondo assorbita.

La materia delle nubi molecolari è formata dal gas primordiale (prevalentemente idrogeno) e da elementi più pesanti ($Ca^+, Ca^{++} \dots$) prodotti tramite nucleosintesi stellare e che arricchiscono il mezzo interstellare tramite venti stellari ed esplosioni di supernove. Il mezzo interstellare arricchito dagli elementi della nucleo-sintesi sarà a sua volta la base di partenza per la formazione di nuove stelle.

Sebbene l'ISM risulti essere distribuito in maniera molto irregolare tra le stelle, andando a formare una grande varietà di strutture (nubi, filamenti...), la polvere e il gas del mezzo interstellare risultano essere distribuiti nella galassia in un disco, come le stelle, spesso con un esponenziale declino della densità superficiale del mezzo con l'aumentare della distanza dal centro della galassia.

1.2.1 Polvere interstellare

La polvere (*dust*) risulta essere una componente fondamentale dell'ISM, poiché alla base di molti processi fisici che influenzano sia la formazione di gas molecolare (H_2) che l'osservazione astronomica. Essa risulta essere composta da grani solidi di dimensione dai 50\AA ai 10000\AA , formati principalmente da Fe, Si, C, H_2O e CO_2 . La polvere viene prodotta nell'atmosfera delle AGB star ('asymptotic giant branch'), dalle esplosioni di supernove e dalla condensazione dell'ISM diffuso. Il modello di struttura dei grani della polvere è quello di un nucleo metallico circondato da un materiale organico, cioè a base di carbonio, in grado di resistere alle alte temperature senza avviare reazioni chimiche con il materiale del nucleo.

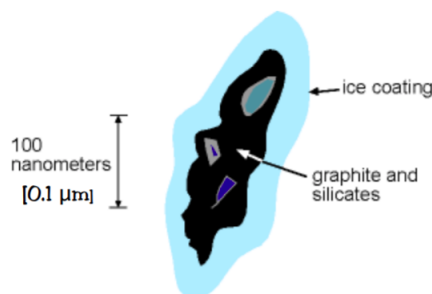


Figura 1.6: Modello grano di polvere; figura da on the absorption and emission properties of interstellar dust grains-Carlotta Gruppioni.

La polvere ha un ruolo chiave nello studio delle galassie poiché :

- La formazione dell'idrogeno molecolare, che risulta essere la materia prima per la formazione stellare e quindi un tracciante importante del tasso di produzione stellare della galassia, ha luogo sulla superficie dei grani della polvere.
- La polvere assorbe la radiazione in banda ultravioletta (UV) e in banda ottica, riemettendo in banda infrarossa (IR) alterando l'aspetto di una galassia.

Quest'ultimo fenomeno prende il nome di estinzione ed è la principale fonte di incertezza quando si devono calcolare per una galassia proprietà importanti come il tasso di formazione

stellare⁶, l'età o la metallicità. Difatti l'emissione della polvere dentro una galassia è alimentato principalmente da radiazioni relative a siti di recente formazione stellare, ma anche siti di popolazione stellare più evoluta. In ultimo, la polvere interstellare è anche scaldata, per alcune galassie, dalla radiazione prodotta da fenomeni di accrescimento gravitazionale attorno ai buchi neri supermassivi (vedi sezione 1.3).

Il fenomeno dell'estinzione si basa sul fatto che quando noi effettuiamo delle osservazioni astronomiche, la radiazione che ci arriva dalle stelle viaggia verso di noi attraversando il mezzo interstellare. La polvere assorbe la radiazione che viaggia verso di noi e la riemette con lunghezza d'onda spostata verso il rosso. L'equazione che descrive questo fenomeno è l'equazione del trasporto radiativo, che fornisce l'intensità della radiazione sorgente che passa attraverso un mezzo:

$$I_\nu = I_{\nu 0}e^{-\tau} + S_\nu(1 - e^{-\tau}) \quad (1.12)$$

dove il primo termine ($I_{\nu 0}e^{-\tau}$) indica l'assorbimento della sorgente quando attraversa il mezzo, mentre il secondo termine ($S_\nu(1 - e^{-\tau})$) indica come il mezzo riemette la radiazione assorbita e la riassorbe a sua volta. Per τ si intende la profondità ottica del mezzo. Essa si esprime integrando il prodotto della densità del mezzo per il coefficiente di assorbimento della radiazione (k_ν) lungo lo spessore s del mezzo attraversato:

$$\tau = \int_s k_\nu \rho ds \quad (1.13)$$

Per S_ν invece si intende la funzione sorgente, che viene definita dal rapporto fra il coefficiente di emissione per unità di massa (j_ν) e il prodotto del coefficiente di assorbimento per la densità del mezzo:

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{k_\nu \rho} \quad (1.14)$$

La funzione sorgente dipende da due grandi famiglie di processi di emissione:

- processi termici
 - **radiazione di corpo nero** (la radiazione emessa dalle stelle è approssimabile a quella di un corpo nero).
 - **radiazione di Bremsstrahlung, o di frenamento.** Questo tipo di radiazione si ha in un plasma ionizzato, dove gli elettroni liberi vengono frenati dall'attrazione columbiana con gli ioni e l'energia persa da questa interazione viene emessa sotto forma di radiazione.
- processi non termici
 - **radiazione di sincrotrone** emissione da parte di particelle cariche in un campo magnetico.
 - **radiazione di Compton** collisione tra fotone e particella.

Nel caso di sola radiazione di corpo nero, la funzione sorgente prenderà la forma dell'equazione di Planck per il corpo nero

$$S_\nu = B_{BB}(\nu) = \frac{2\pi h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} d\nu \quad (1.15)$$

⁶Per tasso di formazione stellare (SFR, 'Star Formation Rate') si identifica la quantità di materia che una galassia utilizza per produrre stelle in un certo lasso di tempo.

Nel caso non ci sia sorgente di *background*, l'equazione di trasporto radiativo diventa $I_\nu = S_\nu(1 - e^{-\tau})$, e possiamo distinguere due regimi differenti di emissione nel caso in cui lo spessore ottico sia piccolo (regime ottico sottile) o grande (regime ottico spesso) :

$$\begin{cases} \tau \gg 1 & I_\nu = S_\nu \text{ regime ottico spesso} \\ \tau \ll 1 & I_\nu = S_\nu \tau \text{ regime ottico sottile} \end{cases}$$

1.2.2 Gas Interstellare

Nel mezzo interstellare la massa del gas risulta essere fino a 100 volte superiore alla massa della polvere. Il gas nell'ISM si trova in diverse fasi, in particolare troviamo:

- **fase atomica**, caratterizzata da nubi HI con densità pari a $\sim 100 \text{ particelle/cm}^3$ e temperature intorno ai $\sim 100K$.
- **fase ionizzata**, regioni HII con densità pari a $\sim 0.1 \text{ particelle/cm}^3$ e temperature intorno ai $\sim 10^4K$.
- **fase molecolare**, caratterizzata da nubi molecolari giganti con densità pari a $\sim 10^3 \text{ particelle/cm}^3$ e temperature intorno ai $\sim 20K$.

L'idrogeno neutro (regioni HI) viene normalmente rilevato tramite l'utilizzo o dell'osservazione nell'UV, dove la riga più importante è la Lyman α , o tramite l'osservazione della riga di emissione a 21 cm. La riga Lyman α è causata dalla transizione energetica dal livello energetico fondamentale dell'atomo $n = 1$ allo stato $n = 2$ (corrispondente alla lunghezza d'onda di 1216 Å). Le condizioni nello spazio interstellare sono tali che praticamente tutti gli atomi di idrogeno sono nello stato fondamentale $n = 1$. Quindi la linea α di Lyman è una linea di forte assorbimento.

La riga di emissione a 21 cm è generata da una transizione della struttura iperfine dell'atomo, ovvero dal cambio di orientamento degli spin del protone e dell'elettrone dell'idrogeno neutro. Lo stato fondamentale risulta essere quello con gli spin dell'elettrone e del protone discordi, mentre lo stato eccitato quello con gli spin concordi.

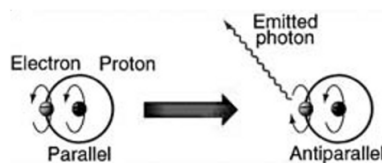


Figura 1.7: Transizione a 21 cm dell'idrogeno atomico; figura da astro.rug.nl-HI21CM.

La transizione dallo stato eccitato allo stato fondamentale causa l'emissione di un fotone a lunghezza d'onda 21 cm. Noi sappiamo che l'energia della transizione è data dalla formula:

$$\Delta E = E_{finale} - E_{iniziale} = h\nu = \frac{hc}{\lambda} \quad (1.16)$$

Dove λ è la lunghezza d'onda associata alla transizione. Dunque questa transizione sarà bassamente energetica, poiché la linea di emissione a 21 cm è nelle onde radio. Questa transizione risulta inoltre avere una probabilità molto bassa, difatti in media l'idrogeno neutro ha questa transizione ogni 10^7 yr . Dunque questa transizione risulta impossibile da osservare in laboratorio, ma è invece facilmente osservabile nell'Universo poiché il quantitativo di idrogeno nel mezzo interstellare è estremamente alto.

In prossimità di stelle calde di tipo OB si rileva la presenza di idrogeno ionizzato (regioni HII), questo perché le stelle OB hanno una forte emissione nell'ultravioletto e possono mantenere fotoionizzati gli atomi di idrogeno. Difatti l'energia per estrarre l'elettrone dall'atomo di idrogeno neutro è pari a $-13.6eV$, cioè è necessario, secondo l'equazione 1.16, una lunghezza d'onda inferiore ai 912\AA . La rilevazione dell'idrogeno ionizzato avviene grazie all'emissione dovuta alla ricombinazione a cui l'idrogeno va incontro, emettendo principalmente nelle righe della serie di Balmer, ovvero nel visibile.

I tempi di fotoionizzazione, $H + \gamma \rightarrow H^+ + e^-$, risultano relativamente brevi, pochi mesi, mentre i tempi tipici di ricombinazione, $H^+ + e^- \rightarrow H + \gamma$, sono di centinaia di anni.

Infine nel gas del mezzo interstellare è presente anche una fase molecolare, risultando particolarmente abbondanti le molecole di H_2 e CO . Risulta possibile osservare la presenza di una fase molecolare grazie a transizioni molecolari tra livelli vibrazionali e rotazionali, le quali emettono in sub-millimetrico e millimetrico, poiché l'ordine di grandezza dei livelli energetici vibrazionali e rotazionali delle molecole è rispettivamente $10^{-2}eV$ e $10^{-4}eV$. L'osservazione dell'abbondanza dell'idrogeno molecolare assume un ruolo chiave per quanto riguarda la determinazione del tasso di formazione stellare di una galassia, poiché le stelle incominciano a formarsi dalla condensazioni di nubi contenente idrogeno molecolare formatosi precedentemente dall'idrogeno neutro. Tuttavia l'idrogeno molecolare può essere tracciato solo attraverso approcci indiretti. Questo perché non possiede un momento di dipolo permanente e le temperature nelle nubi molecolari (GMC, giant molecular clouds) sono troppo basse, intorno ai 15-25 K, per eccitare il momento di quadrupolo e permettere quindi di osservare una transizione. Le linee di emissioni del CO risultano essere le più semplici tracciatrici di H_2 nella galassia. Difatti CO risulta possedere linee di emissione relativamente luminose e la sua efficacia come tracciante è stata confermata dalla comparazione sperimentale con l'emissione di H_2 effettuata in laboratorio.

1.3 Nuclei galattici attivi

Con il termine nuclei galattici attivi (AGN, 'active galactic nuclei') intendiamo i nuclei delle galassie che emettono radiazione che è principalmente frutto dell'accrescimento di materia sul buco nero supermassiccio ($> 10^8 M_\odot$) che si trova nel centro delle galassie. Difatti quando la materia cade verso il buco nero per azione della gravità, il suo momento angolare derivante dalla conversione dell'energia potenziale persa cadendo verso il centro in energia cinetica, porta alla formazione di un disco di accrescimento attorno al buco nero. L'attrito che subisce la materia nel disco di accrescimento causa il riscaldamento della materia stessa che passa in uno stato di plasma, dove le particelle cariche in movimento vanno a generare un campo magnetico di una certa intensità. Ciò porta il materiale presente nel disco di accrescimento ad emettere grandi quantità di radiazione di sincrotrone e di radiazione termica.

Una classe importante di AGN sono i quasar, nuclei galattici attivi estremamente luminosi, tali da nascondere l'intera galassia da cui sono ospitati. Il quasar più luminoso, rivelato fino ad ora, è APM 08279+5255, con magnitudine assoluta nel visibile -32.2 , corrispondente a circa $6.5 \times 10^{14} L_\odot$.

Quando si studia una galassia è importante verificare la presenza di un AGN, poiché se questo emette con una certa intensità può disturbare in modo considerevole la presa dati per la galassia in esame.

Lo spettro di emissione di un AGN presenta due componenti principali. Una a frequen-

ze radio, infrarosse e ottiche che risulta essere di tipo principalmente non termico di tipo sincrotrone; una ad alte energie, raggi X e gamma, interpretabile come radiazione termica di tipo Compton e Compton inverso.

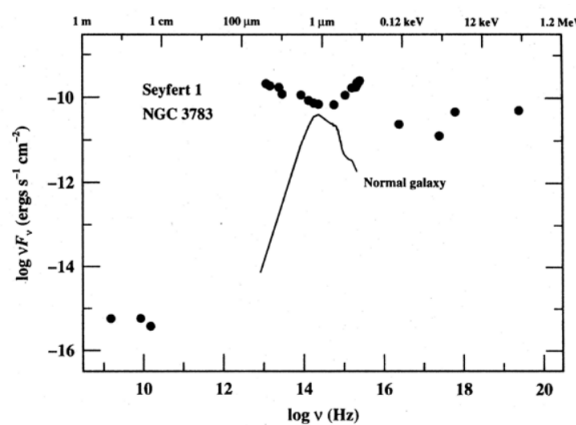


Figura 1.8: Spettro di emissione di NGC 3784, il cui AGN è della classe dei quasar, confrontato con lo spettro di una galassia normale di classe S_{bc} ; figura da Clues on the physics of AGN through X-ray spectral, temporal and polarimetric analysis-Elias S. Kammoun.

