



**Università degli Studi di Padova**

---

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"  
Corso di Laurea Triennale in Astronomia

TESI DI LAUREA TRIENNALE

# **Una visione, su scala del sub-kpc, della relazione tra gas, polvere e stelle nelle galassie barrate locali**

Relatore:  
**Prof.ssa Rodighiero Giulia**

Candidato:  
**Scaloni Letizia**

Correlatore:  
**Dott.ssa Morselli Laura**

---

**Anno Accademico 2019-2020**



# Indice

<b>Sommario</b>	<b>1</b>
<b>1 I mattoni dell'Universo: le galassie</b>	<b>3</b>
1.1 Le caratteristiche principali	3
1.2 La classificazione morfologica	5
1.3 Il mezzo interstellare: gas e polvere	7
1.3.1 Il problema dell'estinzione	9
1.4 Le relazioni di scala	11
1.4.1 La relazione di Main Sequence	11
1.4.2 La relazione di Kennicutt-Schmidt	12
1.5 Il ruolo della barra	13
<b>2 Analisi spazialmente risolta di due galassie barrate locali</b>	<b>17</b>
2.1 Il ruolo degli studi spazialmente risolti	17
2.2 NGC3351 e NGC4579	18
2.3 Osservazioni multibanda e proprietà derivate	20
2.4 Distribuzioni spazialmente risolte	21
2.4.1 Massa stellare	21
2.4.2 Tasso di formazione stellare	21
2.4.3 HI	22
2.4.4 H <sub>2</sub>	23
2.4.5 Polvere	24
<b>3 Risultati</b>	<b>27</b>
3.1 La relazione tra massa stellare e tasso di formazione stellare	27
3.2 La relazione tra il gas e il tasso di formazione stellare	28
3.3 La relazione tra la massa stellare e le componenti gassose	31
<b>4 Discussioni e conclusioni</b>	<b>33</b>
<b>5 Prospettive future</b>	<b>35</b>
5.1 Il James Webb Space Telescope	35
5.2 Lo Square Kilometer Array e MeerKAT	36
<b>Bibliografia</b>	<b>39</b>



## Sommario

In questa tesi ci si occupa di approfondire lo studio spazialmente risolto di diverse componenti del mezzo interstellare in un campione di galassie locali. Studi precedenti hanno iniziato a rivelare le relazioni esistenti fra massa stellare, formazione stellare, gas molecolare e neutro su diverse scale fisiche per galassie a spirale face-on. Questa tesi si propone di estendere il lavoro a due galassie spirali barrate: NGC3351 e NCG4579.

Per questo campione di galassie si ottengono stime per la densità superficiale della massa stellare, del tasso di formazione stellare, della massa delle principali componenti di gas (HI e H<sub>2</sub>) e della polvere entro celle quadrate di 500 pc di lato in cui vengono scomposte le galassie. Per far ciò si utilizzano osservazioni in più di 20 bande fotometriche, eseguite da recenti survey e disponibili, per la maggior parte, nel database DustPedia. Successivamente si studiano le correlazioni emerse tra queste quantità fisiche, in particolare si pone l'attenzione sulle relazioni tra la massa stellare e il tasso di formazione stellare, tra il gas (atomico, molecolare e totale) e il tasso di formazione stellare e tra la massa stellare e le due principali componenti gassose.

Dai risultati ottenuti emergono significative differenze negli andamenti delle relazioni sopra citate per le galassie barrate rispetto a quelli trovati in studi precedenti per le galassie normali. Di conseguenza è evidente che la presenza della barra ha un ruolo determinante nel definire le proprietà e l'evoluzione delle galassie che la ospitano.



# Capitolo 1

## I mattoni dell'Universo: le galassie

Le galassie sono l'elemento costitutivo fondamentale dell'Universo visibile, esse tendono a realizzare una gerarchia di strutture dando vita alla cosiddetta Struttura su Grande Scala dell'Universo. Questa struttura, ben riconoscibile nelle nostre vicinanze e fino a scale dell'ordine delle centinaia di Mpc, si riferisce alla caratterizzazione delle distribuzioni osservabili di materia e luce. Le galassie si organizzano in gruppi, ammassi e superammassi separati da vuoti anche molto estesi, di conseguenza l'Universo appare come una collezione di enormi vuoti e addensamenti prodotti da filamenti di galassie e gas, con i superammassi che costituiscono dei nodi occasionali in tale struttura. Quest'ultima conferisce dunque un aspetto cellulare, filamentoso all'Universo tanto da essere definita anche come *Cosmic Web*. Andando però ad osservare ciò che accade su scale via via maggiori, dell'ordine delle migliaia di Mpc, si nota che le strutture appena descritte si ripetono in maniera piuttosto regolare così da rendere l'aspetto dell'Universo progressivamente più isotropo ed omogeneo (prove di questo fatto sono state fornite dallo studio delle distribuzioni delle radiogalassie, inoltre osservazioni più precise e ancor più in profondità nello spazio-tempo, che hanno dimostrato questa globale caratteristica dell'Universo, sono quelle del fondo cosmico in X e della radiazione cosmica di fondo nelle microonde).

In questa prospettiva è evidente come le galassie siano gli elementi che tracciano l'Universo visibile e non, pertanto lo studio della loro evoluzione è fondamentale per comprendere l'Universo che ci circonda.

### 1.1 Le caratteristiche principali

Le galassie sono sistemi legati gravitazionalmente e costituiti da stelle, gas, polveri ed anche materia oscura (della quale, ad oggi, si ha una conoscenza molto limitata, nonostante le osservazioni cosmologiche indichino che essa sia circa l'80% della materia gravitante nell'Universo). La distanza media tra questi oggetti è di alcuni Mpc, inoltre le galassie hanno dimensioni tipiche delle decine di kpc e generalmente presentano una struttura ricorrente, le cui componenti principali possono essere più o meno prominenti nei vari tipi morfologici (si veda la Sezione 1.2).

Per prima cosa è importante distinguere la componente sferoidale o *bulge*, essa è situata al centro delle galassie e si manifesta come una regione di forma circa sferica/ellittica in cui si addensa la distribuzione di stelle e dunque in cui è maggiore la luminosità. Quello che si nota è che nelle galassie ellittiche questa componente è predominante e determina quasi la totalità della struttura galattica (essendo presenti soltanto in minima quantità gas e polveri), inoltre il bulge risulta importante anche nelle lenticolari, mentre nelle spirali assume dimensioni ridotte e si innesta su quella che è la componente dominante in questo caso: il disco. In molte galassie lenticolari e spirali si nota anche che, dallo sferoi-

de centrale, può svilupparsi una struttura allungata costituita da stelle: la barra, la cui prominenza diventa un altro parametro fondamentale per la classificazione degli oggetti in cui si manifesta. Infine si pensa che molti bulge possano ospitare al loro interno un cosiddetto buco nero supermassiccio, quest'ultimo non può essere osservato direttamente in quanto è un oggetto estremamente compatto con un campo gravitazionale così intenso da non lasciar sfuggire né materia né radiazione elettromagnetica.

Come poc'anzi accennato, un'altra componente rilevante è il disco, la quale risulta più diffusa rispetto al bulge, esso è preponderante nelle spirali ma lo si può distinguere anche nelle lenticolari; inoltre contiene sia stelle sia gas e polveri. Questa componente si presenta come una struttura schiacciata discoidale che può essere anche molto estesa e che è sorretta dalla rotazione della galassia stessa, infatti, a causa della presenza di un momento angolare, il gas primordiale che non è collassato in stelle durante la fase di formazione dell'alone galattico (un'altra componente) si ridistribuisce in questa struttura schiacciata lungo il piano di simmetria orizzontale della galassia. Da questo residuo del gas primordiale che inizia ad essere già riprocessato ed arricchito in metalli si formano stelle che risultano essere di età intermedia (più giovani rispetto a quelle d'alone) e che sono quelle che caratterizzano generalmente il cosiddetto disco spesso delle galassie, il quale può non essere sempre presente. Il notevole spessore di questo disco è probabilmente dovuto all'effetto di *merging* e alle interazioni tra galassie, che possono far sviluppare una componente del moto orbitale delle stelle che sia ortogonale al piano del disco. Di solito è al centro di questo disco che si innesta la componente nucleare (bulge) delle galassie, dove vanno ad addensarsi le stelle del disco più vecchie. Questa componente discoidale, oltre ad un eventuale disco spesso, può manifestare anche la presenza di un disco sottile, in cui vanno a concentrarsi gas e polveri residui (più freddi) e quindi in cui è molto alto il tasso di formazione stellare. In effetti questa è la regione in cui si trovano le stelle più giovani e blu, le quali (nel caso delle galassie a spirale) sono viste addensarsi nei bracci di spirale. Specialmente nelle galassie a spirale, il disco di gas (perlopiù idrogeno neutro, molecolare o ionizzato) e polveri può estendersi tanto quanto, o anche molto di più, del corpo stellare perciò esso viene spesso utilizzato come principale tracciante per determinare la distribuzione della massa di queste galassie.

Infine l'alone galattico è una componente approssimativamente sferica che avvolge l'intero corpo galattico e che risulta molto estesa in quanto può svilupparsi anche oltre la principale componente visibile delle galassie, in effetti l'alone è costituito da stelle molto vecchie organizzate principalmente in ammassi globulari, gas ma anche materia oscura. Dalle osservazioni si deduce che l'alone è stato il primo ambiente galattico a formarsi ma non c'è ancora una univoca spiegazione alle caratteristiche riscontrate nelle stelle d'alone, le quali, oltre ad essere le più vecchie e molto poco metalliche (sono stelle di popolazione II estrema), mostrano anche dei moti orbitali caotici con forti componenti radiali e momento angolare quasi assente. Si possono dare due giustificazioni a questo fatto:

1. la formazione galattica avviene per *collasso monolitico*, in tal caso le stelle presenti in questa componente d'alone si sono formate durante la fase di collasso gravitazionale del gas primordiale, il quale aveva forti moti radiali;
2. la formazione galattica avviene per *clustering gerarchico* tramite *merging*, secondo questa seconda opzione le stelle d'alone, dopo la loro formazione, hanno subito notevoli disturbi dinamici (di conseguenza a collisioni gravitazionali e fusioni tra galassie), i quali hanno reso disordinati i loro moti orbitali.

Ad oggi, questo è il modello di formazione galattica più accreditato.

Fin qui si è discusso delle principali componenti strutturali delle galassie in cui si organizzano essenzialmente stelle, gas e polveri, ma non meno importante è la presenza di materia oscura, alla quale si è già accennato nel caso dell'alone galattico. La materia oscura costituisce uno dei principali enigmi cosmologici che vengono studiati al giorno d'oggi, la sua esistenza è provata dagli effetti gravitazionali che si manifestano nell'interazione con la materia barionica. Un'evidenza sperimentale della presenza di un alone di



materia oscura nelle galassie è quella che si ottiene dalla misura della curva di rotazione di questi oggetti. Ciò che accade è che si rivela un andamento piatto per la velocità di rotazione delle regioni esterne al bulge della galassia e questo è in contrasto con quanto predirebbe l'andamento kepleriano, secondo il quale, andando a sondare regioni via via più lontane dal centro galattico, oltre l'estensione del corpo stellare, si dovrebbe avere una diminuzione della velocità come  $r^{-1/2}$  in quanto ad un certo punto la distribuzione di massa stellare crolla. Dal fatto che la velocità osservata risulta costante (contro la previsione kepleriana) si è dedotto che in realtà la distribuzione di massa della galassia non crolla come ci si sarebbe aspettato, o meglio, allontanandosi verso le zone esterne, la densità di materia barionica decade ma tale diminuzione è compensata da un aumento di densità di materia oscura, la quale contribuisce a mantenere una densità complessiva di materia gravitante tale da rendere la curva di rotazione piatta.

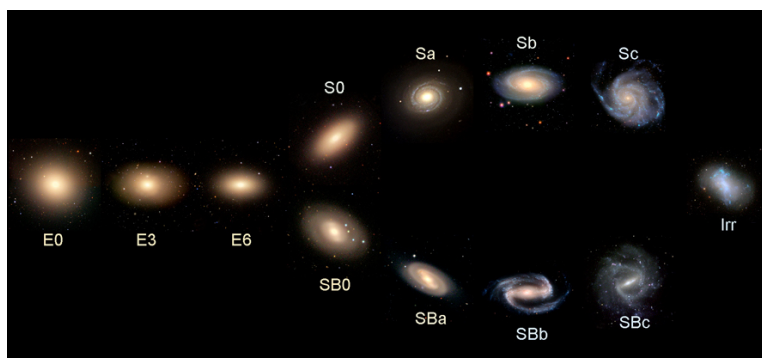
## 1.2 La classificazione morfologica

La comprensione dei meccanismi fisici coinvolti nei processi di formazione ed evoluzione delle galassie rappresenta sicuramente uno dei principali temi di ricerca in ambito astrofisico. In questo settore dell'astronomia, per prima cosa, è necessario condurre un'analisi delle proprietà morfologiche che caratterizzano l'aspetto visuale e strutturale di questi particolari oggetti. La morfologia delle galassie è correlata con molte delle loro proprietà globali, come ad esempio: le popolazioni stellari, il momento angolare, il tasso di formazione stellare e il contenuto di gas e polveri. Le galassie vengono quindi suddivise in categorie, a seconda del loro aspetto apparente o in relazione a determinati parametri fisici misurabili. Questa procedura richiede però l'elaborazione di sistemi di classificazione che siano in grado di suddividere le galassie in gruppi ben definiti tramite dei criteri specifici. Lo schema di riferimento per quasi tutte le classificazioni morfologiche visuali tradizionali è fornito dalla classificazione di Hubble.

Hubble distingue le galassie in quattro famiglie:

- galassie ellittiche (E)
- galassie lenticolari normali (S0) e barrate (SB0)
- galassie a spirale normali (S) e barrate (SB)
- galassie irregolari (Irr)

Egli le colloca schematicamente nel cosiddetto diagramma a diapason (si veda la Figura 1.1). Si può notare che la struttura del diapason è occupata dalle ellittiche, dalle lenticolari e dalle spirali, mentre le irregolari sono collocate in una posizione separata rispetto al resto dello schema.



**Figura 1.1:** Rappresentazione schematica del diagramma a diapason tipico della classificazione morfologica di Edwin Hubble.

Gli oggetti che appartengono alla classe delle galassie ellittiche manifestano una simmetria piuttosto regolare, infatti hanno un aspetto essenzialmente circolare/ellittico e

compatto, con una densità stellare che decresce in modo uniforme proseguendo verso l'esterno, inoltre la loro struttura presenta poca evidenza di gas e polveri ed è praticamente coincidente con la sola componente sferoidale (bulge). I sottotipi di questa famiglia sono definiti sulla base dello schiacciamento apparente (cioè dell'ellitticità) di questi oggetti, infatti essi sono classificati associando loro la lettera E seguita da un numero n (En), con  $n=0, 1, \dots, 7$ , che è definito come  $n=10(1-b/a)$ , dove b ed a sono rispettivamente gli assi minore e maggiore dell'ellisse che descrive la forma apparente di queste galassie. Pertanto le galassie ellittiche sono distribuite in otto sottotipi: da E0, quelle con forma apparente circolare, fino ad E7, che sono le più schiacciate. Quest'ultimo tipo, a causa dell'elevato schiacciamento, rappresenta quasi un'anomalia all'interno di questa classe e determina un limite superiore per lo schiacciamento delle galassie ellittiche. Al momento non esiste un metodo semplice in grado di stabilire con certezza se lo schiacciamento della galassia osservata sia reale o soltanto apparente: una galassia E0, che sembra perfettamente sferica, potrebbe in realtà essere una galassia molto schiacciata se osservata da un'altra linea di vista. In generale, se si considera la forma intrinseca tridimensionale di questi oggetti, essi possono essere degli ellissoidi oblati, prolati o triassiali. I membri di questa classe evidenziano tutti una luminosità intensa in corrispondenza del nucleo brillante, la quale poi decresce molto gradualmente fino a sfumare in un confine quasi indefinito. Le stelle presenti nelle galassie ellittiche sono perlopiù stelle vecchie, di popolazione II, esse hanno una bassa concentrazione di metalli, sono poco massicce e piuttosto fredde (in genere si tratta di giganti rosse) quindi conferiscono una colorazione rossastra alle galassie che le ospitano.