Non tutte le galassie ospitano un AGN, in particolare nell'Universo locale solo il 10% delle galassie ne ospita uno. Per questo si ipotizza che la presenza di un nucleo attivo in una galassia rappresenti solo un fenomeno transitorio nella vita di una galassia. Lo spettro di emissione degli AGN può presentare linee di emissione larghe ($\Delta v \sim 10^4 \text{ km/s}$) o linee di emissione strette ($\Delta v < 1000 \text{ km/s}$). A seconda del tipo di spettro che presentano, gli AGN si classificano in :

- **tipo I** : con linee di emissione larghe e strette.
- **tipo II** : con solo linee di emissione strette.

L'interpretazione di questi tipi differenti di linee di emissione è che esse derivino da l'emissione da due regioni con caratteristiche fisiche differenti. In particolare le linee di emissione larghe sarebbero originate dall'emissione di materia nel disco di accrescimento ad alta densità e ad alta velocità, mentre le linee di emissione strette sarebbero originate da materiale a bassa densità e bassa velocità.

Capitolo 2

Relazioni di scala

In astrofisica con il termine relazioni di scala intendiamo quelle relazioni che descrivono degli andamenti che si osservano tra importanti grandezze fisiche, quali ad esempio massa e luminosità, in oggetti astronomici come stelle, buchi neri, galassie e ammassi di galassie.

In termini matematici, con relazione di scala indichiamo una relazione tra due variabili x e y collegate tra loro da una funzione f :

$$y = f(x, \Theta) \quad (2.1)$$

dove per Θ intendiamo un qualsiasi parametro associato alla relazione.

Le relazioni di scala sono molto importanti nello studio dei corpi celesti, essendo un potente strumento per comprendere le dipendenze fra le grandezze fisiche e poter di conseguenza testare le teorie relative alla formazione ed evoluzione dei corpi celesti. Un esempio di relazione di scala importante che ha giocato un ruolo chiave nello studio della formazione ed evoluzione delle stelle è la *Main Sequence*.

Per *Main Sequence* si intende una banda continua di stelle che si dispone in modo all'incirca diagonale nel diagramma di Hertzsprung-Russell¹, il quale mette in relazione la temperatura superficiale di una stella con la sua luminosità.

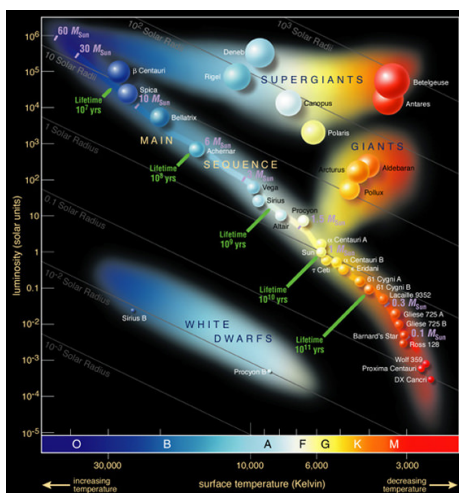


Figura 2.1: Diagramma di Hertzsprung-Russel; figura da Karttunen et. al. (2006) *Fundamental Astronomy* - Springer.

¹Il diagramma Hertzsprung-Russell (dal nome dei due astronomi, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell, che verso il 1910 lo idearono) mette in relazione la temperatura efficace (riportata in ascissa) e la luminosità (riportata in ordinata) delle stelle.

Una stella si forma dal collasso di una nube molecolare di idrogeno. A seguito del collasso, l'energia gravitazionale è convertita in energia termica. Quando all'interno di una stella si raggiungono temperature dell'ordine di $10^7 K$, allora iniziano le reazioni nucleari di fusione dell'idrogeno. Durante la fase di vita di fusione dell'idrogeno, con la bruciatura dell'idrogeno nelle catene protone-protone, la stella si pone all'interno della *Main Sequence* in una posizione determinata principalmente dalla sua massa e da altri fattori, quali la composizione chimica della stella stessa. Avremo dunque la seguente relazione valida per le stelle in tale fase:

$$L \propto M^\alpha ; \alpha \sim 3 \quad (2.2)$$

che indica come le stelle, durante la fusione dell'idrogeno, più sono massive più sono luminose. Attraverso poi l'uso della scala temporale nucleare, corrispondente al tempo che la stella impiega a consumare tutta l'energia nucleare disponibile, possiamo ricavarci il tempo medio di vita della stella nella *Main Sequence*, cioè il tempo necessario alla stella per bruciare il suo core d'idrogeno. La scala di tempo nucleare è definita da:

$$t_{nuclear} = \frac{\varepsilon M c^2}{L} \quad (2.3)$$

dove per ε si intende l'efficienza delle reazioni nucleari². Confrontando dunque queste due equazioni otterremo il tempo che una stella passa nella main sequence nell'arco della sua esistenza:

$$t_{main-s} \propto M^{1-\alpha} \propto M^{-2} \quad (2.4)$$

si trova dunque che una stella passa più tempo della sua vita lungo la sequenza principale più la sua massa è ridotta. Valori tipici per t_{main-s} sono dell'ordine di $10^{10} yr$ per una stella di $1M_\odot$ e di $3 \cdot 10^7 yr$ per una stella massiva dell'ordine di $10M_\odot$.

Nel lavoro qui esposto, basato sullo studio di una galassia a spirale, si porrà maggiore attenzione a quelle che sono le relazioni di scala nelle galassie, attraverso quali data-set vengono studiate e di che tipo di dati si può disporre nello studio di una galassia esterna al gruppo locale.

2.1 Relazioni di scala: Galassie

Per quanto riguarda le relazioni di scala per le galassie abbiamo sia relazioni di scala globali che a piccola scala. Quelle globali mettono in relazione un gran numero di galassie e quindi risultano importanti nel capire quello che è il comportamento generale delle galassie. Invece, tramite le relazioni a piccola scala, si studia il comportamento della singola galassia andando ad esplorare le proprietà del singolo oggetto. Difatti ogni singola galassia studiata da vicino ad alta risoluzione, studio possibile grazie ai telescopi moderni, ha a sua volta delle proprietà a se stanti, e ciò è dovuto all'inevitabile diversità tra le galassie anche dello stesso tipo.

Sia le galassie ellittiche sia quelle spirali sono caratterizzate da relazioni di scala largamente studiate e confermate. Alcuni esempi di importanti relazioni di scala per quanto riguarda le galassie ellittiche sono:

- *relazione di Faber-Jackson*³ : mostra una forte correlazione tra la massa e la luminosità della galassia, mostrando che più una galassia è massiva più è luminosa.

²Tale efficienza è legata al difetto di massa che si ha nella conversione da H a H_e nella fusione dell'idrogeno.

³Relazione presentata nel 1976 dagli astronomi Sandra Moore Faber e Robert Earl Jackson.

- *relazione massa-metallicità* : mostra una forte correlazione tra la massa della galassia e la metallicità della stessa, mostrando che le galassie più massive conservano meglio i metalli prodotti al loro interno rispetto alle galassie di piccola massa.

Tra le galassie a spirale troviamo un'importante relazione di scala, ovvero la relazione di *Tully-Fisher*⁴. Questa relazione di scala mette in correlazione la massa della galassia con la sua velocità di rotazione, la quale è stimata utilizzando lo spostamento delle righe spettrali a causa del movimento della materia (gas o stelle) che emette radiazione (Effetto Doppler, vedi sezione 1.1.2).

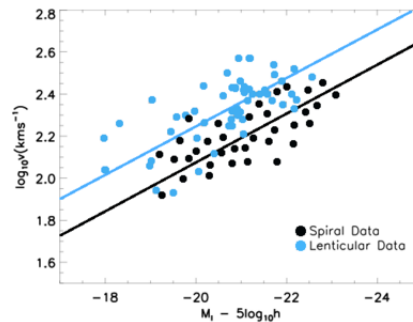


Figura 2.2: Relazione di Tully-Fisher; figura da en.wikipedia.org-Tully Fisher relation.

Altre due relazioni di scala importanti nello studio delle galassie risultano essere la legge del profilo di Sérsic e la legge di Kennicutt-Schmidt, le quali verranno trattate in modo approfondito nelle sezioni successive (vedi sezione 2.1.1 e 2.1.2).

Nello studio delle galassie i dati provenienti dalle osservazioni astronomiche attraverso l'uso di telescopi terrestri e spaziali ci arrivano sotto forma di flussi integrati, ossia sono relativi all'intera galassia e la loro emissione viene da differenti fonti. Si riesce a distinguere la radiazione che proviene dai singoli oggetti astronomici contenuti nelle galassie, come ad esempio le stelle, il gas e la polvere, solo nel limite del cosiddetto Gruppo Locale⁵, un gruppo di 70 galassie tra cui è inclusa la Via Lattea.

Fra le sorgenti di radiazione di una galassia possiamo trovare:

- **Stelle:** emettono dall'UV, in particolare le stelle più giovani e massive, fino al medio infrarosso (*mid infrared*, MIR), dove emettono le stelle più vecchie e meno massive. Tale tipo di emissione è termica, ha uno spettro continuo ed è approssimabile con un corpo nero.
- **Gas:** può trovarsi sia a livello molecolare, neutro o ionizzato. Può dare origine ad emissioni in riga (dovuta a transizioni elettroniche o roto-vibrazionali) ma anche in continuo, come nel caso di un gas caldo che emette per Bremsstrahlung.
- **Polvere:** che emette principalmente nell'infrarosso. Tale tipo di emissione è termica, ha uno spettro continuo ed è approssimabile con un corpo grigio⁶.

⁴Relazione presentata nel 1977 dagli astronomi Richard Brent Tully e James Richard Fisher.

⁵Gruppo Locale è il nome dato al gruppo di galassie di cui fa parte la nostra galassia: la Via Lattea. Esso comprende più di 70 galassie, per la maggior parte di piccole dimensioni, e le due galassie più grandi facenti parte del gruppo sono la Via Lattea e Andromeda. Il gruppo ha un diametro di circa 3, $1Mpc$ e massa totale stimata di $1.29 \cdot 10^{12} M_{\odot}$.

⁶Si definisce corpo grigio un corpo in equilibrio termico la cui emissività è inferiore a quella unitaria (attribuita al corpo nero) ed indipendente dalla frequenza.

- **AGN**: i quali emettono dai raggi gamma fino alle onde radio. Nel caso in cui l'intensità dell'emissione dell'AGN sia alta (vedasi le Quasar) il loro spettro di emissione può diventare dominante nello spettro integrato dell'intera galassia ospite. L'emissione degli AGN si origina da varie componenti dell'AGN stesso (disco di accrescimento, getti radio, corona di gas caldo). Fatta eccezione per l'emissione del disco che è di origine termica, le restanti emissioni sono non termiche e dovute a processi quali il sincrotrone o il Compton-inverso.

Dunque nello studio delle galassie e delle relazioni di scala associate ad esse è necessario avere ben chiaro da che sorgenti di radiazione provengono i flussi che rileviamo tramite i telescopi.

Oggi è possibile studiare le relazioni di scala sia per grandi campioni di galassie sia per singole galassie ad alta risoluzione spaziale rendendo possibile, in questo ultimo caso, una caratterizzazione della distribuzione radiale delle varie proprietà galattiche (come si può notare nel lavoro di Casasola et al. 2017). La possibilità di studiare con tale dettaglio campioni di galassie è dovuto allo sviluppo di telescopi da terra e satelliti dallo spazio che, dotati di grandi specchi, permettono di ottenere sia una grande superficie di raccolta dei fotoni (e quindi di avere alte sensibilità), sia di avere alta risoluzione spaziale (vedi sezione 3.1). Tali strumenti vengono utilizzati per raccogliere dei data-set di una data popolazione di oggetti astrofisici e poterne quindi comprendere la fisica e l'evoluzione. Un esempio di tali data-set è 'DustPedia', disponibile per l'intera comunità scientifica, che verrà descritto in sezione 2.2.

2.1.1 Legge di Sérsic

La legge di Sérsic⁷ è una relazione di scala che descrive come l'intensità I di una galassia sia collegata alla distanza R dal centro della galassia stessa. Essa è una generalizzazione della legge di De Vaucouleurs⁸, quest'ultima valida solo per le galassie ellittiche, mentre la legge di Sérsic aggiunge un parametro che assume valori diversi a seconda del tipo di galassia in esame. Il fatto che questo parametro assuma dei valori specifici a seconda del tipo morfologico della galassia permette di mettere in correlazione galassie diverse.

In generale la parametrizzazione delle galassie risulta importante, poiché permette studi comparativi che portino ad avere una visione più profonda per quanto riguarda la formazione e l'evoluzione delle galassie.

Il profilo di Sérsic ha il seguente andamento:

$$\ln I(R) = \ln I_0 - kR^{\frac{1}{n}} \quad (2.5)$$

dove per I_0 si intende la brillantezza della galassia per raggio $R = 0$ e k è una costante. Il parametro n è l'indice di Sérsic e controlla il grado di curvatura del profilo di Sérsic per la galassia in esame, come è possibile osservare in *Fig. 2.3*.

⁷Relazione pubblicata nel 1963 da José Luis Sérsic.

⁸Relazione pubblicata nel 1948 da Gérard De Vaucouleurs.

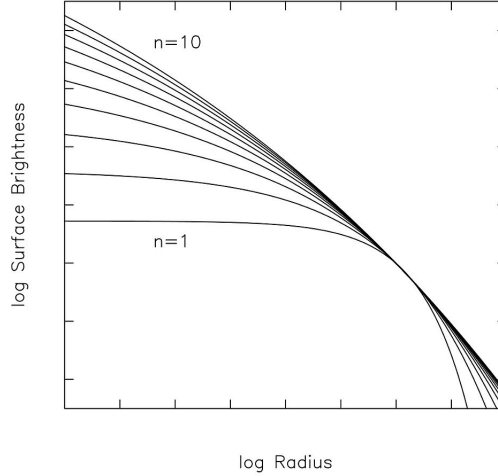


Figura 2.3: Esempi di profili di Sérsic per diversi valori del parametro n ; figura da en.wikipedia.org-Sersic profile.