Le galassie lenticolari prendono questo nome perché, quando sono viste di taglio, la loro forma apparente ricorda quella di una lente biconvessa; in esse, a differenza delle ellittiche che presentano un'unica componente, si iniziano a distinguere due componenti luminose: uno sferoide centrale e un disco (quest'ultimo non così prominente come sarà nelle galassie a spirale). Questa famiglia di oggetti è divisa in due sottoclassi: lenticolari normali (S0) e lenticolari barrate (SB0), ciascuna di queste due sottoclassi possono essere distinte in tre sottotipi S0<sub>1</sub>, S0<sub>2</sub>, S0<sub>3</sub> e SB0<sub>1</sub>, SB0<sub>2</sub>, SB0<sub>3</sub> a seconda, rispettivamente, della prominente della polvere nel disco o della prominente della barra. Questi oggetti non presentano strutture a spirale nel disco e di solito contengono basse quantità di mezzo interstellare, quindi (come le galassie ellittiche) presentano una ridotta attività di formazione stellare e, di conseguenza, sono costituite principalmente da stelle vecchie.

Le galassie appartenenti alla classe delle spirali normali sono caratterizzate da una struttura che mostra un disco piatto e relativamente sottile, all'interno del quale si distinguono dei bracci a spirale avvolti attorno a una zona centrale molto luminosa. Il bulge, che somiglia ad una piccola galassia ellittica, contiene molte stelle vecchie di popolazione II, mentre nel disco sottile, dove ci sono grandi nubi di gas e polveri e quindi dove c'è un elevato tasso di formazione stellare, si concentrano le stelle giovani, massicce e piuttosto calde (di popolazione I) che danno una colorazione tendente al blu alle regioni esterne al bulge di queste galassie. Per questa classe di oggetti i criteri discriminanti sono principalmente tre: la prominente della regione nucleare rispetto al disco, la valutazione dell'avvolgimento dei bracci di spirale attorno al nucleo e il grado di risoluzione del disco in stelle, nodi di polvere, regioni HII. In base a queste tre informazioni si possono individuare in maniera arbitraria altrettanti sottotipi morfologici interni alla classe. Ogni sottotipo viene indicato affiancando alla S un'altra lettera che può essere a, b o c, in base alle seguenti indicazioni:

- Sa → bulge molto esteso e bracci avvolti molto strettamente, privi di strutture risolte.
- Sb → bulge mediamente esteso e bracci normalmente avvolti, senza evidenti strutture risolte.
- Sc → bulge poco esteso e bracci ampi e non addossati al nucleo, con evidenti condensazioni risolte di stelle, regioni HII e nodi di polvere.

Le galassie a spirale barrate sono del tutto simili alle spirali normali, se non per la presenza di una struttura allungata che si estende diametralmente attraverso il nucleo e dalle cui estremità sembrano dipartirsi i bracci: la barra. La classificazione delle galassie a spirale barrate segue gli stessi criteri di quella utilizzata per le normali, appena discussa. La differenza principale sta nella sigla utilizzata per indicare i vari sottotipi morfologici, la quale stavolta prevede che le lettere a, b e c vengano precedute dall'acronimo SB.

Hubble chiama "normali" le galassie senza barra perché dalla serie di immagini che aveva a disposizione (dalla quale ha realizzato questo sistema di classificazione) c'erano più galassie senza barra che non galassie con la barra, per cui le prime risultavano essere appunto la normalità ai suoi occhi. In realtà quello che si è scoperto è che, nell'Universo locale, circa il 70% delle galassie a spirale sono barrate, ma, dal momento che le barre sono essenzialmente costituite da stelle vecchie, esse emettono principalmente nel rosso e quindi queste strutture non risultano ben visibili, se non alle lunghezze d'onda dell'infrarosso. Dal canto suo, Hubble aveva a disposizione immagini prevalentemente nel blu e quindi in esse la barra era assente o poco visibile, per questo egli riteneva che fossero soltanto una piccola percentuale e non la maggioranza.

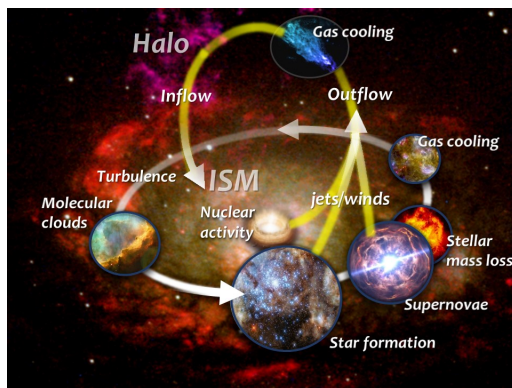
Infine le galassie che non appartengono a nessuna delle precedenti famiglie sono classificate da Hubble come irregolari. Questi oggetti non mostrano una particolare simmetria e in essi non si riesce a distinguere la presenza delle varie componenti strutturali delle galassie, appaiono come un numero variabile di stelle risolte che emergono dal fondo scuro del cielo. L'irregolarità di queste galassie può essere causata da vari fenomeni, come la fusione tra galassie o la deformazione dovuta all'effetto gravitazionale generato dalla presenza di una galassia vicina più massiccia. Queste galassie irregolari sono generalmente molto ricche di gas e polveri, di conseguenza ospitano soprattutto stelle giovani di popolazione I, le quali rendono prevalentemente blu questi oggetti. Le Nubi di Magellano rappresentano dei perfetti esempi di galassie irregolari, in quanto evidenziano parecchie stelle giovani risolte singolarmente e non hanno una forma simmetrica. Tra le irregolari Hubble distingue due tipologie: le galassie irregolari di tipo I (Irr I), che sono oggetti fortemente risolti in stelle, e quelle di tipo II (Irr II), che presentano strutture molto caotiche e disturbate, con macchie e filamenti oscuri dovuti alle polveri.

Questo sistema di classificazione presentato da Hubble ha avuto una sua evoluzione storica nel corso del tempo, infatti è stato più volte riformulato con l'obiettivo di renderlo ancor più oggettivo e riproducibile, ma questa rimane la struttura cardine per la classificazione morfologica delle galassie.

### 1.3 Il mezzo interstellare: gas e polvere

Lo spazio presente tra i sistemi stellari nelle galassie non è affatto vuoto, infatti esso contiene gas rarefatto, grani di polvere, elettroni in moto relativistico, protoni ed altri nuclei atomici. Queste varie forme di materia non sono distribuite uniformemente nello spazio interstellare, bensì mostrano variazioni significative di densità, temperatura e stato di ionizzazione, inoltre ci si riferisce ad esse con il generico nome di mezzo interstellare o, più brevemente, ISM (*interstellar medium*). Una delle principali differenze tra le galassie appartenenti alle varie classi distinte da Hubble riguarda proprio la quantità e la distribuzione del mezzo interstellare al loro interno, quindi uno studio accurato dell'ISM è un prerequisito fondamentale nello studio delle caratteristiche di una galassia. Il mezzo interstellare è confinato nello spazio presente tra le stelle dalla forza gravitazionale della componente stellare stessa, per di più i suoi costituenti sono proprio le materie prime da cui si formano nuove stelle e, quando le stelle muoiono, il materiale prodotto, che risulta arricchito dalla nucleosintesi stellare, viene riversato di nuovo nel mezzo interstellare e spesso anche in maniera violenta (ad esempio tramite l'esplosione di una supernova). Il ciclo di eventi che descrive il processo di formazione stellare dalle nubi di gas molecolare e polvere e che si conclude con il rilascio dei prodotti dell'evoluzione stellare nell'ISM e con la conseguente nascita di nuove stelle da questo materiale processato ed arricchito in metalli, gioca un ruolo fondamentale nell'evoluzione delle galassie; questo processo è

schematizzato in Figura 1.2.



**Figura 1.2:** Rappresentazione grafica del ciclo di eventi che caratterizza le interrelazioni tra le componenti galattiche.

Andando ad analizzare più nel dettaglio la composizione del mezzo interstellare si può notare che essa è dominata dall'idrogeno, ma presenta anche quantità minori di elio e tracce di metalli (con questo termine si indicano in generale gli elementi più pesanti dell'elio). I più abbondanti di questi elementi pesanti sono il carbonio, l'azoto, l'ossigeno e il silicio; essi, compreso l'elio, sono i prodotti delle reazioni termonucleari che si innescano all'interno delle stelle (p-p chain, CNO cycle) e, come già detto, vanno ad arricchire il mezzo interstellare durante gli stadi evolutivi finali di una stella, quando si innescano importanti eventi di perdita di massa dall'involuppo tramite forti venti stellari, fino ad arrivare eventualmente all'esplosione di una supernova (nel caso delle stelle più massicce). Gli elementi che caratterizzano la composizione dell'ISM possono essere rivelati singolarmente o in forma di radicali (ad esempio:  $\text{OH}^-$ ,  $\text{CN}^-$ ) o molecole (ad esempio:  $\text{H}_2$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{CS}$ ,  $\text{NH}_3$ ,  $\text{HCN}$ ,  $\text{H}_2\text{O}$ ), inoltre circa il 99% del mezzo interstellare è in forma gassosa, mentre il restante 1% è allo stato solido, condensato in grani di polvere. Lo stato del gas nel mezzo interstellare può essere un plasma quasi completamente ionizzato (regioni HII), oppure può essere in forma atomica neutra (principalmente nubi di HI, definite anche come *Cold Neutral Medium*) o in forma molecolare (nubi di  $\text{H}_2$ , con piccole quantità di altre molecole). In particolare è proprio da queste nubi molecolari di  $\text{H}_2$  che si originano le stelle; queste sono infatti le regioni più dense e fredde del mezzo interstellare e, quando esse vengono attraversate da onde d'urto prodotte da altri eventi (come le esplosioni di supernova), si creano localmente delle regioni particolarmente dense che possono favorire un collasso gravitazionale della nube, nonostante la sua stabilità sia in genere garantita dalla pressione dovuta al moto termico delle particelle di gas, dalla rotazione e talvolta dalla presenza di campi magnetici. Nel caso in cui il collasso gravitazionale avvenga <sup>1</sup>, cominciano a susseguirsi varie fasi che conducono alla formazione stellare: la frammentazione della nube, la formazione del nucleo della protostella, l'accrescimento di un disco di materiale proveniente dall'involuppo circostante, la dissociazione dell' $\text{H}_2$  e la ionizzazione di H ed He all'aumentare della temperatura, infine la formazione della stella di pre-sequenza principale (una volta ripristinato l'equilibrio idrostatico). Per quanto riguarda la polvere, essa è prodotta dall'evoluzione stellare infatti queste particelle si formano nelle atmosfere delle stelle più evolute o nei resti di supernova e poi vengono eiettate nel mezzo interstellare. Le dimensioni dei grani di polvere variano entro un range di 0.3-300 nm e sono costituiti principalmente da elementi pesanti, in particolare essi manifestano un core di Si, C, O, Mg, Fe e idrocarburi aromatici policiclici (PAH) avvolto in un mantello organico e/o ghiacciato (per questo si possono rivelare tracce di  $\text{H}_2\text{O}$  nell'ISM). Nonostante la polvere sia una componente minoritaria dell'ISM, essa ha

<sup>1</sup>Per stabilire quali sono le condizioni che favoriscono l'innescare del collasso gravitazionale della nube molecolare si può usare il criterio di Jeans, con cui si deriva qual è il valore critico per la massa della nube oltre il quale la gravità supera la pressione termica del gas permettendo l'avvio del collasso.

una notevole importanza in molteplici processi fisici che avvengono nel mezzo interstellare stesso. Ad esempio i grani di polvere agiscono come catalizzatori in numerose reazioni chimiche, inclusa la formazione di molecole (in particolare dell' $\text{H}_2$ ), essi infatti assorbono l'energia prodotta dalle collisioni tra gli atomi (situati sulla superficie di questi grani di polvere) che vanno poi a costituire la molecola in questione. Inoltre le particelle di polvere sono in grado di assorbire energia sia dalle collisioni tra esse stesse e le particelle di gas sia dalla radiazione UV incidente, in questo modo esse si riscaldano e conseguentemente riemettono nell'IR mantenendo freddo il mezzo circostante. Questo processo ha una particolare importanza nel prevenire la fotodissociazione delle molecole nell'ISM. Dal punto di vista osservativo, il fatto che la polvere assorbe parte della radiazione incidente su di essa e la riemette nell'IR costituisce un importante effetto che permette di rivelare la presenza della polvere stessa nelle galassie. Infatti si può vedere che il flusso luminoso proveniente dal continuo stellare è profondamente modificato (ridotto) nell'intervallo di lunghezze d'onda che va dall'UV al vicino infrarosso, proprio a causa dell'assorbimento da parte dei grani di polvere presenti nel mezzo interstellare frapposto tra l'osservatore e la sorgente luminosa. Inoltre si rivela un'importante emissione nella regione del medio e lontano infrarosso da parte della polvere, quindi questa è un'ulteriore e fondamentale evidenza della sua presenza.

Nella seguente tabella si riportano le caratteristiche principali delle varie componenti del mezzo interstellare finora discusse.

Componente	Densità ( $\text{cm}^{-3}$ )	Temperatura (K)	Tracciante
nubi HI	5-20	50-100	riga 21cm dell'HI
nubi $\text{H}_2$	>100	10-20	CO (trans. rotazionale), HCN
regioni HII	$10\text{-}10^3$	$10^4$	$\text{H}\alpha$ , [OII], [NII], continuo radio
polvere		20-200	emissione in IR, estinzione

**Tabella 1.1:** Proprietà delle principali componenti del mezzo interstellare: la densità è espressa in termini di atomi di idrogeno per  $\text{cm}^3$  per le nubi di HI e  $\text{H}_2$ , mentre si riporta la densità elettronica per le regioni HII (qui il gas è in fase di plasma); la temperatura è in gradi Kelvin; infine si indica qual è il tracciante che si utilizza per studiare la componente in questione.

### 1.3.1 Il problema dell'estinzione

Come detto poc'anzi, la presenza della polvere in una galassia può essere rivelata tramite due principali effetti osservativi: la sua emissione nel MIR-FIR<sup>2</sup> e la depauperazione dell'intensità specifica di una sorgente luminosa nella regione UV-NIR<sup>3</sup> dello spettro. La combinazione di questi due effetti altera notevolmente lo spettro osservato delle sorgenti e ciò fa sì che, in prima istanza, le informazioni che si ricavano da una singola osservazione (ad esempio in ottico) siano del tutto incomplete, in quanto la polvere perlopiù nasconde la presenza di stelle giovani o in formazione (le quali emettono principalmente nell'UV), assorbendo o scatterando la maggior parte della loro radiazione emessa. È importante notare che l'effetto di riduzione e alterazione del flusso luminoso di una sorgente (ad esempio una galassia) nell'UV-NIR, il quale prende il nome di estinzione interstellare, è prodotto dall'assorbimento ma anche dallo scattering dei fotoni da parte dei grani di polvere, ossia questi ultimi possono o assorbire (per poi riscaldarsi ed emettere in IR) o deviare (scatterare), in direzioni diverse da quella della linea di vista dell'osservatore, i fotoni che li colpiscono. In effetti con il termine *estinzione* si indica proprio la quantità di luce che viene persa (e che quindi non può essere rivelata dall'osservatore) lungo una singola linea di vista a causa dell'assorbimento o dello scattering dei fotoni emessi dalla sorgente. Questa definizione non va però confusa con quella relativa al termine *attenuazione*, con cui si indica la quantità complessiva di luce persa entro un certo numero di linee di vista, la quale include non solo il contributo dell'assorbimento e dello scattering

<sup>2</sup>Mid (medio) Infra-Red e Far (lontano) Infra-Red.