Tuttavia risulta più diffuso esprimere la relazione di Sérsic utilizzando come parametri il raggio di metà-luminosità della galassia, R_e , e la brillantezza della galassia in corrispondenza di questa distanza, I_e . In questo modo l'andamento dei profili di Sérsic assume la forma:

$$I(R) = I_e \exp\left\{-b_n \left[\left(\frac{R}{R_e}\right)^{\frac{1}{n}} - 1\right]\right\} \quad (2.6)$$

dove b_n è una costante che dipende dall'indice n .

La maggior parte degli andamenti di brillantezza radiale delle galassie sono ben descritte dal profilo di Sérsic con un indice n associato che assume valori $0.5 < n < 10$. Poiché all'aumentare del valore di n , come visibile in *Fig. 2.3*, la curva di brillantezza radiale tende ad aumentare di altezza, il valore di questo parametro sarà collegato alla dimensione e alla luminosità complessiva della galassia. Si tenderà quindi ad avere un valore di best-fit di n grande in una galassia di grandi dimensioni e molto luminosa.

Per valori di $n \simeq 4$ otterremo il già citato profilo di De Vaucouleurs, che risulta essere una buona approssimazione per quanto riguarda la descrizione dei profili di luminosità delle galassie ellittiche giganti:

$$I(R) \propto \exp(-kR^{\frac{1}{4}}) \quad (2.7)$$

Per valori invece di $n \simeq 1$ si ottiene un profilo esponenziale che descrive in buona approssimazione i profili di luminosità delle galassie a spirale e delle galassie ellittiche nane⁹.

$$I(R) \propto \exp(-kR) \quad (2.8)$$

Il parametro di Sérsic è utilizzato in alcuni algoritmi per la classificazione di galassie lontane utilizzando la sequenza di Hubble. Inoltre è stato osservato che l'indice di Sérsic, oltre a dipendere dalla morfologia della galassia, dipende anche dalla massa dei buchi neri supermassicci che si trovano al centro delle galassie.

⁹Per galassia nana si intende una galassia di piccole dimensioni che orbita normalmente intorno ad una galassia molto più grande. Sono oggetti poco luminosi e vengono classificati nella sequenza di Hubble dal prefisso d (*Dwarf*, nano in inglese).

2.1.2 Legge di Kennicutt-Schmidt

La legge di Kennicutt-Schmidt (*KS law*) è una legge empirica che mette in relazione la densità superficiale del gas di una galassia con la densità del tasso di formazione stellare della galassia stessa. Questa relazione gioca un ruolo chiave nel comprendere quanto una determinata galassia sia efficiente nel trasformare il proprio contenuto di gas in stelle. La legge di KS fornisce anche importanti vincoli osservativi ai modelli e alle simulazioni sulla formazione ed evoluzione delle galassie. Tuttavia, i processi responsabili della conversione del gas in stelle in diversi ambienti galattici risultano ancora poco compresi.

Schmidt nel 1959 suggerisce che il tasso di formazione stellare sia strettamente collegato al quantitativo di gas presente nella galassia secondo la relazione:

$$\sum_{SFR} = A(\sum_{gas})^N \quad (2.9)$$

dove per \sum_{SFR} si intende la densità superficiale di SFR mentre per \sum_{gas} si intende la densità superficiale del gas. A è una costante di normalizzazione e indica quanto è efficiente il processo che regola la trasformazione del gas in stelle, mentre N è un indice di potenza. Il gas preso in esame nel termine \sum_{gas} può essere atomico (HI), molecolare (H_2), oppure entrambi ($HI+H_2$).

Per quanto riguarda il tracciamento del gas nella fase atomica, ci si affida alla linea di emissione a 21cm, come già illustrato nel capitolo 1.2.2. L'idrogeno molecolare invece non può essere tracciato direttamente, come già illustrato nel capitolo 1.2.2, ma si utilizzano le linee di emissione del monossido di carbonio. In particolare spesso si utilizzano le linee di emissione CO(1-0) o CO(2-1) e, più raramente utilizzata, la linea di emissione CO(3-2). Per quanto riguarda la correlazione tra gas e SFR c'è oggi una chiara evidenza che il gas molecolare sia ben collegato ai traccianti di SFR per diversi ordini di grandezza, soprattutto in regioni dove il gas molecolare è predominante rispetto al gas atomico. Questo perché le nubi molecolari giganti sono le maggiori riserve di gas molecolare e sono anche i siti di maggior SF nella Via Lattea e nelle altre galassie. Le proprietà di queste nubi, come densità e temperatura, definiscono infatti le condizioni iniziali per il collasso protostellare secondo la massa di Jeans.

La mancanza invece di una evidente correlazione tra SF ed il gas atomico offre evidenze circostanziali che il processo di formazione stellare sia fortemente legato alla riserva di gas molecolare presente in una determinata zona della galassia, anche quando nella zona in esame il gas atomico domina su quello molecolare.

La stima della SFR avviene attraverso l'uso di diversi traccianti, ciascuno con delle peculiarità tali da fornire la SF di una galassia per scale temporali differenti. Tra i traccianti più importanti abbiamo:

- **traccianti ottici: colori integrati**

lo spettro integrato di una galassia contiene i contributi di luminosità di tutti i tipi di stelle. Si può mostrare che i principali contributi nello spettro visibile sono dati da stelle di tipo intermedio della *Main Sequence* (stella dal tipo A al tipo F e le giganti G-K). Dunque per una galassia normale si può utilizzare l'indice di colore per dare una stima della frazione di giovani stelle e una media della SFR negli ultimi $10^8 - 10^9$ yr.

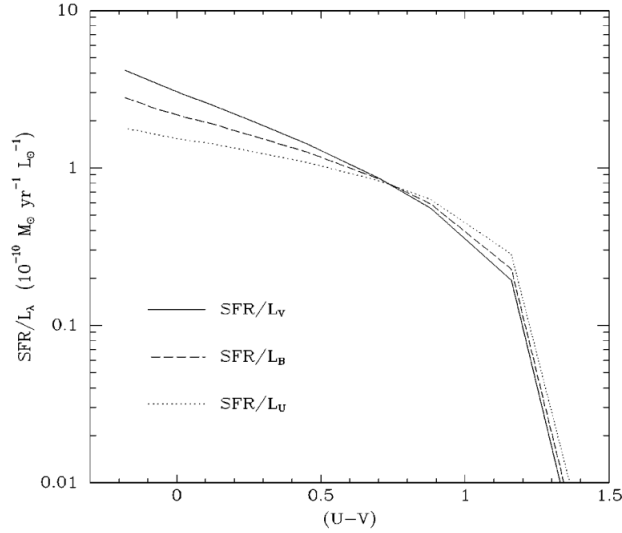


Figura 2.4: Relazione tra SFR per unità di luminosità monocromatica (U,B,V) e indice di colore U-V; figura da Kennicutt et al.(1998).

- **traccianti ottici: H_α**
riga di emissione dell'idrogeno, 6562.81 Å, traccia il gas ionizzato dalle stelle massive ($> 10 M_\odot$) in una scala temporale minore di 20 Myr.
- **traccianti ultravioletti: FUV**
l'emissione nel continuo FUV è dovuto a popolazioni stellari relativamente giovani. La lunghezza d'onda ottimale da usare come tracciante di SF è compresa nell'intervallo 1250 Å e 2500 Å; e copre una scala temporale di $\sim 100 \text{ Myr}$.
- **traccianti infrarossi: MIR 24 μm**
traccia la radiazione di stelle appena formate (pochi Myr), in particolare associazioni stellari OB incorporate con la nube di gas molecolare progenitore. Nonostante gli ammassi di stelle emergano dalle corrispondenti nubi progenitrici in meno di 1 Myr, esse rimangono associate con la nube stessa per un tempo scala più lungo (10 \sim 30 Myr), tempo a cui si associa l'emissione a 24 μm .

I traccianti ottici di SFR spesso soffrono dell'estinzione dovuta alla presenza di polvere (vedi sezione 1.2.1), che ricordiamo essere particolarmente rilevante verso il FUV. Inoltre l'estinzione può variare in maniera significativa al variare del punto di osservazione nella galassia.

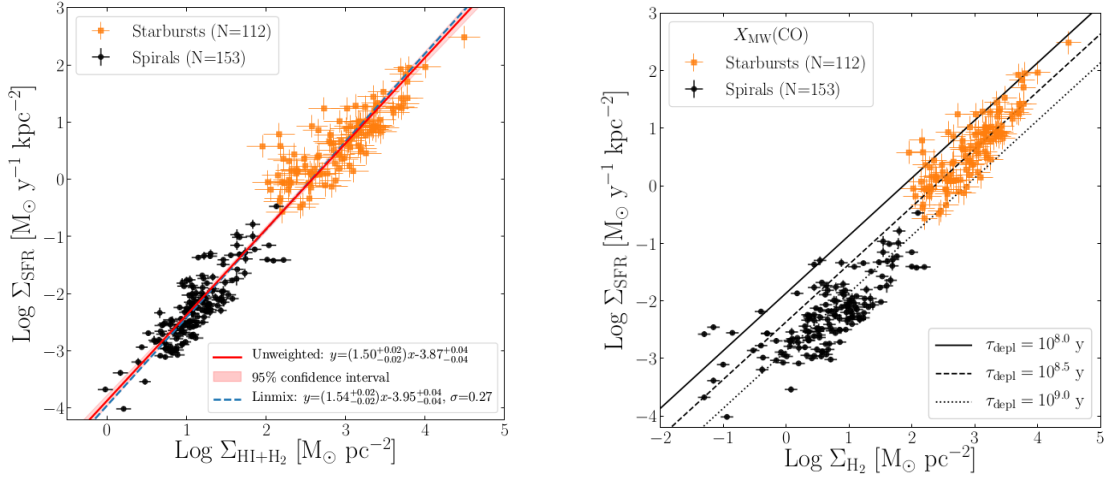
Per correggere l'errore dato dall'estinzione sono stati proposti dei traccianti composti di SFR. Un esempio di tracciante composto è quello proposto da Calzetti et al. (2005) in cui il numero di fotoni di ionizzazione, tracciati da H_α , viene corretto aggiungendo una componente dall'osservazione a 24 μm . Un altro esempio di tracciante composto è stato proposto da Leroy et al. (2008), in cui viene corretta l'attenuazione dovuta alla polvere per il tracciante in FUV utilizzando una componente dall'osservazione a 24 μm .

Kennicutt et al.(1998) osservò la correlazione tra densità di gas superficiale e densità superficiale di SFR per un campione di oltre 100 galassie, trovando che sia le galassie con SFR normale sia galassie di SFR elevata (*starburst galaxies*) seguono la relazione di Schmidt (Eq. 2.9) con un indice di potenza $N \approx 1.4$.

Studi svolti sulla legge di K-S nell'ultimo decennio hanno trovato un ampio intervallo di valori per l'indice di potenza N , tra 0.6 e 3. Questo intervallo di valori di N potrebbe essere causato da proprietà intrinseche alle galassie stesse, suggerendo l'esistenza di diverse leggi

regolanti la SF. Questa variabilità potrebbe anche essere causata dalla scala fisica adottata, dalla scelta del tracciante per il gas e per la SFR, ma anche dal tipo di galassia in esame e altri fattori. In particolare, i differenti traccianti di SFR hanno, come si è già visto, differenti scale temporali associate, dunque la storia di SF della specifica galassia gioca un ruolo nel determinare il risultato della misura. Infine è anche possibile che la variabilità sia causata dall'ambiente galattico stesso, portando dunque a supporre che in realtà non esista una relazione universale per la SF.

Qui sotto riportiamo alcuni risultati dal recente lavoro di revisione sulla legge di KS pubblicato in Kennicutt et al. (2021).



(a) *Relazione tra densità superficiale di SFR e densità superficiale di gas totale (atomico più molecolare).*

(b) *Relazione tra densità superficiale di SFR e densità superficiale di gas totale con fit a differenti valori di tempo di esaurimento del gas molecolare.*

Figura 2.5: Legge di Kennicutt-Schmidt; figura da Kennicutt et al.(2021).

Oltre all'indice N , nella relazione di K-S gioca un ruolo importante nello studio della SF il tempo di esaurimento del gas molecolare, definito come:

$$\tau_{\text{depletion}} = \frac{\sum_{\text{gas}}}{\sum_{\text{SFR}}} \quad (2.10)$$

questo parametro indica il tempo necessario, dato il valore di SFR misurato per la galassia, per consumare l'esistente riserva di gas molecolare della galassia in esame.

2.2 DustPedia data-set

‘DustPedia’ è un progetto finanziato dall’Unione europea dall’1 novembre 2014 fino al 31 ottobre 2018, per un budget totale di circa 3 milioni di euro¹⁰. Questo progetto nasce a seguito di altri due importanti progetti finanziati dall’agenzia spaziale europea (ESA, ‘European Space Agency’), ovvero le missioni Herschel e Planck, telescopi lanciati nello spazio nel 14 maggio 2009 che hanno terminato la loro attività osservativa nel 2013.

Durante i quattro anni di operatività della missione Herschel, il satellite ha collezionato radiazione dal far-infrared (FIR) fino al sub-millimetrico (sub-mm) di alcuni dei più freddi e distanti oggetti dell’Universo. Il telescopio Planck invece è stato lanciato con lo scopo di studiare la radiazione cosmica di fondo, ovvero quella radiazione che ci arriva direttamente dalle prime fasi dell’Universo dopo il Big Bang.

Alla fine di queste missioni, il gran quantitativo di dati raccolti da Herschel e Planck ha dato l’occasione di studiare la polvere cosmica nell’Universo locale, dando la possibilità di poter cercare risposte per quanto riguarda questioni ancora aperte quali l’origine degli elementi chimici, i processi fisici che avvengono nell’ISM, gli effetti della polvere sull’emissione stellare e la sua relazione con la formazione stellare di una galassia.

Da qui nasce il progetto DustPedia¹¹, un archivio di dati sull’emissione, per gran parte dello spettro magnetico, di 875 galassie vicine.

Questo è l’archivio utilizzato in questo lavoro di tesi per l’analisi della galassia NGC 5457.

¹⁰<https://cordis.europa.eu/project/id/606847> progetto europeo DustPedia.

¹¹<http://dustpedia.astro.noa.gr/> DustPedia archive.

Capitolo 3

Studio di una galassia a spirale: NGC 5457

La galassia NGC 5457, o galassia Girandola, è una galassia a spirale di tipo SAB(rs)cd situata nella costellazione dell'Orsa Maggiore. La galassia fu scoperta nel 1781 da Pierre Méchain¹ e Charles Messier² la incluse nel catalogo astronomico Messier³ dove è indicata con il nome di Messier 101. In *Fig .3.1* viene mostrata la galassia NGC 5457 in cui possiamo apprezzare la sua struttura a spirale.

Tabella 3.1: Valori caratteristici di NGC 5457.

costellazione	Orsa maggiore
ascensione retta	$14^h 03^m 12.5441^s$
declinazione	$+54^d 20^m 56.220^s$
redshift	0.00080 ± 0.00001
velocità radiale eliocentrica	$241.033170 \pm 2.098548 \text{ km/s}$
distanza da legge di Hubble (GSR)	$5.34 \pm 0.40 \text{ Mpc}$
magnitudine apparente (in banda ottica)	7.86
diametro	52 kpc (1440'')
angolo d'inclinazione	18.0 deg
rapporto semiassi b/a	0.95

Riferimenti: Questi dati sono stati presi dal catalogo NED (NASA/IPAC Extragalactic Database <https://ned.ipac.caltech.edu/>) e da Casasola et al.(2017).

NGC 5457 è una galassia relativamente grande, considerato che la Via Lattea è, assieme alla galassia di Andromeda (M 31), la più grande del gruppo locale con un diametro di 30 kpc. Essa ha un disco di massa dell'ordine di $10^{11} M_{\odot}$, con un piccolo *bulge* centrale dell'ordine di $3 \cdot 10^9 M_{\odot}$. NGC 5457 ha un'alta concentrazione di regioni HII, regioni che di solito si accompagnano ad enormi nubi di gas di idrogeno molecolare ad alte densità. Le regioni HII vengono ionizzate da un numero elevato di stelle giovani estremamente calde e luminose di tipo OB, in particolare quelle nella galassia NGC 5457 sono in grado di creare superbolle calde di idrogeno ionico.

NGC 5457 è leggermente asimmetrica a causa delle forze di interazione a cui è sottoposta

¹Pierre François André Méchain (16 agosto 1744 – 20 settembre 1804) è stato un astronomo e geodeta francese.

²Charles Messier (6 giugno 1730 – 12 aprile 1817) è stato un astronomo francese.

³Il catalogo Messier è una catalogazione di 110 oggetti astronomici, ideata da Charles Messier, la cui versione finale fu pubblicata nel 1781.

con le sue galassie compagne. Queste interazioni gravitazionali inoltre comprimono il gas interstellare, innescando una forte attività di formazione stellare nei bracci a spirale della galassia.



Figura 3.1: Immagine NGC 5457 ottenuta con il telescopio Hubble; figura da en.wikipedia.org-Pinwheel Galaxy.

3.1 Mappe astronomiche

Per lo studio di NGC 5457 ho utilizzato i dati presenti nel database DustPedia, che raccoglie in formato fits⁴ le osservazioni della galassia a lunghezze d'onda differenti. L'osservazione dei flussi integrati della galassia a lunghezze d'onda differenti fornisce informazioni fisiche differenti. In particolare ho utilizzato le seguenti immagini:

- **FUV** ('far ultraviolet'), $152.8nm$
- **ottico**, $748nm$
- **NIR** ('near infrared'), $3.6\mu m$
- **MIR** ('middle infrared'), $22\mu m$
- **IR:**
 - $70\mu m$
 - $100\mu m$
 - $160\mu m$
 - $250\mu m$
 - $350\mu m$
 - $500\mu m$

In particolare le immagini IR sono state utilizzate per il calcolo della temperatura media di emissione della polvere nella galassia, poiché ogni mappa IR traccia una differente temperatura di emissione della polvere interstellare.

E' stata utilizzata anche una mappa di idrogeno molecolare tracciato dalla riga di emissione del monossido di carbonio CO(2-1), ottenuta grazie ad osservazioni con il radiotelescopio

⁴FITS (dall'inglese Flexible Image Transport System ovvero: Sistema di trasporto delle immagini flessibile) è un formato di file aperto usato per le immagini scientifiche e altre immagini.

IRAM 30-m⁵. La mappa fa parte della campagna osservativa (survey) HERACLES⁶, *HERA CO-Line Extragalactic Survey*, che usa il radiotelescopio ad antenna singola IRAM 30-m per mappare le emissioni di CO da 48 galassie vicine.

Raccogliamo in *Tab. 3.2* le principali proprietà della mappe utilizzate in questa Tesi e della corrispondente proprietà fisica tracciata da ogni mappa.

⁵IRAM 30-m è un radiotelescopio ad antenna singola situato in Spagna nella catena della Sierra Nevada gestito dall' IRAM ('institut de Radioastronomie Millimétrique').

⁶Progetto HERACLES, <https://www2.mpia-hd.mpg.de/HERACLES/Overview.html>.

Tabella 3.2: Alcune lunghezze d'onda analizzate e descrizione di cosa tracciano^a.

telescopio	lunghezza d'onda	FWHM (full width at half maximum)	dimensione pixel	descrizione
		[^o]	[^o]	
GALEX-FUV	1528 Å	4.0-4.5	3.2	Tracciate di stelle giovani. Per le galassie spirali, come NGC 5457, ed irregolari si utilizza anche come tracciate di SFR, assieme all'emissione a 22 o 24 μm (si veda sezione 2.1.2).
SDSS-i	7480 Å	1.2	0.45	Tracciate dell'emissione ottica stellare e della massa stellare della galassia.
Spitzer-IRAC	3.6 μm	1.7	0.75	Tracciate di stelle più "vecchie" per le galassie e della corrispondente massa stellare. Si utilizza come tracciate della distribuzione di massa stellare.
WISE-W4	22 μm	11.8	1.375	Termine di correzione dell'estinzione da polvere nella stima della SFR composta FUV+22 μm (si veda sezione 2.1.2).
Herschel-PACS	70 μm	6	2	Tracciate di massa della componente calda di polvere.
Herschel-SPIRE	500 μm	36	12	Tracciate di massa della componente fredda di polvere.
IRAM 30-m	CO(2-1)	13.4	2	Tracciate di idrogeno molecolare.

(a) il materiale qui presente è riportato dagli header delle immagini fits analizzate per NGC 5457.

Le mappe IR tracciano diverse temperature della polvere, andando da polvere calda a polvere fredda per lunghezze d'onda crescenti, come riportato anche in *Tab. 3.2*.

Tabella 3.3: Mappe IR utilizzate per ricavare temperatura di emissione media della polvere.

strumento	lunghezza d'onda λ	FWHM ["]	dimensione pixel ["]
Herschel-PACS	70 μm	6	2
Herschel-PACS	100 μm	8	3
Herschel-PACS	160 μm	12	4
Herschel-SPIRE	250 μm	18	6
Herschel-SPIRE	350 μm	24	8
Herschel-SPIRE	500 μm	36	12

Riferimenti: il materiale qui presente è riportato dagli header delle immagini fits analizzate per NGC 5457.

FWHM e dimensione del pixel

Per FWHM (*full width at half maximum*) ovvero la "larghezza a metà altezza" si intende la larghezza di una funzione data dalla differenza fra i valori assunti dalla variabile indipendente x quando la variabile dipendente y è pari a metà del suo valore massimo. *Fig. 3.2* mostra graficamente la definizione di FWHM.

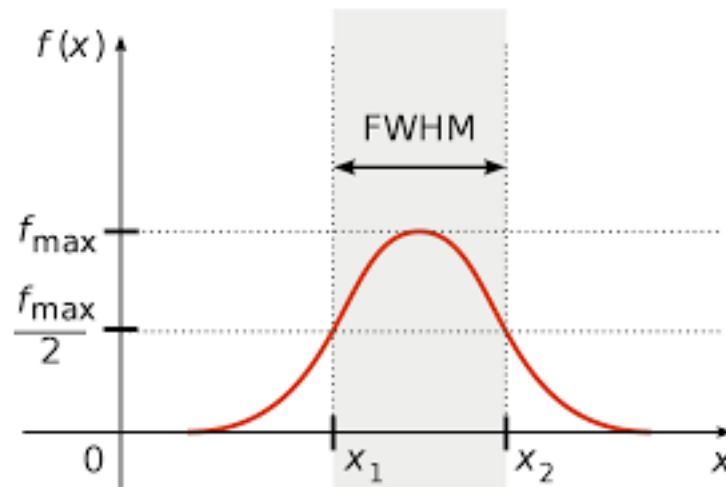


Figura 3.2: Rappresentazione del FWHM, figura da en.wikipedia.org-Full width at half maximum.

Essa è strettamente collegata alla risoluzione o *beam* della mappa in esame che è definito dal diametro D del telescopio e dalla lunghezza d'onda λ di osservazione:

$$beam = \frac{\lambda}{D} \quad (3.1)$$

Non si può migliorare la risoluzione, a meno di intervenire strutturalmente sul telescopio. Tabella 3.3 mostra, ad esempio, che per le osservazioni del satellite *Herschel-SPIRE* a 500 μm la FWHM è di 36" e la dimensione del pixel di 12". Assumere la dimensione del pixel pari ad 1/3 FWHM è una prescrizione largamente utilizzata, si veda Casasola et al. (2017), ma in letteratura possiamo trovare assunzioni diverse in base al tipo di scienza che si vuole esplorare. L'assunzione che la dimensione del pixel sia uguale alla risoluzione (si veda, ad esempio, Vutisalchavakul et al. (2014); Casasola et al. (2015); Saikia et al. (2020))



Figura 3.3: Esempio di diverse risoluzioni e dimensioni di pixel per la medesima immagine; figura da elaborazioneimmagine.blogspot.com.

è, ad esempio, utilizzata quando si vuole trattare ogni singolo pixel come statisticamente indipendente.

La *Fig. 3.3* chiarisce bene il concetto: l'immagine della rosa mostra che la mappa a più alta risoluzione è più nitida.

Dunque nell'osservazione astronomica e nello studio delle mappe astronomiche ciò che conta è la risoluzione spaziale, la dimensione del pixel è un parametro secondario.

3.1.1 Trattamento delle immagini

Per poter ricavare informazioni astronomiche uniformi dalle mappe di NGC 5457 sono state effettuate delle procedure di controllo e conversione. Di seguito riporto in dettaglio i software informatici che ho utilizzato e le procedure che ho eseguito.

Per prima cosa ho utilizzato il programma SAOImageDS9⁷ per fare un'ispezione della mappa e ricavare le informazioni principali dall'header della mappa stessa, informazioni che sono riportate in *Tab. 3.2* e *Tab. 3.3*.

Il lavoro sulle mappe astronomiche è stato effettuato sul cluster ARC⁸ ('ALMA Regional Center') dove ho utilizzato software astronomici quali GILDAS-*mapping*⁹ e CASA¹⁰.

Tramite l'utilizzo di *mapping* ho convertito tutti i file fits in formato gdf ('Graph Data Format'), ovvero il formato utilizzato da *mapping* per operare sulle mappe astronomiche, utilizzando il seguente comando:

```
FITS <nome_file>.fits TO <nome_file>.gdf
```

Una volta modificato il formato delle immagini, ho utilizzato la seguente lista di comandi per ogni immagine per visualizzare in *mapping* tutte le mappe della galassia:

⁷SAOImageDS9 è un programma di visualizzazione e gestione di immagini e dati astronomici; <https://sites.google.com/cfa.harvard.edu/saoimageds9/home>.

⁸L'ARC è dotato di un computer server dedicato collegato con una rete in fibra ottica ad alta velocità al mondo esterno, che consente il trasferimento veloce dei dati (10 Gbit/sec). Esso conta 200 Tb di spazio su disco e un cluster di 26 nodi (112 core) dedicato.

⁹Mapping è un software di gestione e manipolazioni di immagini e dati astronomici che fa parte della collezione di software sviluppati da IRAM-Grenoble. Questi software sono sotto il nome collettivo di GILDAS ('Grenoble Image and Line Data Analysis Software').

¹⁰CASA ('Common Astronomy Software Applications') è il principale software di elaborazione dati per ALMA ('Atacama Large Millimeter/submillimeter Array') e VLA ('NSF's Karl G. Jansky Very Large Array') ed è spesso utilizzato anche per altri radiotelescopi.

```

clear
!pulisce la gui
set ang rad
!trasforma gli angoli della mappa da radianti a gradi
image <nome_file>.gdf
!carica l'immagine

limits /rg
set ang s
!setta gli angoli in arcosecondi
limits <pos_orizzontale> <neg_orizzontale> <neg_verticale> <pos_verticale>
!taglio l'immagine nei limiti inseriti
set box square
!setto un box quadrato per la visualizzazione della mappa
lut <tipo_colore_mappa>
!setto la gradazione di colore con cui voglio visualizzare la scala di luminosità
pl /sca lin <min_luminosità> <max_luminosità>
!setto limite minimo e massimo di luminosità rappresentato nella mappa
box
!disegna gli assi
LABEL "\GDRA ['']" /X !inserisco titolo agli assi
LABEL "\GDDec['']" /Y
set char 1 !setto il tipo di carattere
pencil /weight <stile_penna> !setto il tipo di penna
DRAW TEXT 0 <posizione_verticale_titolo> "titolo_mappa" /user
!inserisco in una determinata posizione un titolo
set char 0.8
pencil /weight <stile_penna>

```

dove con il punto esclamativo si indicano i commenti al codice. Una volta visualizzate le mappe, ho effettuato il seguente lavoro di trattamento delle immagini, sempre tramite l'utilizzo dell'applicativo *mapping*, per tutte le mappe:

- i. Ho centrato tutte le mappe nello stesso punto, cioè quello indicato come centro della galassia nella *Tab. 3.1*.
- ii. Ho effettuato una 'sottrazione di cielo', per eliminare il contributo di emissione dovuto al cielo. Per fare ciò ho selezionato, tramite il comando `polygon`, quattro regioni rettangolari di cielo vuoto lontano dalla galassia tale da non contenere luminosità ben definita.