<sup>3</sup>Ultra-Violet e Near (vicino) Infra-Red.

lungo ogni singola linea di vista, ma anche quello dell'eventuale variazione della densità di colonna (o profondità ottica) lungo le diverse linee di vista e quello delle stelle non oscurate; in generale nel termine di attenuazione si inseriscono gli effetti della complessa geometria della distribuzione di stelle e polvere nelle galassie.

Per ovviare al problema dell'alterazione delle informazioni che si ricavano da osservazioni affette dalla presenza delle polveri è necessario combinare i risultati di più osservazioni (inerenti alla stessa sorgente) fatte in diverse bande fotometriche. Ad esempio si può osservare la stessa galassia sia in ottico che in IR, millimetrico ecc., in questo modo l'informazione sulle zone di formazione stellare<sup>4</sup>, che viene persa a causa dell'oscuramento della polvere in ottico, può essere recuperata andando ad osservare la quantità di luce precedentemente assorbita e poi riemessa a più alte lunghezze d'onda dalla polvere, di conseguenza così si può risalire alla storia e ai processi di formazione della galassia.

Una caratteristica importante dell'estinzione da polveri è che essa non è costante a tutte le lunghezze d'onda, bensì questo effetto è tanto maggiore quanto minore è la lunghezza d'onda dei fotoni incidenti sui grani di polvere. La dipendenza dell'estinzione interstellare dalla lunghezza d'onda dei fotoni è rappresentata dalla cosiddetta curva di estinzione (si veda la Figura 1.3).

Quantitativamente l'estinzione è definita dalla grandezza  $A_\lambda$  (in cui si specifica la dipendenza dalla lunghezza d'onda) come segue:

$$A_\lambda = -2.5 \cdot \log \frac{I_\lambda}{I_{\lambda,0}} \quad (1.1)$$

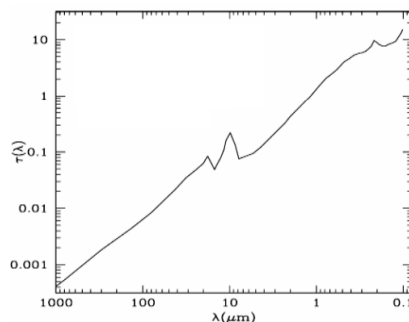
dove  $I_{\lambda,0}$  e  $I_\lambda$  sono rispettivamente l'intensità specifica (intonsa) emessa dalla sorgente e quella rivelata dall'osservatore (quindi deformata da tutti i possibili processi di interazione tra radiazione e materia che avvengono nell'ISM). Queste due quantità sono legate tra loro dall'equazione del trasporto che, nel caso in cui si consideri il solo assorbimento trascurando l'eventuale termine sorgente, è data da:

$$I_\lambda = I_{\lambda,0} \cdot e^{-\tau(\lambda)} \quad (1.2)$$

Sostituendo l'espressione 1.2 nella 1.1 si trova il legame tra l'estinzione e la profondità ottica  $\tau(\lambda)$ :

$$A_\lambda = 1.086 \cdot \tau(\lambda) \quad (1.3)$$

Nel caso in questione, la profondità ottica ovviamente è relativa alla polvere quindi maggiore è la densità numerica per unità di volume dei grani di polvere, maggiore è la  $\tau(\lambda)$  e quindi maggiore è l'effetto di estinzione, per fotoni di una certa lunghezza d'onda  $\lambda$ .



**Figura 1.3:** Curva di estinzione galattica espressa in termini di profondità ottica  $\tau(\lambda)$ . Sono evidenti degli eccessi di assorbimento dovuti ai silicati ( $\lambda=10\mu\text{m} - 18\mu\text{m}$ ) e alla grafite ( $\lambda=2175\text{\AA}$ ).

<sup>4</sup>Queste regioni sono anche quelle in cui è maggiore la concentrazione di polvere, infatti essa favorisce la formazione di nubi molecolari (fungendo da catalizzatore nelle reazioni di formazione delle molecole) ed è proprio da queste che nascono nuove stelle.

## 1.4 Le relazioni di scala

L'esistenza di correlazioni tra i principali parametri strutturali delle galassie è nota già dalla seconda metà del secolo scorso, quando sono iniziati ad essere disponibili i primi grandi set di dati inerenti a misure eseguite sulle galassie locali. In effetti sono stati trovati empiricamente numerosi trend tra importanti proprietà fisiche integrate delle galassie, come ad esempio: la massa stellare, la luminosità, la velocità di rotazione, il tasso di formazione stellare, la quantità di gas ecc.. Ad oggi tali relazioni di scala tra i vari parametri galattici sono riconosciute come uno strumento fondamentale per lo studio della formazione e dell'evoluzione delle galassie. Inoltre con le crescenti potenzialità degli strumenti di osservazione che sono stati costruiti negli ultimi anni si è potuto notevolmente ampliare il database di misure relative alle galassie locali ma non solo, infatti si è cominciato ad avere dati anche su oggetti a redshift maggiori e ciò ha permesso di approfondire questo tipo di studi sulle relazioni di scala. Grazie a questi studi e ai progetti osservativi futuri si potranno avere informazioni molto importanti e vincoli sempre più stringenti su come viene assemblata la massa delle galassie, così da comprendere meglio la co-evoluzione delle componenti galattiche, il ruolo della materia e dell'energia oscura, la frequenza degli eventi di fusione/interazione tra galassie e gli effetti di feedback causati dalle esplosioni di supernove o dalle violente emissioni dei nuclei galattici attivi (AGN). Secondo il modello attuale di formazione ed evoluzione delle galassie, esse sembrano costruire la propria massa stellare tramite processi secolari e in particolare attraverso l'accrescimento di gas molecolare freddo, infatti le stelle si formano nelle dense nubi di  $H_2$  grazie all'interazione di diversi meccanismi fisici (come detto nella sezione 1.3). Nonostante la sua complessità, questa interazione si traduce in due importanti relazioni lineari tra diverse quantità fisiche: una tra la densità superficiale della massa stellare ( $\Sigma_*$ ) e la densità superficiale del tasso di formazione stellare ( $\Sigma_{SFR}$ ) e l'altra tra la densità superficiale del gas ( $\Sigma_{gas}$ ) e la  $\Sigma_{SFR}$ . Queste relazioni prendono rispettivamente i nomi di *Main Sequence* (MS) e *Kennicutt-Schmidt* (KS) ed esse sono proprio le relazioni di scala che verranno analizzate in questo lavoro di tesi, in particolare per un campione di due galassie a spirale barrate locali.

### 1.4.1 La relazione di Main Sequence

In letteratura si possono trovare numerosi lavori, condotti negli ultimi anni, che hanno utilizzato la relazione di MS come riferimento per comprendere le differenze che sussistono tra galassie caratterizzate da diversi tassi di produzione stellare, con l'obiettivo di capire le origini dell'esistenza sia di galassie attive che spente e per capire anche come può essere smorzata l'attività di formazione stellare. Infatti si possono avere galassie starburst, che sono quelle in cui il processo di formazione stellare è eccezionalmente violento e coinvolge praticamente la totalità della struttura galattica, oppure ci sono galassie che formano attivamente stelle ma con tassi più contenuti rispetto al caso precedente, o persino galassie passive (o spente) nelle quali l'attività di formazione stellare è totalmente estinta.

Inizialmente la relazione di MS, che lega la quantità di stelle che si sono già formate con l'attuale SFR, è stata trovata usando quantità integrate di galassie locali attive nella produzione stellare, cioè si sono considerate le quantità totali del tasso di formazione stellare e della massa stellare (SFR e  $M_*$ ). Questa correlazione è stata successivamente confermata anche per galassie a più alto redshift (fino a  $z \sim 6$ ) ed è stata interpretata in un contesto di evoluzione galattica regolata dalla presenza di gas, secondo il quale le galassie crescono lungo la MS grazie al continuo rifornimento della quantità di gas presente in esse.

Più di recente, grazie all'avvento della spettroscopia a campo integrale (IFS<sup>5</sup>) si è scoperto

<sup>5</sup>Integral Field Spectroscopy: È una tecnica spettroscopica in crescente sviluppo che permette di ottenere spettri da un campo bidimensionale anche molto ampio, il quale viene diviso in una matrice rettangolare o quadrata di punti, da ognuno dei quali si ricava uno spettro con un normale spettroscopio. Per far ciò si possono usare diversi metodi, ad esempio possono essere impiegate delle fibre ottiche (che trasportano la luce dal piano focale alla fenditura di uno spettroscopio) oppure si può utilizzare una

che la relazione di MS integrata, in realtà, si origina localmente a scale inferiori (della dimensione delle nubi molecolari) e questo implica che il processo di formazione stellare è regolato da meccanismi fisici che agiscono su scale sub-galattiche. Nonostante ci sia un consenso generale sul fatto che esiste una relazione di MS spazialmente risolta per le galassie a basso redshift (le uniche in cui si possono condurre studi spazialmente risolti), si è trovato che la pendenza, l'intercetta e la dispersione della relazione in questione hanno valori che variano notevolmente tra i lavori che si possono trovare in letteratura, ciò avviene a seconda del campione selezionato, dell'indicatore di SFR, della correzione per la polvere e della procedura di fitting usata.

Inoltre tramite recenti *survey* come MaNGA<sup>6</sup> e ALMaQUEST<sup>7</sup>, si è potuto studiare il legame tra la MS spazialmente risolta e le riserve di gas presenti nelle galassie. Da alcuni lavori condotti negli ultimi anni si è trovato che la relazione di MS si origina da altre due relazioni fondamentali: la KS molecolare (si veda 1.4.2) e la cosiddetta *Molecular Gas Main Sequence* (MGMS), che è una relazione tra la  $\Sigma_*$  e la  $\Sigma_{\text{H}_2}$  (densità superficiale del gas molecolare). Inoltre si è visto che, nonostante la  $\Sigma_{\text{SFR}}$  sia una funzione sia della  $\Sigma_*$  che della  $\Sigma_{\text{H}_2}$ , la relazione che intercorre tra il tasso di formazione stellare e la massa stellare è statisticamente più significativa di quella lo lega al gas molecolare. Questo fatto enfatizza il ruolo che hanno le stelle già esistenti nel regolare l'attuale produzione stellare nelle galassie, che è proprio ciò che caratterizza la natura di questa importante relazione di MS.

### 1.4.2 La relazione di Kennicutt-Schmidt

La correlazione che coinvolge il tasso di formazione stellare e il gas presente nelle galassie è stata originariamente formulata da Schmidt (1959), usando la densità volumetrica di gas e il numero di stelle che si erano formate in prossimità del Sole. Successivamente tale relazione è stata derivata anche da Kennicutt (1998), il quale ha preso in esame galassie esterne ed ha utilizzato le densità superficiali delle quantità in questione mediate lungo il raggio. Per questo motivo tale relazione prende il nome di Kennicutt-Schmidt.

La legge di KS mette in relazione il "carburante" della formazione stellare (il gas) con il suo prodotto finale: le stelle. Questa importante correlazione ha notevoli effetti sul tempo di esaurimento del gas (definito come  $t_{\text{depl}} = M_{\text{gas}} / \text{SFR}$ , dove  $M_{\text{gas}}$  è la massa totale del gas) o, in maniera del tutto equivalente, sull'efficienza del processo di formazione stellare ( $\text{SFE} = t_{\text{depl}}^{-1} = \text{SFR} / M_{\text{gas}}$ ). In uno dei suoi primi lavori, Kennicutt (1998) ha trovato una correlazione super-lineare (con pendenza pari a 1.4-1.5) tra la densità superficiale di SFR e quella del gas totale. A seguito di questo risultato, in diversi articoli è stata studiata la relazione tra la formazione stellare e la disponibilità di gas, considerando le diverse fasi in cui il gas si manifesta nell'ISM e i traccianti della formazione stellare; inoltre questa correlazione è stata esplorata anche in oggetti a diverse epoche cosmiche. In alcuni lavori degli ultimi anni sono state sfruttate le osservazioni del gas molecolare e neutro nelle galassie locali per studiare come varia la relazione tra l'attività di formazione stellare e il gas all'interno delle galassie, in funzione delle loro proprietà locali e integrate. Nel complesso le loro scoperte hanno evidenziato che il legame tra la formazione stellare e il gas molecolare è rappresentato da una relazione lineare (con pendenza circa pari a 1). Oltre alla relazione con il gas molecolare, è stato studiato anche il legame tra la recente attività di formazione stellare e l'HI al di fuori del disco ottico (cioè esternamente al raggio ottico:  $R_{25}$ <sup>8</sup>), nelle regioni in cui l'HI rappresenta la totalità dell'ISM, e si è trovata una significativa correlazione spaziale tra l'emissione nel FUV<sup>9</sup> (la quale traccia la recente formazione stellare, in quanto a queste lunghezze d'onda risulta minimo

matrice di lenti (le quali indirizzano la luce in direzioni diverse secondo una griglia organizzata in modo tale da non far sovrapporre gli spettri relativi ad ogni lente). I vantaggi di questa tecnica spettroscopica sono l'alta sensibilità e l'alta risoluzione spaziale.

<sup>6</sup>Mapping Nearby Galaxies at APO.

<sup>7</sup>ALMA-MaNGA QUEnching and STar formation.

<sup>8</sup> $R_{25}$  è il semiasse maggiore dell'isofota di livello 25, cioè in cui viene raggiunto un livello di brillantezza superficiale pari a  $\mu_B=25$  mag/arcsec<sup>2</sup> in banda B.

<sup>9</sup>Far (lontano) Ultra-Violet.



l'effetto di bias osservativo dovuto all'estinzione da polveri) e la densità dell'HI. Inoltre si è osservato che, in queste regioni in cui predomina l'HI, l'efficienza della formazione stellare diminuisce all'aumentare della distanza dal centro, per di più tale SFE risulta in generale minore di quella relativa al gas molecolare, infatti si è visto (in particolare per galassie a spirale e irregolari locali) che i tempi scala in cui si consuma il gas atomico neutro sono più lunghi rispetto a quelli che si misurano nelle regioni dominate dall' $H_2$ . Sono stati condotti studi sulla relazione di KS spazialmente risolta e integrata anche per oggetti ad epoche cosmiche più remote e si è trovato che la relazione di KS molecolare mediata sulle varie galassie è lineare, da ciò consegue che galassie a diverse epoche cosmiche hanno dei tempi scala di formazione stellare che sono piuttosto simili.

D'altro lato, come visto per la relazione di MS, in vari lavori è emerso che la relazione tra gas molecolare e formazione stellare osservata in diverse galassie manifesta delle variazioni; si è visto che probabilmente la pendenza di questa correlazione può essere sub-lineare o super-lineare a seconda della scala spaziale utilizzata.

## 1.5 Il ruolo della barra

La presenza di una barra è molto comune nelle galassie a disco a basso redshift e per questo poter quantificare l'influenza di tale struttura sulle galassie che la ospitano è di fondamentale importanza nel campo dell'evoluzione galattica. Le barre sono strutture che non presentano una simmetria assiale e sono molto efficienti nella redistribuzione del materiale (gas e stelle) e del momento angolare all'interno delle galassie. Il momento meccanico indotto dalla barra può spingere il gas sia verso l'esterno che verso il centro di una galassia, di conseguenza ciò può portare alla formazione di starburst o alla crescita della concentrazione centrale di massa, questo fatto è seguito dalla diminuzione del tasso di formazione stellare. A supporto di ciò, osservazioni spazialmente risolte della distribuzione di HI mostrano delle lacune in alcune regioni del disco, presumibilmente laddove la barra ha spazzato via il gas per poi incanalarlo verso l'esterno o verso l'interno, nelle sue regioni di influenza.

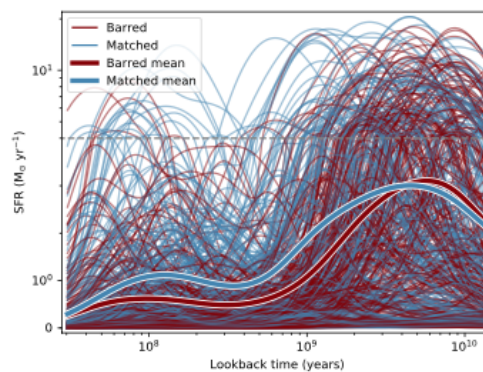
Questi effetti, in generale, sono più evidenti nelle galassie che mostrano delle barre particolarmente prominenti. In letteratura ci sono molti lavori che hanno rivelato notevoli differenze tra le galassie barrate e quelle non barrate, ad esempio il fatto che, a parità di massa delle galassie, il tasso di formazione stellare e la frazione di gas atomico sono inferiori nelle galassie barrate rispetto a quelle senza barra. Inoltre oggetti che mostrano la presenza di una barra appaiono otticamente più rossi rispetto alle loro controparti non barrate, questo fatto, di solito, è proprio attribuito ad un tasso di formazione stellare più basso. Un'altra evidenza che viene riscontrata è che le barre si trovano generalmente nelle galassie più massicce o in quelle che sono dominate da una concentrazione centrale di massa; per di più le galassie barrate sono particolarmente numerose negli ambienti più densi.

Sebbene quanto fin qui discusso ci suggerisca chiaramente che le barre sono responsabili dei diversi percorsi evolutivi che possono verificarsi nelle galassie che le ospitano (o che perlomeno risultano coinvolte in ciò), bisogna fare attenzione nel garantire che le differenze osservate tra galassie barrate e non barrate non siano guidate da qualche altro fattore correlato. Ad esempio la massa stellare di una galassia barrata risulta correlata alla lunghezza della barra, ma anche all'attività di formazione stellare e al colore. Un'altra cosa non del tutto ovvia è il motivo per cui le galassie barrate risultano più rosse, questo fatto potrebbe essere dovuto alla presenza di popolazioni stellari più vecchie (quindi ad un tasso di formazione stellare più basso, come già detto) o più ricche di metalli, oppure al contributo dell'arrossamento da polveri, o ad una combinazione di questi fattori. Quindi non è ancora possibile determinare completamente gli effetti della barra e, date le numerose correlazioni che possono manifestarsi, è importante poterli distinguere da altre influenze esterne. Per quantificare gli effetti delle barre sulle galassie che le ospitano è necessario confrontare le galassie barrate con quelle non barrate, una volta fissata la massa e la morfologia di questi oggetti.

Grazie alla survey MaNGA si sono aggiunte dettagliate informazioni spettroscopiche che permettono di utilizzare avanzate tecniche di sintesi delle popolazioni per studiare non solo le attuali popolazioni stellari, ma anche l'intera storia della formazione stellare delle galassie (SFH<sup>10</sup>). Di conseguenza molti recenti studi sono dedicati alla ricostruzione della SFH di campioni di galassie per poter ampliare la conoscenza della formazione e dell'evoluzione delle galassie e per scoprire eventuali correlazioni con la presenza della barra.

A tal proposito si può citare il recente studio condotto da Fraser-McKelvie et al. (2020), in cui sono state determinate le popolazioni stellari e la SFH di un campione di 245 galassie barrate selezionate dalla survey MaNGA, ponendole a confronto con un campione opportunamente scelto di galassie non barrate. Per prima cosa infatti, nota l'influenza che la massa stellare delle galassie barrate ha sulle proprietà della barra e nota la dipendenza di molteplici proprietà della barra e, in generale, della galassia dal tipo morfologico, è necessario rimuovere queste due variabili quando si crea un campione di galassie senza barra con cui porre a confronto le galassie barrate prese in esame. Per far ciò, una volta selezionato il campione di galassie barrate e una volta note le loro principali caratteristiche, si sceglie il campione delle loro controparti non barrate in modo che queste abbiano la massa stellare e i principali parametri morfologici il più possibile affini con quelli delle galassie barrate scelte. In tal modo, essendo questi parametri (massa e morfologia) in buon accordo tra i due campioni, eventuali trend osservati tra le proprietà delle galassie barrate e di quelle senza barra sicuramente non sono dovuti ad influenze esterne provocate da possibili differenze nella massa stellare o nella morfologia.

Ciò che si è trovato, confrontando gli andamenti delle SFH di questi due campioni di galassie, è che quelle barrate mostrano un picco nell'attività di formazione stellare ad epoche più remote rispetto a quanto si osserva per le galassie non barrate, inoltre queste ultime presentano un secondo picco meno intenso entro gli ultimi 0.1 Gyr e ciò è consistente con l'attuale attività di formazione stellare di questi oggetti (si veda la Figura 1.4). Il fatto che nelle galassie barrate il picco di SFR si manifesta ad epoche cosmiche più remote fa sì che questi oggetti costruiscano la loro attuale massa prima di quanto fanno le galassie non barrate, da questo si conclude che le popolazioni stellari più vecchie e ricche di metalli che sono state riscontrate nelle galassie barrate si sono formate in un remoto episodio di formazione stellare, seguito da una bassa attività che persiste fino all'epoca attuale.



**Figura 1.4:** In questo grafico sono riportate le SFH delle galassie barrate selezionate (curve marroni) e quelle delle loro controparti non barrate (curve blu). Le curve in grassetto sono la media delle SFH di entrambi i campioni. Per dare una migliore visione dei trend, lungo l'asse y si è utilizzata una scala lineare per  $\text{SFR} < 4M_{\odot}\text{yr}^{-1}$  ed una logaritmica per  $\text{SFR} > 4M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ . Tratto da Fraser-McKelvie et al. (2020).

Dalla caratteristiche analizzate si può quindi inferire che le galassie barrate sviluppano la maggior parte della formazione stellare in tempi remoti e si stabilizzano in uno stato più quiescente prima di quanto accade per galassie barrate con proprietà di massa e morfologia equivalenti. Da ciò si deduce quindi che c'è uno stretto legame tra la presenza

<sup>10</sup>Star Formation History.

della barra e la cessazione anticipata della formazione stellare in queste galassie, ma quello che non è ancora chiaro è se la barra sia la causa o l'effetto di questo passaggio da galassia attiva a quiescente in epoche così remote. Infatti si può pensare ad uno scenario in cui la barra favorisce una più rapida cessazione della formazione stellare e questo spiega il fatto che dalle osservazioni le galassie barrate sono più rosse di quelle senza barra. Un'altra possibile spiegazione è che le barre si formano ed evolvono più difficilmente nelle galassie con dischi ricchi di gas e quindi con alta formazione stellare, in tal caso il fatto di osservare galassie barrate precluderebbe che esse abbiano per prima cosa raggiunto uno stato quiescente così da favorire lo sviluppo di una barra. Infatti, secondo alcune simulazioni, la formazione ed evoluzione delle barre è favorita in dischi privi di gas, tipici delle galassie che hanno concluso la loro attività di formazione stellare in epoche remote sviluppando poi un disco freddo e sufficientemente instabile da permettere la formazione di questa ulteriore struttura. Questo secondo punto di vista, però, non spiega come mai ci sia comunque un numero considerevole di barre che risiedono in dischi ricchi di gas. Fintanto che non si sviluppa un metodo per poter datare, in maniera osservativa, l'epoca di formazione delle barre, resta ancora in sospeso quale sia il reale legame di causa-effetto tra la presenza della barra e il ridotto tasso di formazione stellare.



## Capitolo 2

# Analisi spazialmente risolta di due galassie barrate locali

Come in parte già anticipato, in questa tesi si approfondisce lo studio spazialmente risolto, su scala del sub-kpc, delle principali componenti del mezzo interstellare e della massa stellare in un campione di due galassie a spirale barrate locali. Una volta analizzata la distribuzione dei loro costituenti fondamentali, si analizzano le possibili correlazioni che intercorrono tra le densità superficiali di queste quantità anche in relazione all'attività di formazione stellare osservata in questi oggetti.

### 2.1 Il ruolo degli studi spazialmente risolti

Prima di presentare il lavoro svolto sulle due galassie selezionate è necessaria una premessa sull'importanza di questi studi spazialmente risolti che, negli ultimi anni, si sono via via fatti strada nel campo della moderna ricerca astrofisica. In questo ambito la formazione e l'evoluzione delle galassie costituiscono uno dei problemi chiave da studiare, in particolare l'attenzione è rivolta a capire come le galassie passano dall'essere attive nella formazione stellare all'essere spente o quiescenti.

Grazie alle recenti grandi survey che sono state condotte su ampi campioni di galassie a diversi redshift (come ad esempio la Sloan Digital Sky Survey - SDSS) sono stati intrapresi importanti studi statistici, dal momento che sono iniziati ad essere disponibili dati inerenti a milioni di galassie anche a diverse epoche cosmiche. Come già detto a proposito delle relazioni di scala (nella Sezione 1.4), tramite questi studi statisticamente significativi si sono trovate importanti relazioni empiriche, inizialmente integrate, tra i principali parametri strutturali delle galassie. Ad esempio si è riscontrata una generale validità, anche a più alti redshift, della relazione di Main Sequence, secondo la quale una galassia produce tante più stelle quanto più è massiccia (secondo un trend lineare), ma questa ovviamente vale solo per quelle galassie che sono attive nella formazione stellare. Infatti quello che si è riscontrato analizzando campioni così ampi di galassie è che, in realtà, ci sono due popolazioni di galassie: quelle che formano attivamente nuove stelle al loro interno e quelle che, invece, si trovano in una fase di quiescenza. A questo punto quindi ci si chiede come fa una galassia a smettere di formare stelle e spegnersi: sarà perché termina le sue riserve di gas da cui si originano le stelle? Se così fosse, quale può essere la causa dell'esaurimento del gas nell'ISM? Secondo il modello attuale di formazione ed evoluzione delle galassie, esse continuano ad accrescere la quantità di gas al loro interno tramite il collasso gravitazionale di filamenti di gas presenti nella cosiddetta Cosmic Web. Come mai, ad un certo punto, questo gas non riesce più a raggiungere le galassie provocando quindi il loro spegnimento?

Questi sono dunque i quesiti al centro dei principali dibattiti nel campo dell'astrofisica moderna e ci sono varie ipotesi che sono state formulate a proposito di ciò. Ad esempio, secondo una delle teorie, le galassie poco massicce possono essere sottoposte agli effetti

dei cosiddetti *supernova feedback*; infatti una volta che nelle galassie si sono formate ed evolute tante stelle, queste possono concludere la loro vita con una imponente esplosione di supernova facendo sì che il gas venga spazzato via dalla galassia e confinato in un alone esterno ad essa, così da far interrompere la produzione di nuove stelle. Questa ipotesi potrebbe però essere confutata dal fatto che il gas confinato esternamente alla galassia dovrebbe comunque, ad un certo punto, ricadere gravitazionalmente sulla galassia stessa, per poi raffreddarsi e tornare ad essere il carburante dell'attività di formazione stellare. Un'altra possibile spiegazione è data dagli effetti prodotti da eventuali *AGN feedback*, infatti i buchi neri supermassicci ospitati dai nuclei di molte galassie possono periodicamente produrre emissioni particolarmente energetiche sotto forma di venti stellari, in grado sia di spazzare via il gas sia di riscaldarlo, facendo quindi venir meno le condizioni necessarie all'avvio di un'ulteriore formazione stellare (per la quale sono necessari ambienti gassosi freddi e densi).

È proprio la necessità di cercare una spiegazione a tale questione che ha spinto la ricerca verso i cosiddetti studi spazialmente risolti. In effetti, fino a qualche anno fa, gli strumenti a disposizione permettevano soltanto di fare studi integrati, in quanto le galassie apparivano puntiformi, non riuscivano ad essere risolte nelle osservazioni e quindi si potevano soltanto avere misure mediate sull'intera struttura galattica, come la quantità totale di massa e formazione stellare, la massa totale di gas ecc.. Da questo tipo di studi si possono, però, ricavare solamente dei trend medi tra le quantità integrate dei vari parametri misurati e ciò non è sufficiente per dedurre quali sono i processi fisici che possono effettivamente accadere all'interno delle galassie provocando il loro spegnimento. Infatti se, come ipotizzato, i fenomeni che possono contribuire all'arresto della formazione stellare all'interno delle galassie sono locali (come poc'anzi discusso: SN feedback o AGN feedback), i loro effetti non sono rivelabili, se si osservano le galassie integrate e quindi se non si riesce a risolverle spazialmente, in quanto risultano mediati con il resto della struttura galattica.

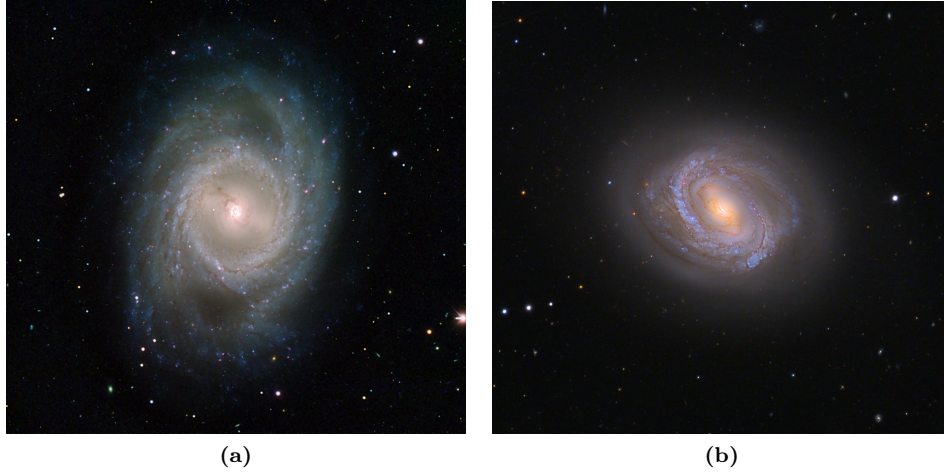
La costruzione di nuovi e potenti strumenti e l'introduzione della IFS hanno permesso quindi l'avvio di questi studi spazialmente risolti, almeno per le galassie dell'Universo locale (per gli oggetti più distanti non si hanno ancora risoluzioni adeguate ma sono in arrivo nuovi progetti per ampliare il panorama di tali studi), pertanto ad oggi questo canale di ricerca è estremamente attivo. L'obiettivo degli studi spazialmente risolti è quindi quello di aggiungere nuovi tasselli alla conoscenza dell'evoluzione galattica e, in particolare, essi subiranno un'importante svolta non appena sarà possibile condurli anche su oggetti ad epoche cosmiche più remote. Per ora, grazie ad essi, si è visto che molte correlazioni valide a livello integrale (come la MS o la KS) sono rispettate anche localmente su scale del sub-kpc e questo fa dedurre che i processi che regolano la formazione stellare si inneschino a livello locale.

## 2.2 NGC3351 e NGC4579

Il lavoro svolto in questa tesi si basa sulle osservazioni multibanda di due galassie a spirale barrate dell'Universo locale, viste di faccia: NGC3351 e NGC4579 (mostrate in Figura 2.1). Entrambe sono classificate morfologicamente come SBb.

Sulla base dell'archivio dei dati di DustPedia<sup>1</sup>, per questo lavoro di tesi sono state selezionate due galassie barrate con l'obiettivo di estendere il lavoro già svolto da studi precedenti sulle galassie normali. In effetti è importante condurre questi studi spazialmente risolti anche su galassie con differenti caratteristiche morfologiche (come in questo caso la presenza della barra, o magari di un bulge dominante) per poter ampliare la conoscenza attuale sull'attività di formazione stellare, la quale influenza l'evoluzione galattica.