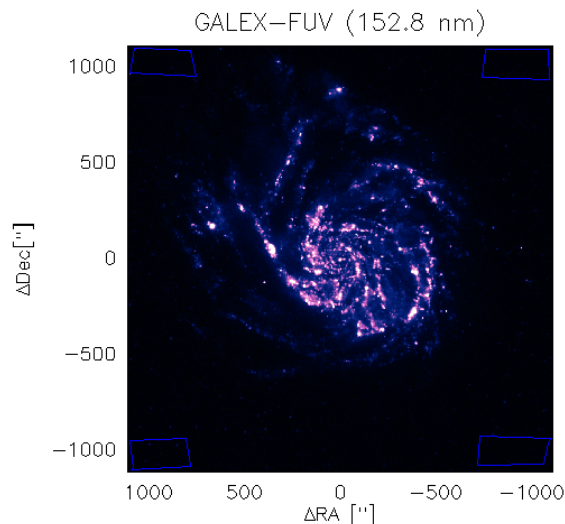


Figura 3.4: Esempio di sottrazione di cielo per la mappa GALEX-FUV, sono visibili le quattro regioni rettangolari selezionate.

Tramite poi il comando `mean` ho ottenuto i valori medi di luminosità di ciascuna delle quattro regioni e ho determinato un valore medio di luminosità delle quattro aree facendo una media pesata con il numero di pixel non bianchi dei quattro quadrilateri, secondo la formula:

$$L_m = \frac{L_{m1} \cdot P_{non\ bianchi1} + L_{m2} \cdot P_{non\ bianchi2} + \dots}{P_{non\ bianchi1} + P_{non\ bianchi2} + \dots} \quad (3.2)$$

Infine, tramite la task `combine`¹¹ di `mapping`, ho sottratto il valore L_m alla mappa ottenendone una nuova corretta per la sottrazione del cielo. Questo lavoro non è stato fatto per la mappa CO(2-1), unica mappa di quelle utilizzate osservata da un radiotelescopio.

- iii. Ad eccezione della mappa del CO, tutte le mappe sono state convertite dall'unità di $Jy/pixel$ a $MJy/steradiani$. Questo è stato fatto utilizzando la formula di conversione:

$$\frac{Jy}{Pixel} = \frac{10^{-6}}{x^2} \frac{1}{\frac{\pi}{180 \cdot 3600}^2} \cos i \frac{MJy}{sr} \quad (3.3)$$

con x dimensione del pixel della mappa in arcosecondi e con i inclinazione della galassia in gradi. Ho poi moltiplicato la mappa per il fattore di conversione ottenuto dall'*Eq. 3.3* tramite l'uso della task `combine`, ottenendo come risultato la mappa in $MJy/steradiani$.

La correzione per l'inclinazione si applica poiché la proiezione dell'elemento di superficie che caratterizza la definizione di brillantezza monocromatica, $I_\nu = \frac{dE}{dt d\nu dA d\Omega}$, visto lungo la direzione di inclinazione i è $dA \cos i$, e ciò spiega la correzione per l'inclinazione.

¹¹La task `combine` di `mapping` permette di agire sulle mappe con la formula $y = Ax + Bz + C$, dove per x, y e z si intendono mappe astronomiche in formato gdf, mentre A, B e C sono dei parametri.

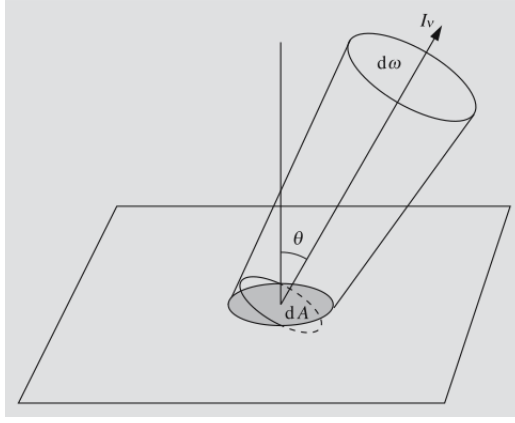


Figura 3.5: Correzione per inclinazione, figura da Karttunen et. al. (2006) *Fundamental Astronomy* - Springer.

- iv. Infine, ho modificato la mappa CO(2-1) da $\sum_{CO(2-1)}$ in $(K \cdot Km)/s$ a \sum_{H_2} in M_{\odot}/pc^2 . Ho utilizzato l'equazione di conversione utilizzata per galassie morfologicamente simili alla Via Lattea, riportata in Casasola et al. (2017):

$$\sum_{H_2+He} = 5.95 I_{CO(2-1)} \quad (3.4)$$

Dove \sum_{H_2+He} è in M_{\odot}/pc^2 e $I_{CO(2-1)}$ è in $(K \cdot km)/s$. L'equazione 3.4 tiene conto anche del contributo di elio (oltre che di idrogeno), pari ad un fattore di ~ 1.36 , che vogliamo eliminare per essere consistenti con l'analisi che verrà presentata di seguito. La formula che ho utilizzato è quindi la seguente:

$$\sum_{H_2} = \frac{5.95}{1.36} I_{CO(2-1)} = 4.16 I_{CO(2-1)} \quad (3.5)$$

Equazione 3.5 fornisce la stima della densità superficiale di massa di H_2 "puro", senza il contributo dell'elio. Ho ottenuto la mappa di densità superficiale di massa di H_2 utilizzando la task `combine`.

3.1.2 Mappe di NGC 5457

Una volta eseguito il lavoro preparatorio di trattamento delle immagini, descritto in sezione 3.1.1, si sono salvate le mappe utilizzando il comando `hardcopy <nomefile>.eps`. Ripor-
tiamo in questa sezione le immagini sulle quali si è eseguito il lavoro indicato nella sezione
precedente.

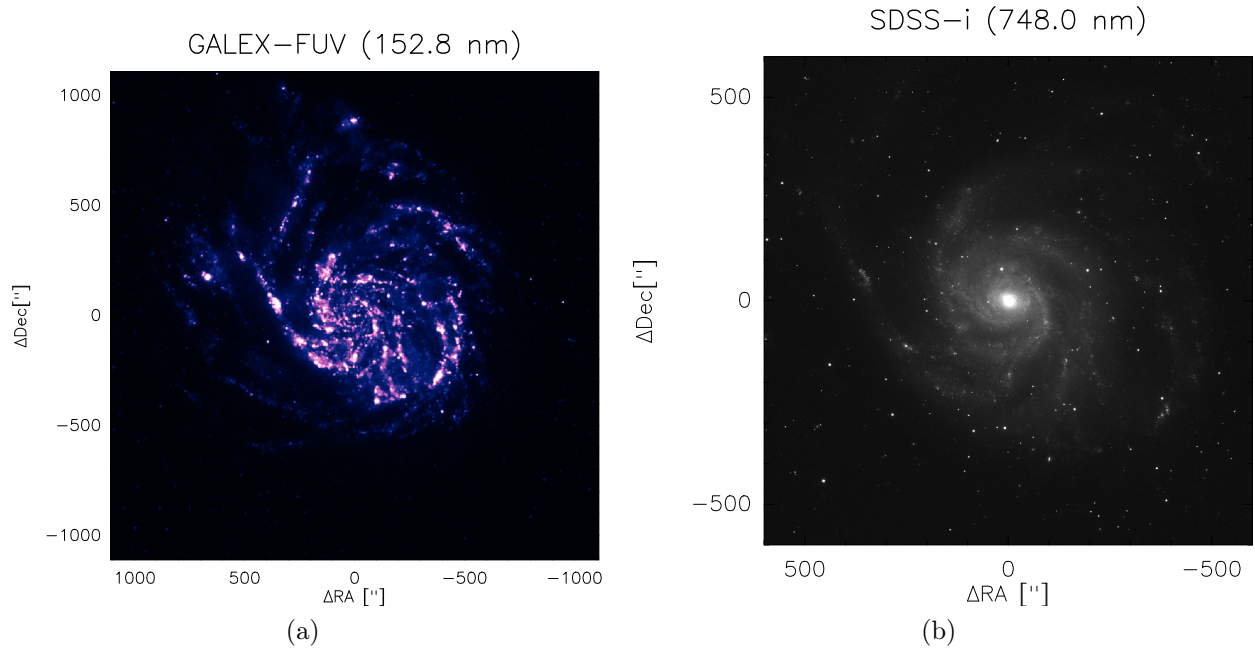


Figura 3.6: Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda 1528 Å(a) e 7480 Å(b) .

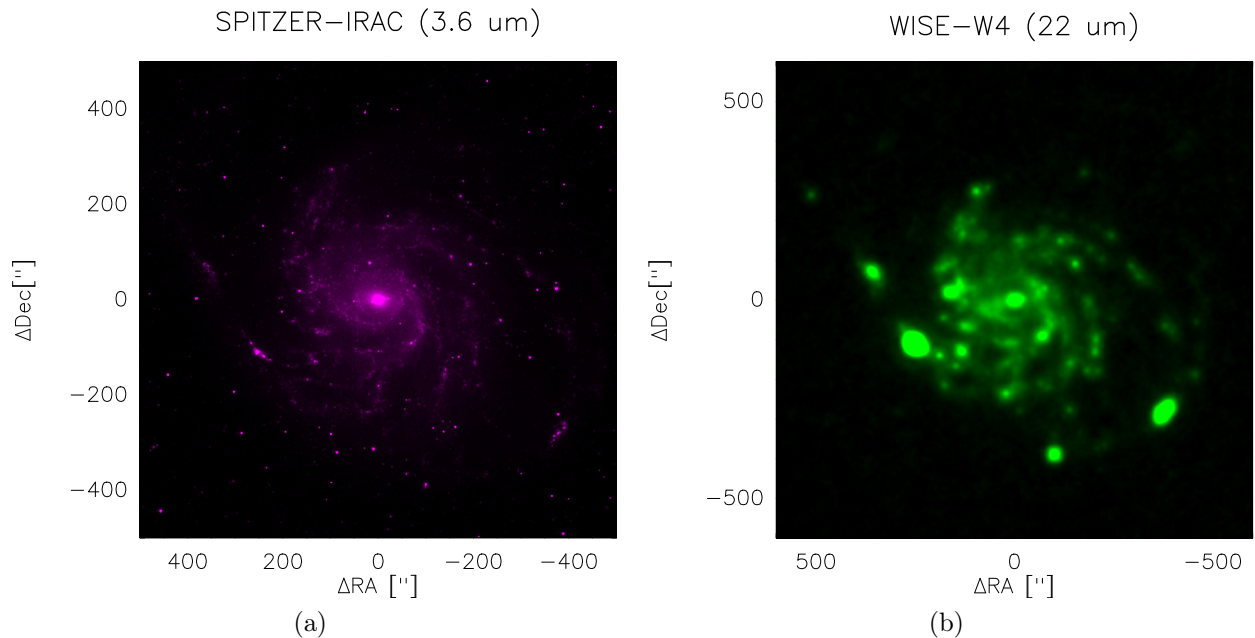


Figura 3.7: Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda $3.6\mu\text{m}$ (a) e $22\mu\text{m}$ (b).

La mappa in *Fig. 3.6 (a)* è stata utilizzata, insieme alla mappa in figura *Fig. 3.7 (b)*,
come tracciante composito di SFR (si veda sezione 2.1.2). Come tracciante di idrogeno
molecolare ho utilizzato la seguente mappa H_2 :

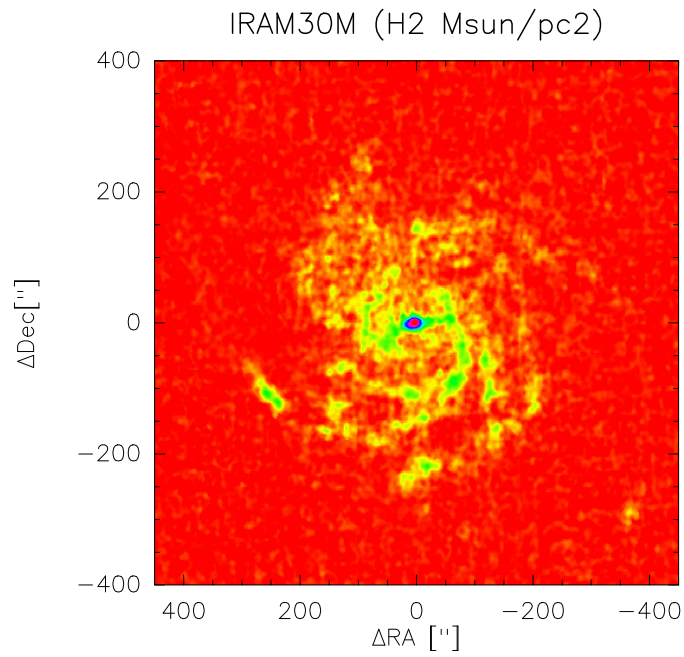


Figura 3.8: Mappa di densità superficiale di massa di H_2 in unità di M_{\odot}/pc^2 per NGC 5457.