<sup>1</sup>Il database di DustPedia è disponibile al sito: <http://DustPedia.astro.noa.gr>. Tale archivio contiene immagini multibanda, cioè ottenute da osservazioni in diverse bande fotometriche, per 875 galassie a basso redshift ed è stato creato con lo scopo di studiare l'emissione della polvere dell'Universo locale.



**Figura 2.1:** Immagini di NGC3351 (a) e NGC4579 (b).

Di seguito sono presentate (e poi riassunte nella Tabella 2.1) le proprietà integrate delle galassie in esame. Le coordinate equatoriali (Ascensione Retta e Declinazione) all'epoca J2000 dei due oggetti in esame, espresse in [deg], sono (RA, Dec):

NGC3351  $\rightarrow$  (160.990, 11.704)

NGC4579  $\rightarrow$  (189.431, 11.818).

Oltre al tipo morfologico T, preso dal database HyperLEDA<sup>2</sup>, si riporta: la massa totale in stelle e delle due principali componenti del gas (HI e H<sub>2</sub>), il tasso di formazione stellare totale, la distanza e il raggio in kpc a cui la brillantezza superficiale ottica scende al di sotto di 25 mag/arcsec<sup>2</sup> (cioè R<sub>25</sub>). Per determinare queste quantità si sono utilizzati i dati relativi ad ogni singola cella di lato pari a 500 pc in cui ciascuna galassia viene scomposta grazie alle osservazioni spazialmente risolte (nella successiva Sezione 2.3 si descrive brevemente la procedura per ottenere le proprietà risolte delle galassie). La quantità in massa della componente stellare e la quantità di SFR totale sono calcolate sommando i contributi di tutte le celle contenute entro una circonferenza di raggio pari a R<sub>25</sub>, mentre le masse totali di HI e di H<sub>2</sub> sono prese dal database di DustPedia e presentate in Casasola et al. (2020).

Per NGC3351 si è trovato un tasso di formazione stellare totale pari a  $\text{SFR} \simeq 0.70 M_{\odot}/\text{yr}$ , inoltre si è ottenuta una massa stellare totale, espressa in termini logaritmici (in base 10), pari a  $\log M_{\star} \simeq 10.30 M_{\odot}$ ; mentre per la massa totale di HI e H<sub>2</sub> si ha  $\log M_{\text{HI}} \simeq 9.11 M_{\odot}$  e  $\log M_{\text{H}_2} \simeq 9.09 M_{\odot}$ .

Per quanto riguarda, invece, le proprietà integrate di NGC4579 si ha uno SFR pari a  $\text{SFR} \simeq 1.11 M_{\odot}/\text{yr}$  e una massa stellare totale pari a  $\log M_{\star} \simeq 10.97 M_{\odot}$ . Casasola et al. (2020) fornisce i seguenti risultati per la massa totale (sempre in termini logaritmici) di HI e H<sub>2</sub>:  $\log M_{\text{HI}} \simeq 8.96 M_{\odot}$  e  $\log M_{\text{H}_2} \simeq 10.29 M_{\odot}$ .

Nome	$\log M_{\star}$ [ $M_{\odot}$ ]	SFR [ $M_{\odot}/\text{yr}$ ]	D [Mpc]	R <sub>25</sub> [kpc]	$\log M_{\text{HI}}$ [ $M_{\odot}$ ]	$\log M_{\text{H}_2}$ [ $M_{\odot}$ ]	T
NGC3351	$10.30^{+0.07}_{-0.09}$	$0.70 \pm 0.11$	9.92	10.17	$9.113^{+0.002}_{-0.001}$	$9.09^{+0.12}_{-0.16}$	3.1
NGC4579	$10.97^{+0.05}_{-0.06}$	$1.11 \pm 0.17$	19.95	14.14	$8.959^{+0.005}_{-0.005}$	$10.29^{+0.25}_{-0.67}$	2.8

**Tabella 2.1:** Proprietà delle due galassie esaminate.

<sup>2</sup>L'obiettivo del database HyperLEDA è quello di raccogliere misurazioni pubblicate nei lavori di letteratura e nelle survey moderne per produrre descrizioni complete degli oggetti astronomici.

Le incertezze associate a queste misure sono mostrate nella Tabella 2.1 e sono state determinate tramite la rms valutata sulle mappe (con una risoluzione di 500 pc) corrispondenti alle varie quantità integrate ottenute.

Le distanze delle due galassie e i corrispondenti valori di  $R_{25}$  utilizzati sono presi da HyperLEDA.

### 2.3 Osservazioni multibanda e proprietà derivate

Per analizzare le relazioni su scala del sub-kpc tra le densità superficiali della formazione stellare, del gas nelle sue varie fasi, della polvere e della massa stellare nelle due galassie selezionate (NGC3351 e NGC4579) si utilizzano osservazioni in più di 20 bande fotometriche. In particolare, grazie ai dati che si ricavano da queste osservazioni multibanda raccolte nell'archivio di DustPedia, si riesce a sfruttare la potenza di una completa copertura fotometrica multibanda, che si estende dal lontano UV fino al lontano IR (cioè dalle osservazioni condotte dalla survey GALEX a quelle fatte da Herschel) per fornire una misura affidabile dello SFR complessivo (ma non solo) nelle galassie, tenendo conto direttamente sia delle componenti osservate sia di quelle oscurate dalla polvere. Per far ciò si utilizza una procedura di *SED fitting*, la quale permette di andare più in profondità rispetto ai rilievi spettroscopici basati sulle linee di emissione dell' $H\alpha$ . In effetti queste ultime dipendono in maniera critica dalle correzioni per estinzione da polvere, quindi combinando misure nell'UV con quelle nel FIR si riesce a minimizzare le incertezze legate alla presenza di polvere in quanto, così facendo, si possono rivelare sia le emissioni dirette della componente stellare galattica sia quelle inizialmente assorbite dalla polvere e poi riemesse nell'IR.

In questo lavoro, per prima cosa, si devono ottenere le proprietà risolte delle galassie su scala del sub-kpc e per far ciò si utilizza la procedura di SED fitting descritta nell'articolo di Enia et al. (2020), che utilizza il programma MAGPHYS per fare il fitting dei dati osservati su 23 bande fotometriche diverse. Le osservazioni nel lontano e vicino UV (FUV e NUV) sono state fatte con il telescopio spaziale GALEX (GALaxy Evolution eXplorer), quelle nelle bande ottiche (filtri u, g, r, i, z) con la Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Le osservazioni nell'infrarosso vicino (NIR, bande J, H e  $K_s$ ) vengono dalla 2 Micron All-Sky Survey (2MASS), mentre quelle nel NIR e nel medio infrarosso sono state fatte da WISE (a 3.4, 4.6, 12 e 22  $\mu\text{m}$ ) e dalla camera IRAC a bordo di Spitzer (a 3.56, 4.51, 5.76 e 8.00  $\mu\text{m}$ ). Infine, le osservazioni nel lontano infrarosso (FIR) sono fatte con gli strumenti a bordo del telescopio spaziale Herchel, in particolare PACS (a 70  $\mu\text{m}$ , 100  $\mu\text{m}$  e 160  $\mu\text{m}$ ) e SPIRE (a 250  $\mu\text{m}$  e 350  $\mu\text{m}$ ).

La procedura per ottenere le proprietà fisiche spazialmente risolte delle due galassie può essere brevemente riassunta in tre step: (i) si degrada la risoluzione di ogni immagine alla peggiore PSF<sup>3</sup> che si ha tra le 23 bande fotometriche usate, che è quella dell'immagine a 350  $\mu\text{m}$  presa con lo strumento SPIRE (24 arcsec); (ii) si costruisce una griglia di celle quadrate di una data dimensione (in questo caso con un lato di 500 pc) e poi si misura il flusso a ciascuna lunghezza d'onda su di esse; (iii) si derivano le proprietà fisiche delle singole celle eseguendo il SED fitting sui dati fotometrici disponibili. Si rimanda all'articolo di Enia et al. (2020) per maggiori dettagli inerenti alla procedura di analisi.

Da questa procedura di SED fitting si ricavano le informazioni spazialmente risolte inerenti alla massa stellare, al tasso di formazione stellare e alla polvere per ogni cella della griglia in cui è stata scomposta ogni galassia. Le proprietà dell'idrogeno atomico sono ricavate da osservazioni fatte con le surveys THINGS (The HI Nearby Galaxy Survey) e VIVA (VLA Imaging of Virgo in Atomic gas), mentre quelle dell'idrogeno molecolare dalla survey HERACLES (the HERA CO-Line Extragalactic Survey). Le immagini ottenute da queste surveys inerenti a NGC3351 e a NGC4579 sono state trattate seguendo la metodologia esposta in Morselli et al. (2020).

---

<sup>3</sup>Point Spread Function.

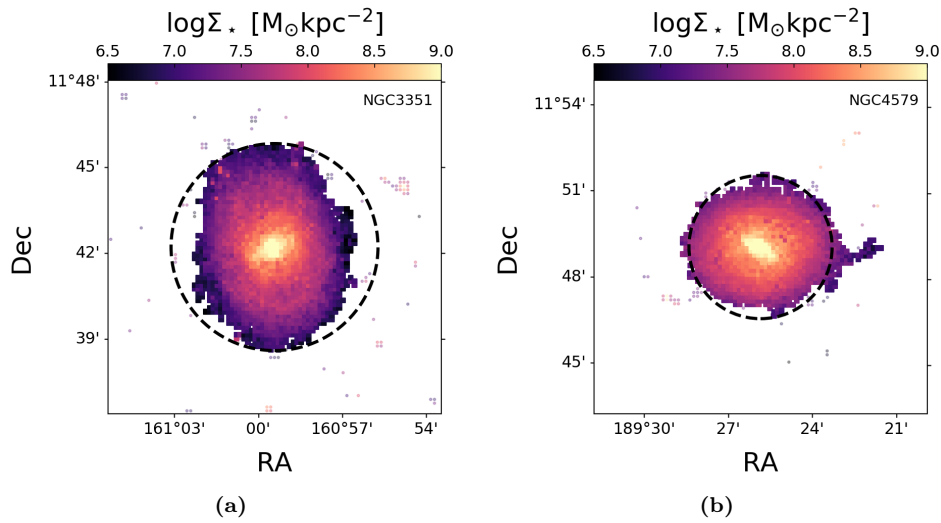


## 2.4 Distribuzioni spazialmente risolte

In questa sezione sono riportate le rappresentazioni grafiche delle distribuzioni spazialmente risolte delle varie proprietà fisiche delle due galassie studiate: la massa stellare, il tasso di formazione stellare e la quantità di HI, H<sub>2</sub> e polvere. In ogni figura è stata inserita anche la circonferenza (curva nera tratteggiata) di raggio pari a R<sub>25</sub>, inoltre i punti rappresentati come pallini sono quelli corrispondenti alle celle in cui il SED fitting è caratterizzato da un  $\chi^2$  maggiore di quello di soglia (fissato a 25) e quindi sono scartati.

### 2.4.1 Massa stellare

I valori inerenti alla massa stellare di ogni singola cella sono ottenuti direttamente dall'output del programma MAGPHYS utilizzato nella procedura di SED fitting. Per ottenere i valori della corrispondente densità superficiale, che sono quelli plottati nelle seguenti immagini, basta dividere la massa stellare di ogni elemento della griglia per l'area della singola cella entro cui è contenuta. Come si può notare dalle seguenti Figure 2.2, la massa stellare si concentra maggiormente nelle zone centrali delle galassie, infatti è evidente una struttura sferoidale al centro particolarmente definita (il bulge) e su di essa appare innestata la barra. Infatti si riesce, in entrambe le galassie, ad intravedere la presenza di una struttura allungata che si diparte dal bulge centrale. Si può concludere quindi che la componente stellare traccia la presenza della barra. Dalla massima concentrazione di stelle nel bulge si osserva poi una progressiva diminuzione della massa stellare verso le regioni più esterne. Tutto ciò conferma l'andamento di crescita esponenziale che segue la massa stellare se si procede dall'esterno verso l'interno nelle galassie a disco.

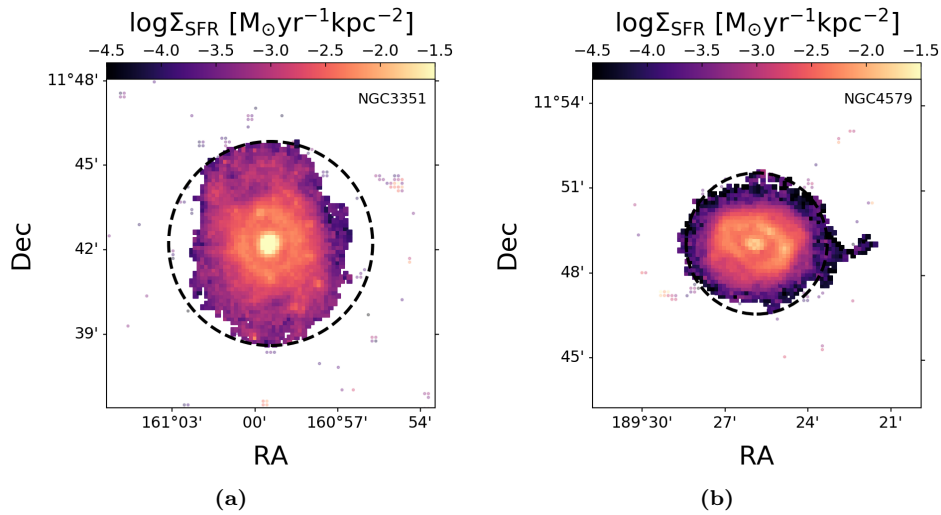


**Figura 2.2:** Distribuzione spazialmente risolta della densità superficiale della massa stellare espressa in termini logaritmici ( $\log \Sigma_*$ ), in NGC3351 (a) e NGC4579 (b).

### 2.4.2 Tasso di formazione stellare

Lo SFR totale in ogni cella della griglia viene calcolato come somma della componente osservabile dell'attività di formazione stellare SFR<sub>UV</sub> e di quella invece oscurata dalla polvere e poi riemessa nell'IR SFR<sub>IR</sub> (ottenute dal processo di SED fitting). Esse tracciano la luce emessa dalle stelle giovani: nell'UV questa luce viene osservata direttamente, mentre nell'IR si vede la sua componente che viene emessa dalla polvere dopo essere stata da essa assorbita. Dalle distribuzioni spazialmente risolte mostrate di seguito si nota la tendenza dello SFR a crescere dall'esterno verso l'interno delle galassie. In particolare esso sembra tracciare, seppur moderatamente, le strutture dei bracci di spirale, i quali effettivamente ospitano i processi di formazione stellare poiché è in queste regioni che si

concentrano maggiormente anche gas e polveri. Si nota infatti una struttura quasi anulare in prossimità del centro delle galassie, essa ricalca l'avvolgimento dei bracci di spirale che si dipartono dalle estremità della barra. D'altra parte si osserva un aumento dello SFR nello sferoide centrale, soprattutto in NGC3351, e questo conferma la relazione tra massa stellare e SFR (Main Sequence), secondo la quale vengono prodotte linearmente tante più stelle quanto più è maggiore concentrazione di massa. Quindi, seppure lo SFR tenda a rimanere più elevato lungo i bracci che sono le zone di formazione stellare, il bulge appare di fatto più *star-forming* poiché lì tende a concentrarsi esponenzialmente la massa stellare. In generale il fatto che non si osservano strutture particolarmente definite nelle regioni del disco conferma i valori, piuttosto bassi, ottenuti per lo SFR totale entro  $R_{25}$  in entrambe le galassie, mostrati nella Tabella 2.1.



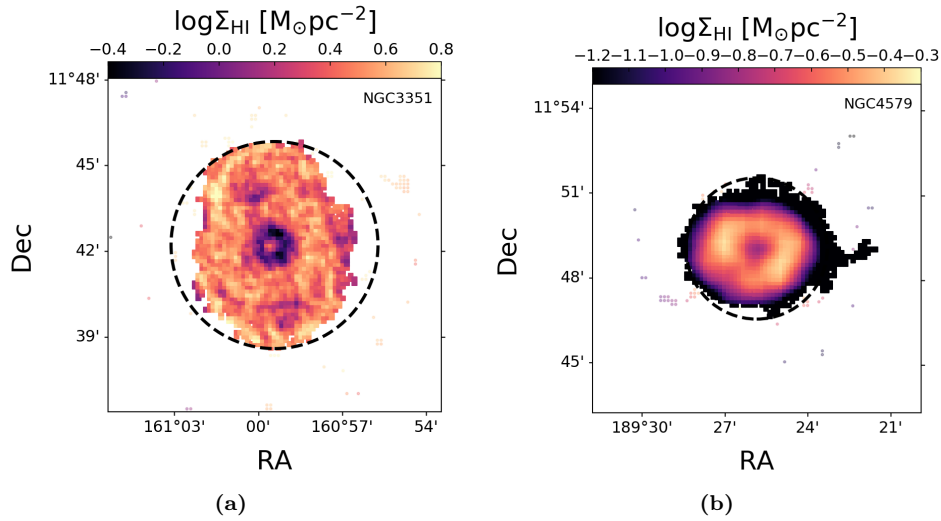
**Figura 2.3:** Distribuzione spazialmente risolta della densità superficiale del tasso di formazione stellare espressa in termini logaritmici ( $\log \Sigma_{\text{SFR}}$ ), in NGC3351 (a) e NGC4579 (b).

### 2.4.3 HI

La densità superficiale della massa di HI è misurata dalle mappe a 21 cm disponibili dalla survey THINGS, in effetti è proprio a questa lunghezza d'onda (nel radio) che si rivela un'importante riga spettrale che traccia la presenza di HI. Tale riga si origina da una transizione nella cosiddetta struttura iperfine del ground state dell'atomo di idrogeno, la quale si genera quando il momento angolare di spin dell' $e^-$ , che può essere  $\pm 1/2$ , interagisce con quello del nucleo (il solo protone), che può essere anch'esso  $\pm 1/2$ . Pertanto dall'interazione tra questi due momenti angolari si genera un momento angolare totale (di solito indicato con  $\vec{F}$ ) al cui modulo è associato un numero quantico che può assumere valore 0 o 1, quando i momenti angolari di spin (dell'elettrone e del protone) risultano rispettivamente antiparalleli o paralleli. Ci sono dunque due stati quantici possibili che definiscono questa struttura iperfine e la transizione dall'uno all'altro, essendo molto poco energetica, produce una riga spettrale nel radio, appunto a  $\lambda = 21$  cm.

Le osservazioni di HI sono ricavate dalla survey THINGS per NGC3351 e dalla survey VIVA per NGC4579: in entrambi i casi sono state eseguite con il Very Large Telescope (VLA) e sono caratterizzate da una elevata risoluzione angolare. Quello che si nota dalle immagini spazialmente risolte (Figura 2.4) è che la distribuzione di HI risulta maggiormente depresso al centro e più intensa nelle regioni del disco, in particolare sembra tracciare la struttura granulare e frammentata dei bracci di spirale. Questo risulta particolarmente evidente in NGC3351, mentre in NGC4579 la distribuzione sembra più diffusa e in particolare la quantità di HI diventa molto bassa spingendosi in prossimità di  $R_{25}$ . Un'altra cosa che si può notare in questo caso, confrontando le due galassie, è che globalmente NGC4579 contiene meno HI rispetto ad NGC3351 (come confermato dai

dati integrati riportati nella Tabella 2.1), infatti l'intervallo entro cui varia il  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  per NGC4579 risulta shiftato a valori più bassi rispetto a quello relativo a NGC3351.



**Figura 2.4:** Distribuzione spazialmente risolta della densità superficiale della massa di HI espressa in termini logaritmici ( $\log\Sigma_{\text{HI}}$ ), in NGC3351 (a) e NGC4579 (b).

#### 2.4.4 $\text{H}_2$

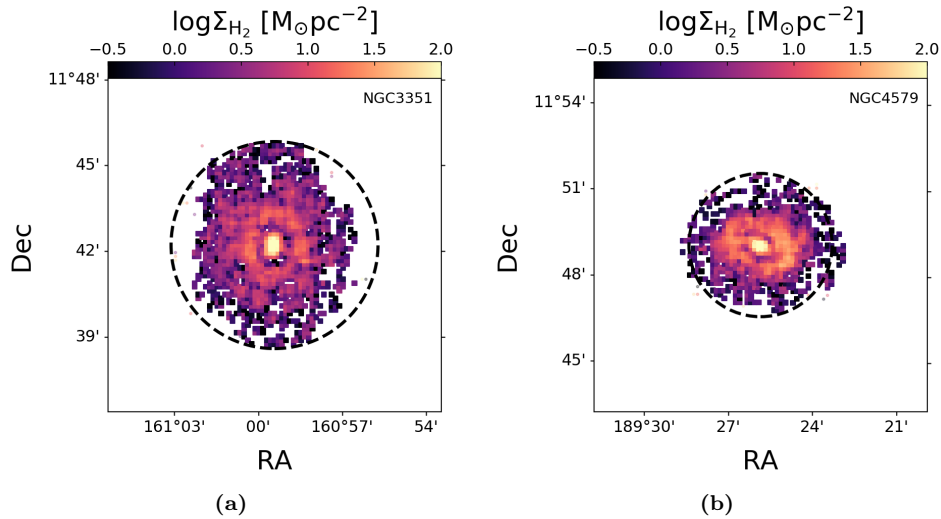
La densità superficiale del gas molecolare è calcolata usando le mappe di CO ricavate da HERACLES. Queste osservazioni sono state fatte con il telescopio da 30m IRAM (Institut de Radioastronomie Millimétrique) ed hanno una risoluzione di 11 arcsec. La presenza di  $\text{H}_2$  viene tracciata tramite il CO, che è la seconda molecola più abbondante nelle nubi molecolari dopo l' $\text{H}_2$ . Sebbene il rapporto tra le loro abbondanze sia di circa  $1/10^5$  (cioè ogni  $10^5$  molecole di idrogeno molecolare ce n'è una di monossido di carbonio), il CO è più facilmente rivelabile rispetto all' $\text{H}_2$  ed è per questo che viene usato come suo tracciante. In effetti l' $\text{H}_2$  non ha un momento di dipolo elettrico permanente (è simmetrica) e quindi tale molecola non produce transizioni rotazionali, che sono in genere le più importanti per rivelare la presenza di molecole. Quelle che possono avvenire per l' $\text{H}_2$  sono transizioni di quadrupolo, le quali però sono molto più energetiche e quindi richiedono temperature cinetiche di circa 500 K affinché possano avvenire. Il problema è che l'ambiente in cui giace il gas molecolare è estremamente più freddo ( $\sim 10$  K) e quindi, secondo la distribuzione di Maxwell-Boltzmann, la probabilità che le particelle di gas abbiano velocità tali da potersi urtare per raggiungere lo stato eccitato necessario a generare la transizione di quadrupolo per diseccitazione spontanea è molto bassa. Per questo motivo la riga prodotta da questa transizione proibita è estremamente debole e difficilmente rivelabile, quindi risulta altrettanto complicato poter osservare direttamente l' $\text{H}_2$ . Quello che si fa è utilizzare la seconda molecola più abbondante dopo l' $\text{H}_2$ , ossia il CO, per studiare le regioni in cui si trovano le nubi molecolari e di conseguenza esso è usato come tracciante dell' $\text{H}_2$ . La molecola del CO non è simmetrica e quindi possiede un momento di dipolo elettrico permanente che le consente di produrre importanti transizioni rotazionali. In questo caso quella osservata da HERACLES è la transizione  $J: 2 \rightarrow 1$  a  $\lambda = 1.3$  mm. Dall'intensità della linea prodotta da questa transizione si può ricavare la densità di colonna del CO e da questa, tramite un fattore di proporzionalità ancora non affatto noto  $\alpha_{\text{CO}}$ <sup>4</sup>, si risale alla densità di colonna dell' $\text{H}_2$ . Infine da questa,

<sup>4</sup>Si è visto che questo fattore di conversione tra CO ed  $\text{H}_2$ ,  $\alpha_{\text{CO}}$ , può dipendere da molte variabili, tra cui la metallicità delle galassie, che è un parametro molto delicato da trattare. Per questo motivo esso risulta ad oggi un termine ancora molto incerto e quindi è una possibile fonte di errore negli studi in cui esso risulta coinvolto. Quello che di solito si fa nella maggior parte dei lavori di letteratura è utilizzare dei valori medi per tale  $\alpha_{\text{CO}}$ .

assumendo l'equilibrio viriale per le nubi molecolari, si può risalire alla massa delle nubi di  $H_2$ .

Nelle immagini spazialmente risolte della densità superficiale di  $H_2$ , riportate di seguito, si può notare che la distribuzione del gas molecolare mostra una particolare concentrazione verso le zone centrali delle galassie, laddove va a concentrarsi anche la massa stellare. In particolare si può notare che la struttura centrale definita dalla maggiore quantità di  $H_2$  appare allungata proprio in corrispondenza della posizione della barra, quest'ultima risulta pertanto tracciata dal gas molecolare. Si può dedurre che è evidente una correlazione tra la massa stellare e il gas molecolare (MGMS), effettivamente la pressione idrostatica stellare ha un ruolo importante nel favorire la formazione delle molecole, la quale necessita di ambienti particolarmente densi per avvenire.

Nelle regioni più esterne la quantità di  $H_2$  via via diminuisce così come decresce la massa stellare, inoltre allontanandosi dal centro risulta sempre più difficile rivelare questa componente di gas, poiché le immagini che si hanno a disposizione non sono abbastanza profonde per osservarla. Questo fatto può essere constatato anche dalla progressiva mancanza di dati misurabili andando verso le regioni del disco, infatti le distribuzioni spazialmente risolte appaiono estremamente frammentarie.



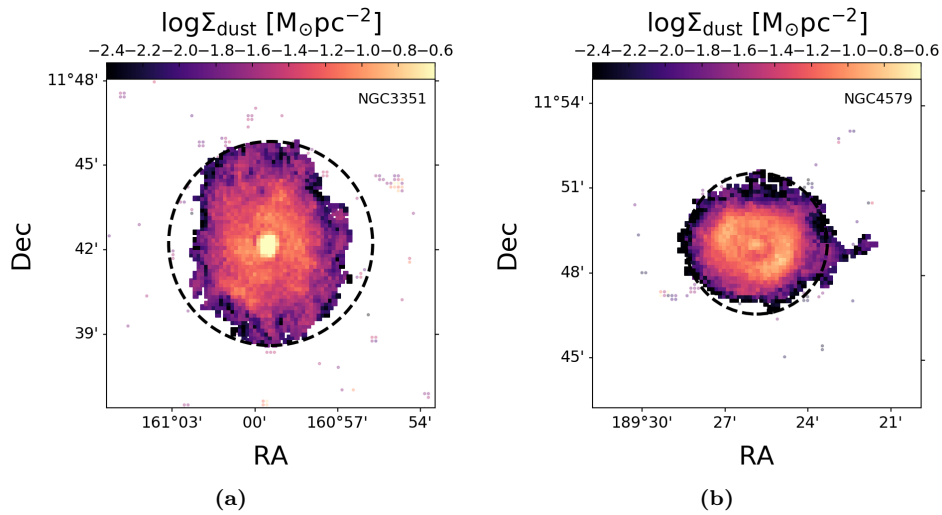
**Figura 2.5:** Distribuzione spazialmente risolta della densità superficiale della massa di  $H_2$  espressa in termini logaritmici ( $\log \Sigma_{H_2}$ ), in NGC3351 (a) e NGC4579 (b).

### 2.4.5 Polvere

I dati inerenti alla distribuzione spazialmente risolta della polvere sono ricavati attraverso il processo di SED fitting, utilizzando come tracciante la sua emissione nell'IR. I grani di polvere si formano per condensazione di materiale prevalentemente carbonaceo e siliceo presente nel mezzo interstellare, la formazione della polvere tende quindi a verificarsi in regioni più fredde e dense, laddove eventuali molecole, radicali o atomi possono condensare. Per questo motivo la presenza dei grani di polvere è principalmente rivelata in corrispondenza delle nubi molecolari, d'altra parte essi favoriscono anche la formazione di ulteriori molecole agendo da catalizzatori (come discusso nella Sezione 1.3).

Sulla base di quanto appena detto ci si aspetta, quindi, che la polvere segua in qualche modo l'andamento dell' $H_2$ , il quale traccia la presenza di nubi molecolari. Effettivamente questo è quello che si riscontra osservando le seguenti immagini spazialmente risolte (Figura 2.6): la quantità di polvere aumenta andando dall'esterno verso le regioni centrali delle galassie. Inoltre, attorno al bulge, nella zona del disco, si possono intravedere delle strutture avvolte, seppure abbastanza diffuse, che tracciano la posizione dei bracci di spirale. In NGC3351 appare particolarmente evidente la concentrazione della polvere in

corrispondenza del bulge centrale, mentre, a paragone, in NGC4579 si nota meno polvere al centro ed una distribuzione più diffusa andando verso il disco. Spingendosi a distanze dal centro prossime a  $R_{25}$  si osserva che la quantità di polvere diminuisce notevolmente.



**Figura 2.6:** Distribuzione spazialmente risolta della densità superficiale della massa della polvere espressa in termini logaritmici ( $\log \Sigma_{\text{dust}}$ ), in NGC3351 (a) e NGC4579 (b).



# Capitolo 3

## Risultati

In questo capitolo si presentano i risultati ottenuti per le relazioni spazialmente risolte tra le principali quantità fisiche delle due galassie studiate.

### 3.1 La relazione tra massa stellare e tasso di formazione stellare

La relazione di Main Sequence spazialmente risolta propria di ogni galassia, che coinvolge la massa stellare e il tasso di formazione stellare, viene determinata nel piano  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{\text{SFR}}$  implementando la tecnica di regressione ODR, ossia *Orthogonal Distance Regression*. Quello che si trova è una relazione lineare tra i logaritmi delle quantità coinvolte, del tipo:  $\log\Sigma_{\text{SFR}} = m\log\Sigma_\star + q$ . Per trovare il valore della pendenza  $m$  e dell'intercetta  $q$  di questa relazione lineare si deve minimizzare il  $\chi^2$  dei punti; usando il metodo ODR, il  $\chi^2$  viene minimizzato ortogonalmente alla retta di *best fit*.