Infine qui sotto riportato le mappe IR utilizzate per ricavare la temperatura media di emissione della polvere:

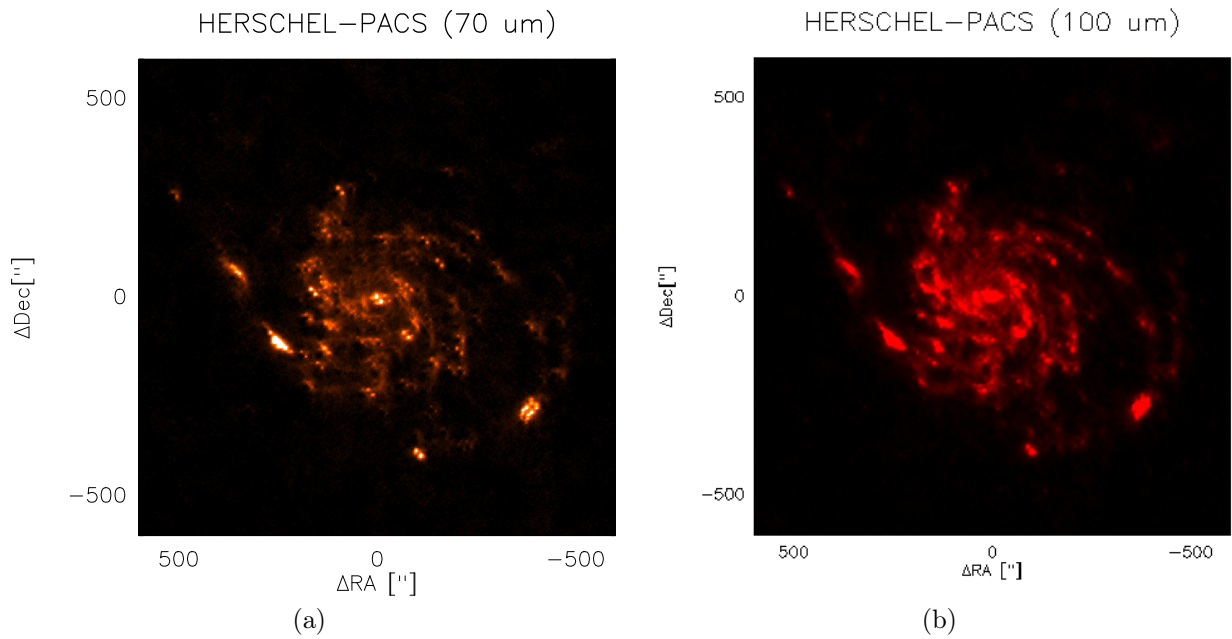


Figura 3.9: Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda $70\mu m$ (a) e $100\mu m$ (b).

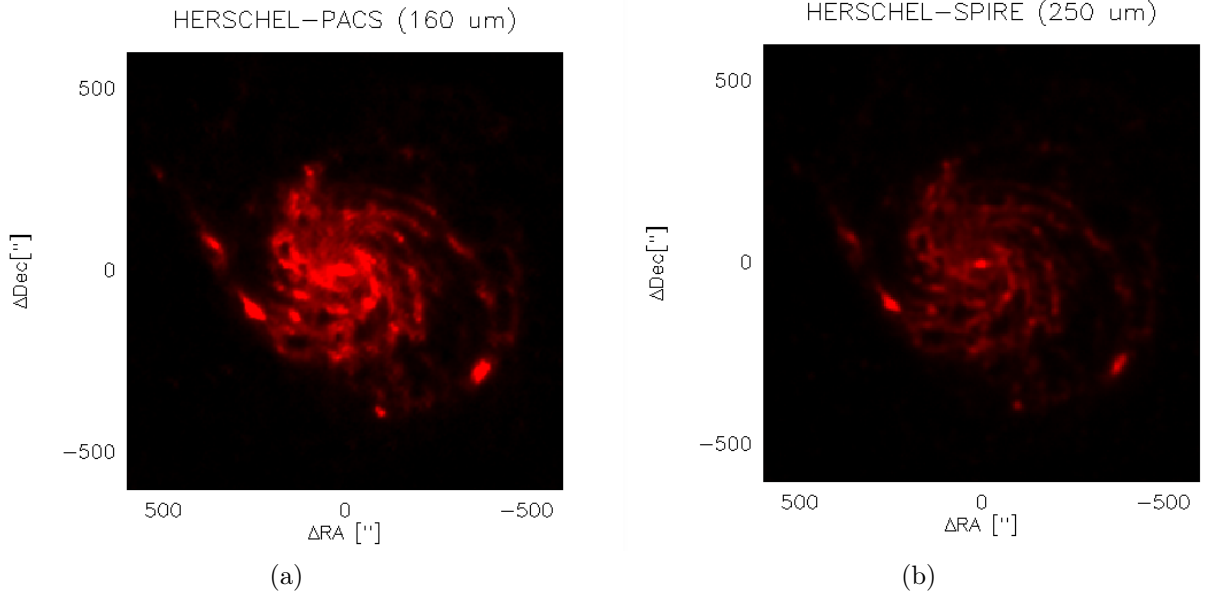


Figura 3.10: Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda $160\mu m$ (a) e $250\mu m$ (b).

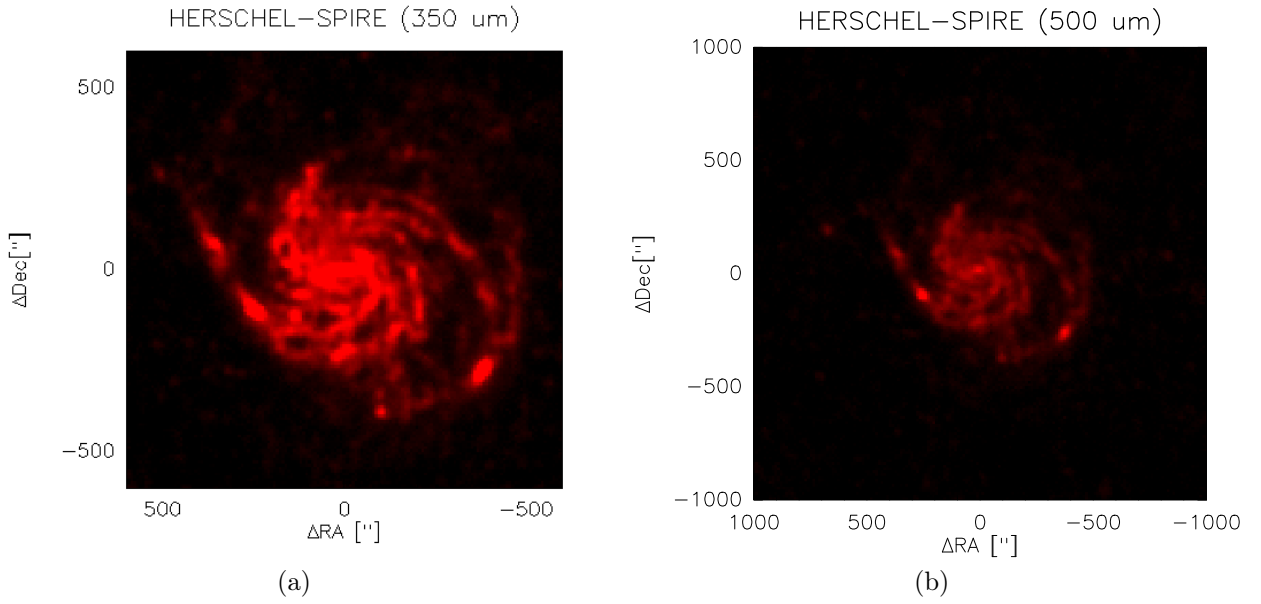


Figura 3.11: Mappe di NGC 5457 a lunghezze d'onda $350\mu m$ (a) e $500\mu m$ (b).

3.2 Formazione stellare e legge di formazione stellare

Una volta eseguito il lavoro preliminare di trattamento delle immagini illustrato nella sezione 3.1.1, ho utilizzato le mappe GALEX-FUV e WISE per ricavare la mappa del tasso di formazione stellare della galassia. Ho poi ricavato il fattore N della legge di Kennicutt-Schmidt (vedi *Eq. 2.9*) per i valori risolti spazialmente di idrogeno molecolare e di tasso di formazione stellare per NGC 5457, successivamente ho confrontato il valore medio di tasso di formazione stellare e di idrogeno molecolare con i valori riportati per le altre galassie nel lavoro di revisione della legge di KS del 2021 (Kennicutt et al. 2021).

3.2.1 Mappa di formazione stellare

Per la creazione della mappa del tasso di formazione stellare e di emissione di gas molecolare ho utilizzato le mappe GALEX-FUV, WISE e H_2 :

- i. Per poter confrontare in maniera consistente (ad esempio fare delle sovrapposizioni tra mappe diverse) è necessario che tutte le mappe coprano la stessa regione di cielo. Per fare ciò ho utilizzato il software CASA, che lavora nei formati image. Dunque ho convertito le tre mappe dal formato gdf al formato fits utilizzando il comando `FITS <nomemappa>.fits FROM <nomemappa>.gdf` nel software *GILDAS-mapping*; dopodiché nel software CASA ho convertito le mappe nel formato image utilizzando la task `importfits`.
- ii. Sempre nel software CASA, ho utilizzato la task `imsubimage` per tagliare le tre mappe. Ho optato per un taglio di $1600'' \times 1600''$. Infine, tramite la task `exportfits`, ho convertito le mappe tagliate dal formato image al formato fits.

Una volta tagliate le mappe, per poterle confrontare e costruire una mappa per il tasso di formazione stellare è necessario che tutte le mappe abbiano la stessa risoluzione e la stessa dimensione dei pixel. Per convertire tutte le mappe alla stessa risoluzione ho effettuato un'operazione di convoluzione, cioè degradato le immagini a risoluzione più bassa convertendole alla risoluzione peggiore come indicato di seguito. Ho utilizzato la task `gauss smooth` di *mapping* per ricampionare la risoluzione della mappa, inserendo un fattore calcolato secondo la formula:

$$\sqrt{FWHM_{finale}^2 - FWHM_{iniziale}^2} \left(\frac{\pi}{180 \cdot 3600} \right) \quad (3.6)$$

infine ho utilizzato il comando `greg2 resample` per il ricampionamento dei pixel. In dettaglio, le mappe utilizzate sono state modificate in accordo alle seguenti prescrizioni:

- H_2 : FWHM invariato, dimensione pixel da $2'' \rightarrow 3.2''$
- GALEX-FUV: FWHM da $4'' \rightarrow 13.4''$, dimensione pixel invariata
- WISE: FWHM da $11.8'' \rightarrow 13.4''$, dimensione pixel da $1.375'' \rightarrow 3.2''$

Una volta modificate le tre mappe, utilizzando la task `combine` ho ricavato la mappa del tasso di formazione stellare risolta spazialmente, utilizzando la seguente equazione fornita da Casasola et al. (2017):

$$\sum_{SFR} = 3.2 \cdot 10^{-3} I_{WISE} + 8.1 \cdot 10^{-2} I_{GALEX-FUV} \quad (3.7)$$

dove \sum_{SFR} in $M_{\odot}/(yr \text{ kpc}^2)$ e $I_{WISE}, I_{GALEX-FUV}$ in MJy/sr .

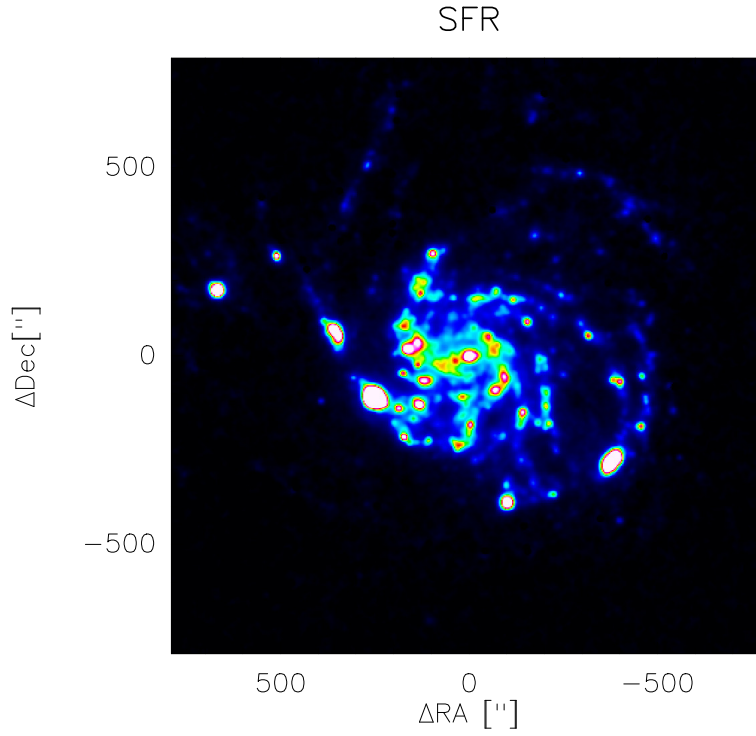


Figura 3.12: Mappa della densità superficiale del tasso di formazione stellare in unità di $M_{\odot}/(yr kpc^2)$ per NGC 5457.

Infine ho sovrapposto la mappa di densità superficiale di massa di H_2 a quella di densità superficiale del tasso di formazione stellare. Questa sovrapposizione è mostrata in *Fig.3.13*

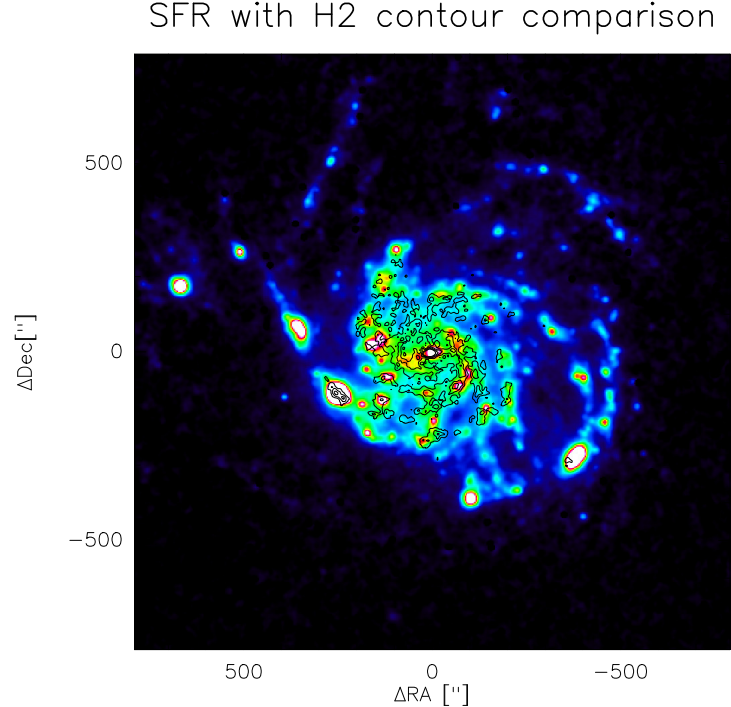


Figura 3.13: Sovrapposizione della mappa di densità superficiale di massa di H_2 in M_{\odot}/pc^2 , mostrata in contorni neri, sulla mappa (a colori) della densità superficiale del tasso di formazione stellare in *Fig.3.12* per NGC 5457. I contorni della mappa di densità superficiale di massa di H_2 sono tracciati da 10 a 50 M_{\odot}/pc^2 con intervalli di 10 M_{\odot}/pc^2 .