Applicando questa tecnica sono state ricavate le relazioni di MS proprie delle due galassie studiate in questa tesi. La MS spazialmente risolta di NGC3351 è data da:

$$\log\Sigma_{\text{SFR}} = 0.84\log\Sigma_\star - 9.28 \quad (3.1)$$

La MS spazialmente risolta ottenuta per NGC4579 è data da:

$$\log\Sigma_{\text{SFR}} = 1.75\log\Sigma_\star - 16.99 \quad (3.2)$$

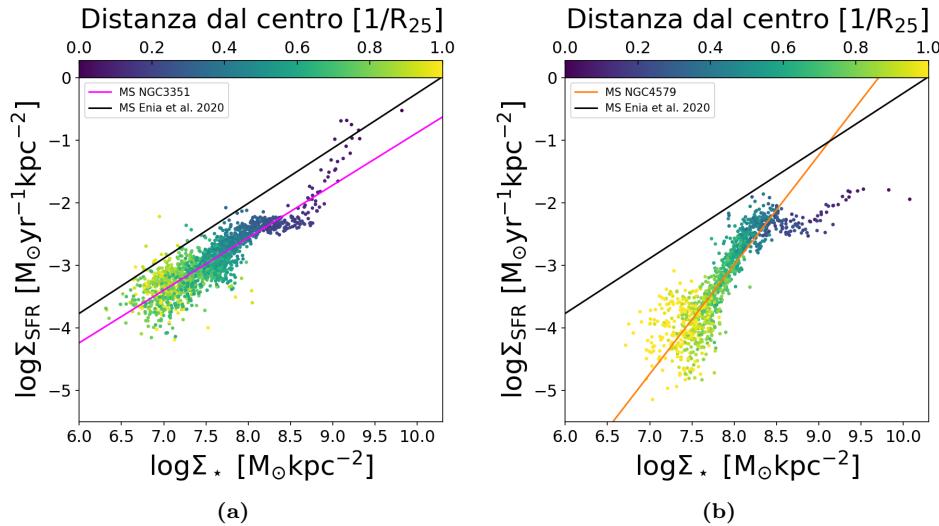
Queste rette di best fit sono riportate nelle seguenti Figure 3.1 e, insieme ad esse, viene mostrata anche la retta di MS ottenuta da Enia et al. (2020) per un campione di galassie a spirale gran design non barrate (retta nera). Anche in questo caso si riportano i dati relativi alla relazione lineare ottenuta con il metodo ODR:

$$\log\Sigma_{\text{SFR}} = 0.88\log\Sigma_\star - 9.05 \quad (3.3)$$

Come si può notare dai grafici mostrati, la distribuzione dei punti è stata colorata usando come parametro la distanza dal centro (normalizzata al valore dell' $R_{25}$ ) per ogni dato. Dall'applicazione di questo *color code* si può notare che, effettivamente, andando verso il centro delle galassie la massa stellare aumenta e, con essa, anche il tasso di formazione stellare secondo questa relazione log-lineare.

Inoltre confrontando i trend relativi alle due galassie barrate con quelli delle spirali normali (rappresentati dalla MS di Enia et al. (2020)) si può dire che: (i) per entrambe le galassie barrate studiate in questa tesi i punti si dispongono al di sotto della relazione trovata per le galassie a spirale normali e questo evidenzia un tasso di formazione stellare sistematicamente più basso; (ii) nel caso di NGC3351 la MS risulta avere una pendenza leggermente minore rispetto a quella di Enia et al. (2020) e questo può essere interpretato come una crescita più lenta del SFR in relazione alla massa stellare, inoltre

i punti più vicini al centro della galassia si collocano al di sopra della relazione di best fit (retta magenta) e ciò indica che sono più star-forming di quanto ci si aspetterebbe data la loro massa stellare; (iii) in NGC4579, invece, è evidente che i punti, pur restando al di sotto della relazione relativa alle spirali normali, sono fittati da una retta con pendenza notevolmente maggiore quindi l'andamento di crescita del SFR andando verso il centro della galassia appare più rapido, inoltre, contrariamente a quanto accade per NGC3351, i punti più vicini al centro si collocano al di sotto la relazione di best fit (retta arancione) e questo implica che sono meno star-forming di quanto ci si aspetterebbe una volta nota la loro massa stellare.



**Figura 3.1:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_*$  -  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579(b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dal centro in unità di  $R_{25}$ . La retta magenta in (a) e quella arancione in (b) corrispondono alle MS proprie delle due galassie, ottenute facendo un fit dei singoli punti con la tecnica ODR. La retta nera, presente in entrambe le immagini, è la relazione di MS trovata da Enia et al. (2020) per un campione di galassie a spirale senza barra.

## 3.2 La relazione tra il gas e il tasso di formazione stellare

Con il set di dati che si ha a disposizione si studiano ora le relazioni spazialmente risolte tra il tasso di formazione stellare e le diverse fasi del gas, analizzando come  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  si correla a  $\log\Sigma_{\text{HI}}$ , a  $\log\Sigma_{\text{H}_2}$  e a  $\log\Sigma_{\text{gas}}$ , cioè rispettivamente al gas atomico neutro, al gas molecolare e al gas totale (ottenuto come somma della componente atomica neutra e di quella molecolare). Quindi si analizzano, per entrambe le galassie, le varie declinazioni della Kennicutt-Schmidt.

Sullo scatter plot dei dati inerenti a queste quantità è stato applicato un color-code per la distanza dalla Main Sequence propria di ogni galassia.

Oltre a riprodurre la distribuzione dei punti relativi alle quantità menzionate, nei grafici mostrati in Figura 3.3 e in Figura 3.4 sono state riportate le correlazioni  $\log\Sigma_{\text{H}_2}$  -  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  e  $\log\Sigma_{\text{gas}}$  -  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  determinate nel lavoro di Morselli et al. (2020) inerenti ad un campione di galassie a spirale gran design non barrate (rette nere), le quali vengono riportate di seguito:

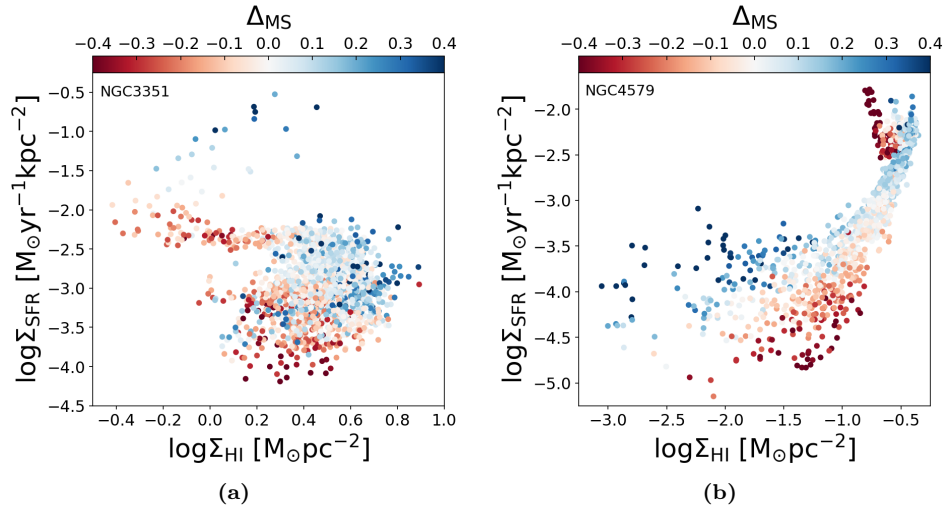
$$\log\Sigma_{\text{SFR}} = 0.80\log\Sigma_{\text{H}_2} - 2.97 \quad (3.4)$$

$$\log\Sigma_{\text{SFR}} = 1.21\log\Sigma_{\text{gas}} - 3.74 \quad (3.5)$$

Osservando la distribuzione dei dati relativi alle due galassie barrate attorno a queste relazioni proprie delle spirali normali si può notare che:(i) in Figura 3.4 i punti sembrano



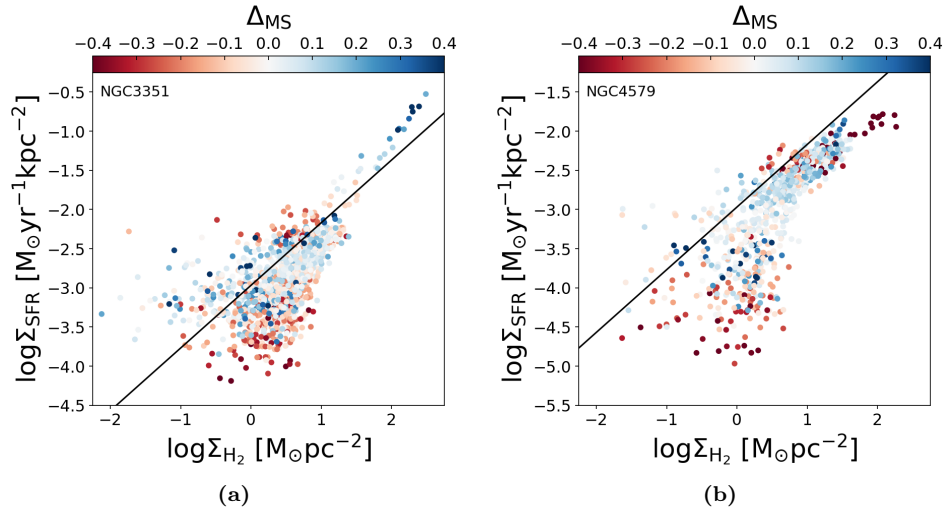
essere piuttosto ben riprodotti dalle rette trovate in Morselli et al. (2020); (ii) in Figura 3.3, invece, i punti sembrano spostarsi al sotto delle rette di confronto, questo in particolare è evidente in NGC4579 (b) mentre in NGC3351 (a) il fit sembra adattarsi meglio.



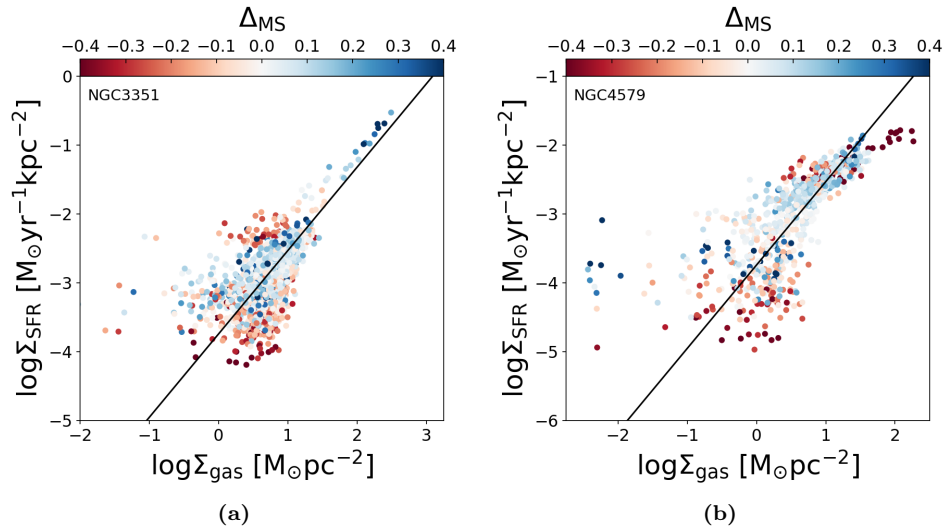
**Figura 3.2:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_{\text{HI}} - \log\Sigma_{\text{SFR}}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579(b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dalla MS propria di ciascuna galassia.

Andando invece ad evidenziare i trend in relazione alla distanza dalla MS (con cui è stato fatto il color code) si può dire che: (i) nella correlazione  $\log\Sigma_{\text{HI}} - \log\Sigma_{\text{SFR}}$  relativa alla galassia NGC3351 (Figura 3.2 (a)) il trend medio del color-code sembra rispettare quello trovato in Morselli et al. (2020), in particolare nel range  $-2.2 < \log\Sigma_{\text{SFR}} < -3.2$ , in cui i punti meno star-forming (rossi, al di sotto della MS) presentano minori quantità di HI, mentre quelli più star-forming (blu, al di sopra della MS) sono collocati a più alti valori di HI. Inoltre i punti blu al di sopra di  $\log\Sigma_{\text{SFR}} = -1.5$  sono corrispondenti alle regioni centrali della galassia e, nonostante essi siano molto star-forming (come visto anche nelle precedenti analisi), hanno dei valori di  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  relativamente bassi; (ii) nella Figura 3.2 (b) i punti collocati nella regione del piano a valori di  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  minori di -1 sono punti che corrispondono alle regioni più esterne della galassia (circa tra 0.8 e 1  $R/R_{25}$ ) e non evidenziano particolari trend con il color-code, essi hanno anche dei valori di  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  particolarmente bassi e non molto significativi, mentre per valori di  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  compresi tra -1 e 0.5 i punti sembrano rispettare un andamento di crescita quasi lineare del  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  rispetto al  $\log\Sigma_{\text{HI}}$ . Va evidenziato anche il fatto che, per valori di  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  maggiori -2.5, ci sono due popolazioni di punti ad ogni fissato  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$ : una (punti rossi) manifesta minori quantità di HI e corrisponde alle regioni meno star-forming, mentre l'altra (punti blu) ha un  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  leggermente più alto ed è associata alle regioni più star-forming. Quest'ultimo andamento, visibile nella regione del piano a più alti valori di  $\log\Sigma_{\text{SFR}}$  e  $\log\Sigma_{\text{HI}}$ , riproduce il trend visto anche in Morselli et al. (2020) per le galassie normali; (iii) nei grafici in Figura 3.3 non si osserva lo stesso andamento dello scatter in funzione della distanza dalla MS, a differenza del trend ben definito che invece si osserva nel lavoro condotto da Morselli et al. (2020) sulle galassie senza barra, in cui al di sotto della retta si hanno i punti meno star-forming (rossi), mentre al di sopra ci sono quelli più star-forming (blu); (iv) nella Figura 3.4 (a) i punti che si trovano sotto la MS spazialmente risolta (rossi), ovvero quelli che hanno un tasso di formazione stellare inferiore rispetto a quello che ci si aspetterebbe ad una fissata massa stellare, si trovano prevalentemente dove  $\log\Sigma_{\text{gas}}$  è minore di 1. Al contrario, ai punti sopra la MS spazialmente risolta (blu) corrispondono a valori di  $\log\Sigma_{\text{gas}}$  distribuiti per tutto l'intervallo dei valori possibili. In particolare i punti con  $\log\Sigma_{\text{gas}}$  più alti si trovano vicino alla relazione di Morselli et al. (2020) e corrispondono ai punti centrali della galassia; (v) per quanto riguarda

NGC4579, Figura 3.4 (b), invece si può notare che sia i punti più rossi, ovvero quelli che si trovano sotto la MS spazialmente risolta, sia quelli blu, cioè quelli situati sopra la MS spazialmente risolta, si distribuiscono lungo tutto l'intervallo dei possibili valori di  $\log\Sigma_{\text{gas}}$ . Inoltre, al contrario di quanto si osserva in NGC3351, qui i punti centrali sono al di sotto della relazione di Morselli et al. (2020), quindi essi, nonostante abbiano elevati valori di  $\log\Sigma_{\text{gas}}$ , non mostrano la quantità di formazione stellare attesa.



**Figura 3.3:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_{\text{H}_2} - \log\Sigma_{\text{SFR}}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579(b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dalla MS propria di ciascuna galassia. La retta nera, presente in entrambe le immagini, è la relazione tra il gas molecolare e il tasso di formazione stellare (3.4) trovata da Morselli et al. (2020) per un campione di galassie a spirale senza barra.



**Figura 3.4:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_{\text{gas}} - \log\Sigma_{\text{SFR}}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579(b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dalla MS propria di ciascuna galassia. La retta nera, presente in entrambe le immagini, è la relazione tra il gas totale e il tasso di formazione stellare (3.5) trovata da Morselli et al. (2020) per un campione di galassie a spirale senza barra..