Si può notare che, come ci si aspetta, contorni di emissione del gas molecolare sono presenti in quantità maggiori nel centro e nei bracci della spirale, dove anche il tasso di

formazione stellare risulta maggiore.

3.2.2 Legge di formazione stellare per NGC 5457

Dopo che ho ricavato la mappa del tasso di formazione stellare ed ho trattato la mappa dell'idrogeno molecolare, ho estratto i valori medi di densità superficiale di SFR e di densità superficiale di idrogeno molecolare. Per fare ciò ho utilizzato il software *GILDAS-mapping*, disegnando un cerchio di raggio $200''$ tramite l'uso del comando `ellipse 200 200 /user 0 0` e, tramite i comandi `polygon` e `mean`, ho ricavato i valori medi di densità superficiale del tasso di formazione stellare e di densità superficiale di idrogeno molecolare all'interno della regione selezionata.

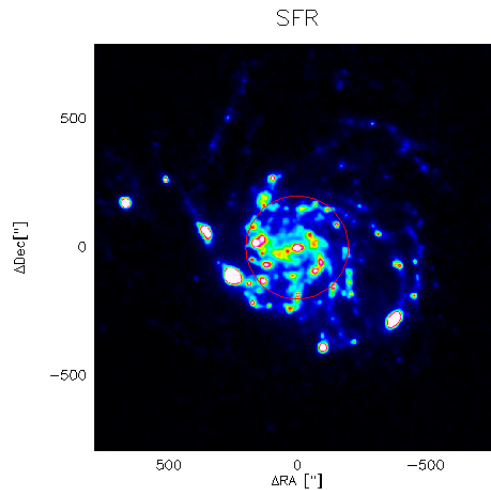


Figura 3.14: Regione circolare (in rosso) di raggio $200''$ tracciata sulla mappa di densità superficiale di SFR utilizzata per calcolare i valori medi di Σ_{H_2} e Σ_{SFR} .

Tramite poi l'uso dell'applicativo Engauge Digitizer¹², ho estratto i punti presenti in *Fig. 2.5 (a)* e ho inserito il punto associato a NGC 5457 che ho ricavato dalle mappe. Infine ho eseguito un fit lineare tramite il programma ROOT CERN¹³ per ricavare il valore del fattore N della legge di Kennicutt-Schmidt, *Eq. 2.9*.

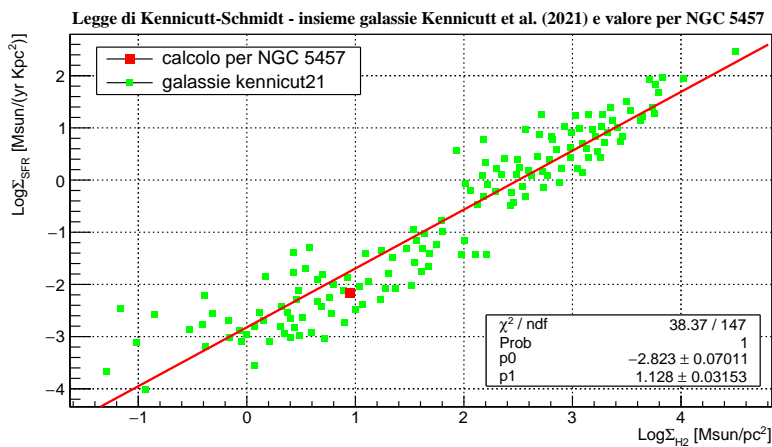


Figura 3.15: Grafico della legge di Kennicutt-Schmidt con alcune galassie estratte dal grafico presente in Kennicutt et al. (2021), il punto in rosso è quello ricavato per NGC 5457 con questa Tesi.

¹²Programma che da file immagini (come PNG, JPEG e TIFF) contenenti grafici, recupera i valori dei punti rappresentati nei grafici, <http://markummittchell.github.io/engauge-digitizer/>.

¹³Programma di analisi dati, <https://root.cern/>.

Per $p1$ si intende il valore N della legge di Kennicutt-Schmidt, mentre per $p0$ si intende il valore dell'intercetta. *Fig. 3.15* mostra che NGC 5457 ha un comportamento in termini di legge di formazione stellare consistente con quello delle altre galassie spirali studiate da Kennicutt et al. (2021, si veda anche *Fig. 2.5* (a) di questa Tesi). La deviazione del valore dell'indice N da quello determinato da Kennicutt et al. (2021), $N = 1.50 \pm 0.02$, è probabilmente dovuto all'errore causato dal software di estrazione dei punti dai grafici che non è in grado di estrarre tutti i punti del grafico di Kennicutt et al. (2021). Comunque il valore trovato di 1.13 ± 0.03 è consistente con l'intervallo di valori determinati per l'indice N nell'ultimo decennio, tra ~ 0.6 e ~ 3 .

Infine ho ricavato i valori densità superficiale di SFR e di massa di idrogeno molecolare pixel-per-pixel tramite l'uso della task `list` di *GILDAS-mapping* per un'area di $64'' \times 64''$, andando poi ad eseguire un fit lineare per ottenere il valore dell'indice N della legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente per la galassia NGC 5457.

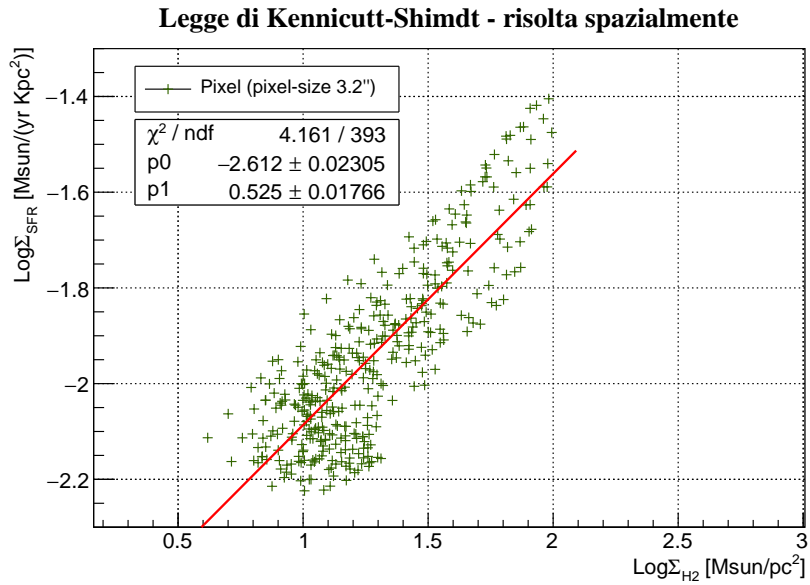


Figura 3.16: Grafico della legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente per NGC 5457.

Il valore di N trovato per la legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente è 0.53 ± 0.02 , inferiore al valore globale ricavato dal fit mostrato in *Fig. 3.15* e vicino al limite inferiore dei valori pubblicati recentemente in letteratura.

In particolare eseguendo un fit lineare per la regione più centrale e quella più esterna della galassia, in entrambi i casi di $64'' \times 64''$, si trovano valori differenti per l'indice di potenza N .

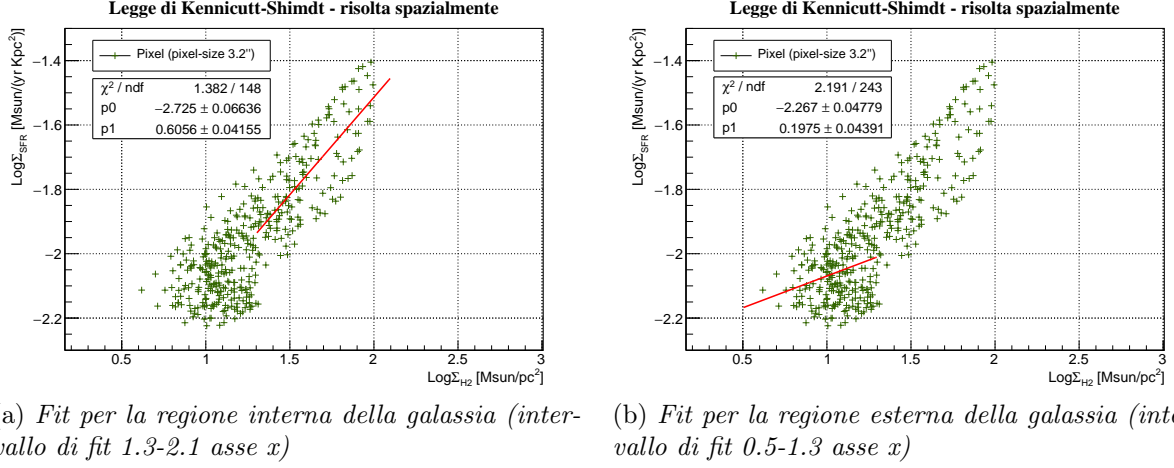


Figura 3.17: Grafici della legge di Kennicutt-Schmidt in diverse regioni di NGC 5457 selezionate considerando due intervalli di densità superficiale di massa di H_2 lungo l'asse x.

Come si può notare da *Fig. 3.17 (a)-(b)*, il valore dell'indice N assume un valore relativamente alto per le zone interne della galassia (regione a più alti valori di Σ_{H_2} e Σ_{SFR}), al contrario delle zone esterne della galassia dove assume un valore relativamente basso (regione a più bassi valori di Σ_{H_2} e Σ_{SFR}). Una possibile spiegazione a questa diversità di N è che le condizioni al centro della galassia (come la densità del gas) sono tali da rendere più efficiente la conversione di gas in stelle, producendo un aumento del valore dell'indice di potenza. Il valore dell'indice di potenza più basso determinato per le regioni più esterne della galassia può essere invece dovuto, almeno in parte, alla presenza di pixel (in entrambe le mappe considerate) con valore sotto la soglia di rilevazione e quindi privi di significato fisico. *Fig. 3.13* mostra infatti che sia il gas molecolare sia la SFR diminuiscono all'aumentare della distanza dal centro di NGC 5457. Questa condizione è tipica per le galassie spirali dove il contenuto di molte proprietà galattiche (massa stellare, massa di polvere...) tende a diminuire al crescere del raggio, ad eccezione del gas atomico (HI) il cui contenuto tende ad aumentare al crescere della distanza dal centro galattico (Casasola et al. 2017). Si ricorda che la componente di gas atomico è esclusa dall'analisi di questa Tesi.

Il lavoro svolto in questa Tesi mostra che all'interno di una galassia è possibile definire diverse leggi di Kennicutt-Schmidt, questo perché regioni differenti di una stessa galassia sono caratterizzate da proprietà diverse che ne influenzano il tasso di formazione stellare e la quantità di idrogeno molecolare. Dunque se si studia una galassia ad alta risoluzione, cioè risolvendola spazialmente, è possibile definire vari indici di potenza N per la stessa galassia, andando a rafforzare l'idea che non esista una sola legge associata alla formazione stellare, come già fatto notare nella sezione 2.1.2.

3.3 Legge di Sérsic

Per lo studio della legge di Sérsic per NGC 5457 si è utilizzata la mappa ottica SDSS-i (*Fig. 3.6 (b)*). Per prima cosa ho ricavato la luminosità totale integrata della galassia. Utilizzando il comando `ellipse` ho disegnato un cerchio con raggio pari a quello della galassia, utilizzando come valore metà del diametro riportato nella *Tab. 3.1*, e tramite i comandi `polygon` e `mean` ho ricavato il valore di luminosità totale della galassia. Dividendo il valore trovato per due, ho cercato l'area circolare che contenesse questo valore di luminosità (I_e), trovando un raggio di $\sim 125''$, che ho preso come valore R_e della legge di Sérsic, si veda

Eq. 2.6. Infine ho preso alcuni punti di luminosità a distanze R dal centro della galassia utilizzando il comando `ellipse` per disegnare un cerchio di raggio corrispondente al punto preso, e tramite i comandi `polygon` e `mean` ho ricavato il valore medio di luminosità a quella determinata distanza dal centro della galassia. Poiché per l'utilizzo del comando `polygon` è necessario disegnare un'area della zona di cui si vuole sapere il valore medio di luminosità, ho disegnato una corona circolare il più piccola possibile attorno al cerchio disegnato, vedi Fig. 3.18, consapevole del fatto che questa modalità causerà un certo errore, causato dal differente modo in cui si disegna la corona ad ogni presa dati e causato dal fatto che la galassia non è perfettamente simmetrica.

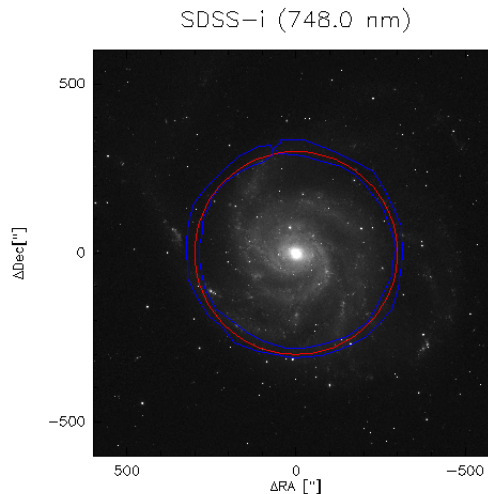


Figura 3.18: Esempio lavoro di presa dati per la legge di Sérsic.

Ho poi eseguito un fit con i dati ricavati dalla mappa utilizzando l'Eq. 2.6, per ricavarne l'indice di Sérsic n . I risultati del fit sono visibili in Fig. 3.19

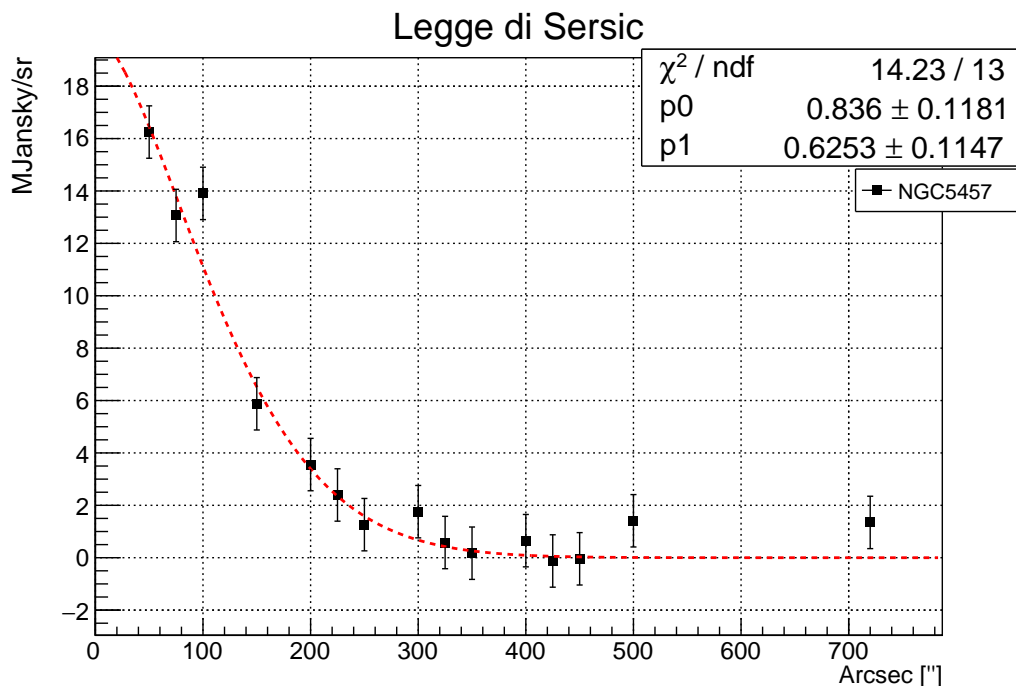


Figura 3.19: Grafico della legge di Sérsic per NGC 5457.

Dove per p_0 si intende la costante b_n , mentre per p_1 si intende l'indice di Sérsic n . Si noti che ad ogni punto è stato associato un errore di ± 1 , poiché a più misure della luminosità ad un dato raggio, la massima oscillazione riscontrata per i punti risultava appunto entro l'unità.

Il valore dell'indice di Sérsic ricavato dal fit risulta essere ~ 1 , in maniera consistente con l'andamento esponenziale con cui viene descritto tipicamente il profilo di luminosità di una galassia spirale come NGC 5457, come descritto in sezione 2.1.1. Il valore non risulta essere esattamente 1 poiché, nel determinare un profilo di luminosità, si deve tener conto oltre che della morfologia della galassia anche delle sue proprietà peculiari che la differenziano da tutte le altre spirali. Inoltre, la valutazione dell'errore sui dati e il modo in cui si è effettuata la misura dati può aver influito in maniera significativa nel valore finale dell'indice di Sérsic.

3.4 Studio della temperatura media di emissione della polvere

Come ultimo lavoro di analisi per la galassia NGC 5457 ho utilizzato le mappe in IR riportate in *Tab. 3.3* per ricavare la temperatura media di emissione della polvere nella galassia. Per fare ciò ho ricavato, utilizzando i comandi `ellipse`, `polygon` e `mean` i valori medi di luminosità per tutte le mappe in un'area circolare di raggio $400''$. Supponendo che non ci sia sorgente di *background* e in caso di sola radiazione di corpo nero, si veda sezione 1.2.1, ho utilizzato l'equazione:

$$I_\nu = B_{BB}(\nu)(1 - e^{-\tau}) \quad (3.8)$$

dove lo spessore ottico τ è stato definito come:

$$\tau = \left(\frac{\nu}{\nu_0}\right)^\beta \quad (3.9)$$

L'*Eq. 3.8* è l'equazione del corpo grigio o *modified black body*. I grani di polvere emettono per corpo grigio e, come dimostrato in Bianchi(2013), si può ottenere una stima ragionevole della temperatura di emissione assumendo la polvere come un singolo corpo grigio. Prendendo come parametro ν_0 la frequenza associata alla lunghezza d'onda $250\mu m$, come riportato in Bianchi(2013) e come indicato per il fit a corpo grigio della galassia NGC 5457 nell'archivio DustPedia, e come parametro β il valore riportato in Bianchi(2013), pari a 2.08, ho eseguito il fit dei dati utilizzando l'*Eq. 3.8* di corpo grigio, ottenendo i risultati riportati in *Fig. 3.20*.

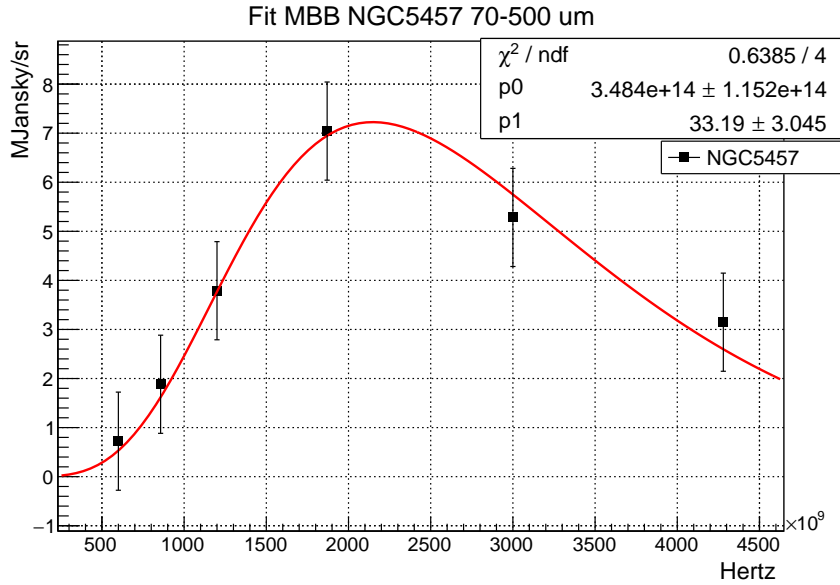


Figura 3.20: Grafico del fit della polvere utilizzando l'equazione di corpo grigio.

Dove p_0 è un fattore di normalizzazione e p_1 è la temperatura media di emissione della polvere. Si noti che ad ogni punto è stato associato un errore di ± 1 .

La temperatura media di emissione risulta quindi essere pari a $(33 \pm 3)K$, in linea con i valori tipici di temperatura di emissione della polvere nelle galassie a spirale. Il valore del chi quadro ridotto molto basso è verosimilmente frutto di una sovrastima dell'errore su alcuni punti del fit. Infine, il valore di temperatura media di emissione ricavato non risulta però compatibile con il valore riportato per la galassia NGC 5457 nell'archivio DustPedia, pari a $(21.652 \pm 0.777)K$. Questo perché il valore riportato da DustPedia è frutto di uno studio molto più dettagliato sull'emissione della polvere, che tiene conto di altri fattori come la massa della polvere, il diametro della galassia e contiene uno studio dettagliato sull'errore associato ai singoli punti. Le modalità operative per ricavare il valore riportato in DustPedia sono illustrate nel lavoro Nersesian et al.(2019). La nostra stima di temperatura di emissione risulta dunque ragionevole nel limite dell'approssimazione dell'intera polvere come corpo emittente come corpo grigio.

Conclusioni

In questo lavoro di Tesi sono state analizzate le immagini a diversa lunghezza d'onda della galassia a spirale NGC 5457 al fine di ricavare dei valori per alcuni parametri fisici, quali il tasso di formazione stellare superficiale, la densità superficiale di gas molecolare e la temperatura media di emissione della polvere. Tali grandezze fisiche sono servite per capire se la galassia NGC 5457 obbedisce alle stesse relazioni di scala, in particolare la legge di Kennicutt-Schmidt e la legge di Sérsic, trovate per altre galassie morfologicamente simili. Le immagini analizzate in questo lavoro sono state ottenute prevalentemente dal database "DustPedia", un database pubblico di 875 galassie vicine.

I valori ricavati nel lavoro di trattamento delle immagini e di analisi dati effettuato nel Capitolo 3 risultano essere coerenti con i valori riportati dalla comunità scientifica per quanto riguarda l'indice di Sérsic, che risulta prossimo all'unità, $n = 0.63 \pm 0.11$, come ci aspettavamo da una galassia a spirale normale. L'indice N della legge di Kennicutt-Schmidt, che risulta essere $N = 1.13 \pm 0.03$, è coerente con il range di valori trovati nell'ultimo decennio (tra ~ 0.6 e ~ 3) ed è vicino al valore medio riportato in letteratura di $\sim 1.4-1.5$. I valori dell'indice N per la legge di Kennicutt-Schmidt risolta spazialmente risultano invece molto variabili in base alla zona della galassia presa in esame, con valori di N molto maggiori nelle zone interne ($N = 0.61 \pm 0.04$) rispetto alle zone esterne ($N = 0.20 \pm 0.04$). Tali risultati supportano l'idea che, all'interno di una stessa galassia, esistano più leggi di formazione stellare a causa delle differenti proprietà fisiche che caratterizzano regioni differenti. Infine, il valore di temperatura media di emissione della polvere trovato ($T = 33 \pm 3$ K) risulta essere consistente con i dati della letteratura sull'emissione della polvere in galassie a spirale normale.

In un lavoro futuro di ampliamento di questa Tesi si propone di analizzare gli andamenti dei profili di Sérsic per tutte le lunghezze d'onda disponibili su DustPedia, per studiare come il valore dell'indice n di Sérsic sia influenzato dal profilo di luminosità della galassia a diverse lunghezze d'onda. Un altro possibile sviluppo di questa Tesi è il confronto delle mappe di SFR utilizzando diversi traccianti compositi. Infine, in ottica di un approfondimento della tematica in un lavoro a se stante, effettuare il calcolo della temperatura media di emissione della polvere prendendo in considerazione fattori quali massa, diametro della galassia, zona a concentrazione differente di polvere nella galassia stessa.

Bibliografia

- [1] H. Karttunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner - *Fundamental Astronomy* - quinta edizione - Springer - 2006
- [2] A. Ferrari - *Stelle, galassie e Universo. Fondamenti di astrofisica* - Springer - 2011
- [3] Robert C. Kennicutt, Jr. - *Star formation in galaxies along the Hubble sequence* - Annu. Rev. Astron. Astrophys. 1998. 36:189–231 - 1998
- [4] I. Trujillo et al. - *On the estimation of galaxy structural parameters: the Sérsic model* - Mon. Not. R. Astron. Soc. 326, 869–876 - 2001
- [5] D. Calzetti et al. - *Star formation in NGC 5194 (M51a): the panchromatic view from galex to spitzer* - The Astrophysical Journal, 633:871–893 - 2005
- [6] A. Leroy et al. - *The star formation law in nearby galaxies on sub-kpc scales* - The Astronomical Journal, 136:2846–2871 - 2008
- [7] S. Andreon et al. - *Measurement Errors and Scaling Relations in Astrophysics: A Review* - DOI:10.1002/sam.11173 - 2012
- [8] S. Bianchi - *Vindicating single-T modified blackbody fits to Herschel SEDs (Research Note)* - A&A 552, A89 - 2013
- [9] V. Casasola et al. - *The resolved star-formation relation in nearby active galactic nuclei* - A&A 577, A135 - 2015
- [10] V. Casasola et al. - *Radial distribution of dust, stars, gas, and star-formation rate in DustPedia face-on galaxies* - A&A 605, A18 - 2017
- [11] C. J. R. Clark et al. - *DustPedia: Multiwavelength photometry and imagery of 875 nearby galaxies in 42 ultraviolet–microwave bands* - Astronomy & Astrophysics manuscript no. DustPedia-Photometry-Paper - 2017
- [12] A. Nersesian - *Old and young stellar populations in DustPedia galaxies and their role in dust heating* - A&A 624, A80 - 2019
- [13] Robert C. Kennicutt Jr. et al. - *Revisiting the Integrated Star Formation Law. II. Starbursts and the Combined Global Schmidt Law* - arXiv:2012.05363 [astro-ph.GA] - 2021

Ringraziamenti

In questo percorso di 3 anni (eppure par ieri di aver intrapreso questa avventura) fatto di gioie dei primi esami superati, gioie di vedere messo a frutto le giornate passate chino sui libri a scoprire quel vastissimo mondo che è la fisica, e si pure ostacoli, i giorni distanti da quei luoghi in Università che non mi imbarazzo a definire casa, perché ovunque si stia bene e ci si senta inclusi e parte di qualcosa, allora si può star certi che quel posto sia casa. Ma casa non è solo fatta di mattoni, ma delle persone che la vivono, ed è a queste persone che mi rivolgo, per ringraziarle del supporto che mi hanno dato.

Vorrei ringraziare la Prof.ssa Francesca Pozzi, relatrice di questa tesi, che oltre ad avermi guidato nella stesura di questo lavoro, ha svolto il ruolo di porta d'accesso al mondo dell'Astrofisica trasmettendomi la passione per questa materia ed il desiderio di continuare a formarmi in questo senso.

Ringrazio la Dott.ssa Viviana Casasola, correlatrice di questa tesi, che è stata costantemente disponibile nell'insegnarmi l'uso dei software utilizzati per il lavoro di tesi e nel confrontarsi riguardo ai dubbi sorti lungo il percorso di stesura, dandomi un assaggio di quello che è il lavoro del ricercatore.

Ringrazio tutti i sistemisti del Cluster ARC per avermi dato la possibilità di utilizzare i software astronomici utilizzati nella ricerca astronomica e di avermi aiutato nel risolvere tutti i problemi tecnici nati durante il lavoro di analisi svolto in questa tesi.

Ringrazio i miei genitori, per avermi sempre sostenuto nelle mie scelte in modo paziente e per esserci stati sempre, soprattutto in questi mesi difficili di pandemia.

Ringrazio tutti i miei amici, perché se le difficoltà di questi anni sono sembrate un po' più semplici è solo grazie a voi.