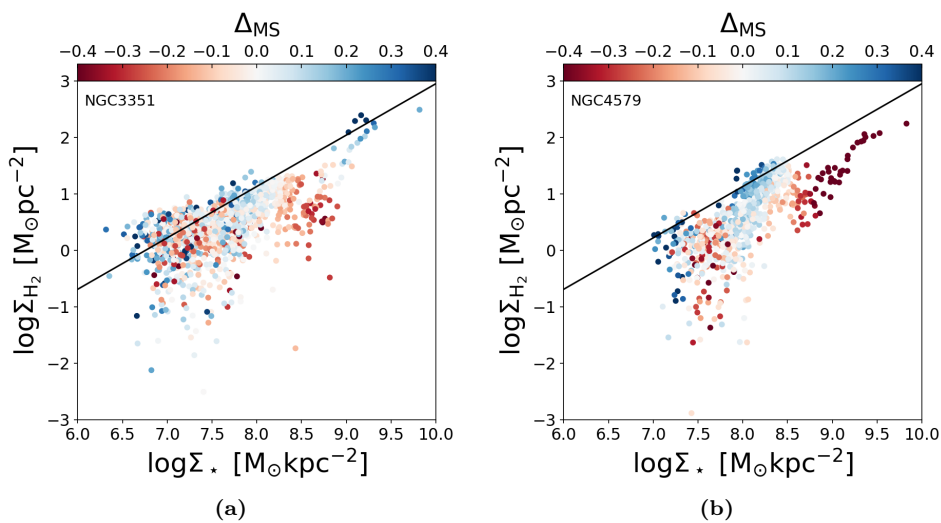
### 3.3 La relazione tra la massa stellare e le componenti gassose

Un'altra correlazione di elevato interesse che può essere analizzata è quella tra la massa stellare e la quantità di  $H_2$  e di HI. Esse vengono implementate nel piano  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{H_2}$  e  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{HI}$  come mostrato nei grafici in Figura 3.5 e in Figura 3.6.

Anche in questo caso sugli scatter plot dei dati inerenti a queste quantità è stato applicato un color-code per la distanza dalla Main Sequence propria di ogni galassia, ma non si riscontrano dei particolari trend legati a questo parametro.

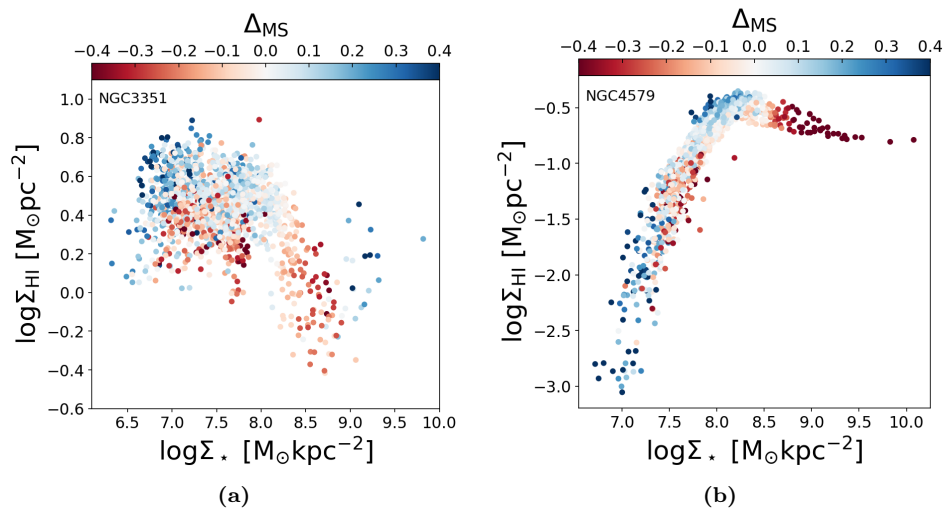
La retta nera posta sopra ad entrambe le distribuzioni in Figura 3.5 è la relazione  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{H_2}$  determinata sempre in Morselli et al. (2020) nel caso delle spirali normali, che è la seguente:

$$\log\Sigma_{H_2} = 0.91\log\Sigma_\star - 6.15 \quad (3.6)$$



**Figura 3.5:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{H_2}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579 (b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dalla MS propria di ciascuna galassia. La retta nera, presente in entrambe le immagini, è la relazione tra la massa stellare e il gas molecolare (3.6) trovata da Morselli et al. (2020) per un campione di galassie a spirale senza barra.

Osservando le distribuzioni dei punti corrispondenti alle varie celle in cui sono state scomposte le galassie si nota che: (i) in Figura 3.5 i punti relativi alle due galassie barrate si dispongono generalmente al di sotto della retta di confronto e questo può suggerire che la quantità di gas molecolare è globalmente inferiore nelle galassie barrate rispetto a quelle normali, seppure il trend di crescita andando verso le maggiori concentrazioni di massa stellare sembra piuttosto rispettato; (ii) sempre in queste distribuzioni nel piano  $\log\Sigma_\star - \log\Sigma_{H_2}$ , si può sottolineare il fatto che i punti corrispondenti alle regioni centrali delle galassie (laddove è presente la barra) si collocano sulla retta di confronto trovata da Morselli et al. (2020) nel caso di NGC3351 (a), mentre si trovano al di sotto di essa in NGC4579 (b); (iii) gli andamenti in Figura 3.6 mostrano, per valori di  $\log\Sigma_\star > 8$  circa, una lieve decrescita della quantità di HI in relazione all'aumento della concentrazione di massa stellare, tale anticorrelazione è stata trovata anche in Morselli et al. (2020) ed è effettivamente quello che ci si aspetta, in quanto verso le regioni centrali l'alta pressione favorisce la transizione dell'idrogeno atomico in molecolare, seppure questo trend di decrescita possa in realtà essere più o meno pronunciato a seconda del tipo di galassia; (iv) confrontando le distribuzioni di punti nella regione del piano a valori di  $\log\Sigma_\star < 8$  in entrambe le galassie, si ha una quantità di HI circa costante (nonostante i punti siano piuttosto scatterati) in NGC3351 (a), mentre i valori di  $\log\Sigma_{HI}$  in NGC4579 (b) definiscono un trend di forte crescita all'aumentare della massa stellare.



**Figura 3.6:** Rappresentazione di come le celle di 500 pc di lato, in cui vengono scomposte le galassie, si distribuiscono nel piano  $\log\Sigma_*$  -  $\log\Sigma_{\text{HI}}$  nel caso di NGC3351 (a) e di NGC4579(b). In questi scatter plot viene applicato il color-code per la distanza dalla MS propria di ciascuna galassia.

## Capitolo 4

# Discussioni e conclusioni

In questo lavoro di tesi è stato approfondito lo studio di alcune delle più importanti relazioni di scala spazialmente risolte in due galassie a spirale barrate locali: NGC3351 e NGC4579. Per farlo abbiamo sfruttato i ricchi dati fotometrici multibanda (da UV a IR) disponibili per queste galassie, infatti grazie ad essi si sono ottenute le proprietà risolte delle galassie eseguendo la procedura di SED fitting su cellette della dimensione di 500 pc x 500 pc. Questo processo di SED fitting ha dunque permesso di ottenere la distribuzione spaziale della massa stellare, del tasso di formazione stellare e della massa di polvere. Successivamente, per ogni celletta, è stata ricavata la massa di HI e H<sub>2</sub> grazie ad osservazioni della riga a 21cm e del CO(2-1).

Questi dati ci hanno permesso di studiare le relazioni tra le proprietà fisiche fondamentali delle galassie, di conseguenza si è potuto mettere a confronto le caratteristiche di NGC3351 e di NGC4579 con quanto è stato osservato nelle galassie non barrate in precedenti lavori di letteratura. Per prima cosa, si è notata un'importante differenza nell'attività di formazione stellare delle due galassie studiate, infatti mentre NGC3351 ha un nucleo particolarmente star-forming, in NGC4579 il bulge risulta più quiescente. Questo fatto può essere facilmente rivelato osservando le due mappe spazialmente risolte del tasso di formazione stellare riportate in Figura (2.3) e, più nel dettaglio, confrontando gli andamenti delle MS proprie con la distribuzione dei punti attorno ad esse (si veda la Figura 3.1). È evidente infatti che in NGC3351 i punti corrispondenti alle regioni di maggior concentrazione stellare (al centro) sono più star-forming di quanto prevederebbe la propria MS una volta fissata la massa stellare, mentre in NGC4579 la quantità di SFR nelle celle che mappano le regioni più interne è nettamente inferiore rispetto a quanto ci si aspetterebbe. È importante evidenziare queste differenze nel comportamento delle regioni centrali delle due galassie in quanto sono proprio quelle che ospitano la barra, il cui ruolo nell'evoluzione galattica non è ancora ben definito.

È altrettanto rilevante indicare le principali differenze che sono emerse dal confronto con le galassie normali: (i) in generale si sono ottenuti valori del tasso di formazione stellare sistematicamente più bassi (in tutte le regioni delle due galassie) rispetto a quelli misurati nelle spirali normali; (ii) la MS propria delle due galassie barrate, determinata con il metodo ODR, ha una maggiore (minore) pendenza in NGC4579 (NGC3351) rispetto a quella della MS di Enia et al. (2020) per le galassie normali e questo indica una crescita più rapida (lenta) del SFR in relazione alla massa stellare rispetto a quanto accade nelle galassie normali, pur avendo valori in generale più bassi; (iii) per quanto riguarda la relazione tra il gas e il tasso di formazione stellare si è visto che i trend  $\log \Sigma_{\text{H}_2} - \log \Sigma_{\text{SFR}}$  e  $\log \Sigma_{\text{gas}} - \log \Sigma_{\text{SFR}}$  determinati nel lavoro di Morselli et al. (2020) risultano essere piuttosto bene anche i dati relativi alle galassie barrate in questione, con l'eccezione dello SFR in relazione all'H<sub>2</sub> in NGC4579 (Figura 3.3 (b)) che risulta avere valori molto scatterati e in generali più bassi rispetto a quelli previsti per le galassie non barrate; (iv) un'altro aspetto interessante riguarda il fatto che i trend in relazione alla distanza dalla MS (con cui è stato fatto il color-code in tutti questi grafici) generalmente non rispettano quelli trovati in Morselli et al., se non in delle limitate porzioni del piano in cui è stata ana-

lizzata la relazione  $\log \Sigma_{\text{HI}} - \log \Sigma_{\text{SFR}}$ , e questa è già una notevole differenza rispetto alle galassie non barrate; (v) analizzando la relazione tra la massa stellare e le componenti del gas si sono trovati generalmente valori di  $\text{H}_2$  più bassi nelle spirali barrate rispetto a quelli rivelati nelle spirali normali ad una fissata massa stellare; (vi) infine osservando la distribuzione dei punti nel piano  $\log \Sigma_{\star} - \log \Sigma_{\text{HI}}$  sono emersi trend notevolmente diversi dalla generale correlazione di lieve decrescita lineare riscontrata nelle galassie normali in Morselli et al., in particolare nelle barrate questo andamento di decrescita è osservato solo nelle regioni più interne a più elevata concentrazione stellare, mentre all'esterno ci sono andamenti diversi tra le due galassie: in NGC3351 la quantità di HI sembra circa costante, invece in NGC4579 si osserva una crescita piuttosto rapida della quantità di HI (pur avendo dei valori più bassi rispetto a quelli misurati in NGC3351) in relazione all'aumento della massa stellare.

Da questi principali risultati è evidente che il lavoro svolto in questa tesi dimostra che le galassie barrate (che sono i 2/3 della popolazione galattica locale) seguono degli andamenti leggermente diversi rispetto a quelli osservati per le spirali non barrate, pertanto ciò sottolinea il ruolo della barra nel definire le proprietà di una galassia e la sua evoluzione. In effetti oltre alle differenze emerse rispetto alle galassie normali si può vedere, già in questo piccolo campione di galassie barrate preso qui in esame, che la formazione della barra può avere ripercussioni anche molto diverse nella galassia che la ospita, quindi le conseguenze rivelate sono tutt'altro che universali. In generale risulta evidente il legame tra la presenza della barra e il più basso tasso di formazione stellare che è stato globalmente rivelato in queste galassie rispetto a quelle non barrate, proprio come trovato anche in Fraser-McKelvie et al. (2020), ma rimane ancora complicato districare le complesse interrelazioni tra le componenti di gas e la presenza di questa struttura.

Ovviamente l'analisi di un maggior numero di sorgenti, che sarà favorito anche dallo sviluppo della nuova strumentazione nel prossimo futuro, è fondamentale per capire meglio il ruolo delle barre e per chiarire come esse si relazionano alle varie componenti di gas e stelle delle galassie in cui si manifestano.

## Capitolo 5

# Prospettive future

Per il momento gli studi spazialmente risolti possono essere condotti in gran numero solo per oggetti nell'Universo locale, mentre ad alto redshift la risoluzione e la sensibilità degli strumenti consentono di svolgere questi studi solo per campioni ristretti di galassie. È importante far notare, però, che a livello mondiale ci sono vari progetti in lavorazione, i quali saranno portati a termine entro i prossimi anni e permetteranno di costruire strumenti che contribuiranno allo sviluppo di tecniche di ricerca sempre più innovative e performanti. Con questi telescopi di nuova generazione praticamente ogni aspetto dell'astrofisica potrà progredire, essi ci consentiranno infatti di spingerci oltre i limiti osservativi che ad ora si hanno e, grazie alle potenti risoluzioni che avranno, saranno fondamentali anche per il futuro degli studi spazialmente risolti. Tra questi progetti si può menzionare il James Webb Space Telescope (JWST) e lo Square Kilometer Array (SKA), per quest'ultimo è già attivo un suo precursore: MeerKAT.

### 5.1 Il James Webb Space Telescope

Il James Webb Space Telescope (a volte chiamato JWST o Webb) è un grande telescopio spaziale per l'astronomia a raggi infrarossi che verrà mandato in orbita solare e che completerà ed estenderà le scoperte del telescopio spaziale Hubble, infatti avrà una copertura dalla banda R del visibile fino alle lunghezze d'onda dell'infrarosso (HST, invece, osserva essenzialmente dall'UV al vicino IR), inoltre avrà una sensibilità notevolmente migliorata. Le lunghezze d'onda maggiori che verranno esaminate consentiranno a Webb di guardare molto più da vicino le epoche cosmiche più remote e di esaminare la formazione (finora inosservata) delle prime galassie, nonché di guardare all'interno delle nubi di polvere, laddove si formano le stelle e i sistemi planetari. Il telescopio è il frutto di una collaborazione internazionale tra NASA, Agenzia Spaziale Europea (ESA) e Agenzia Spaziale Canadese (CSA). Esso avrà uno specchio primario di 6.5 m e, salvo ulteriori slittamenti, sarà lanciato su un razzo Ariane 5 da Kourou, nella Guyana francese nel 2021. Il JWST sarà il principale osservatorio del prossimo decennio, al servizio di migliaia di astronomi in tutto il mondo. Studierà ogni fase della storia del nostro Universo, dai primi bagliori luminosi dopo il Big Bang, alla formazione di sistemi solari in grado di supportare la vita su pianeti come la Terra, all'evoluzione del nostro Sistema Solare. Questo telescopio permetterà anche di ampliare notevolmente il campione di galassie spazialmente risolte ad alto redshift così da consentire statistiche sempre più significative.

Diverse tecnologie innovative sono state sviluppate per Webb, tra queste è incluso uno specchio principale composto da 18 segmenti separati che, dispiegandosi dopo il lancio, comporranno un'unica grande superficie di raccolta. Gli specchietti sono realizzati in berillio ultraleggero. La caratteristica principale di Webb è un parasole a cinque strati delle dimensioni di un campo da tennis che è in grado di attenuare il calore del Sole e di garantire stabilità alle notevoli escursioni termiche a cui gli strumenti saranno sottoposti. I quattro strumenti del telescopio, telecamere e spettrometri, sono dotati di rilevatori in

grado di registrare segnali estremamente deboli. Uno strumento (NIRSpec) dispone di micro-otturatori innovativi che, come piccole tapparelle programmabili, consentono di selezionare determinati spettri di luce durante un'osservazione simultanea, permettendo di analizzare sino a 100 oggetti contemporaneamente nello spazio profondo. Il JWST ha anche un impianto criogenico per raffreddare, ad una temperatura molto bassa di 7 K, i rivelatori nel medio infrarosso di un altro strumento (MIRI) in modo che possano funzionare.

Grazie alle tecnologie di progettazione d'avanguardia che sono state impiegate per la sua realizzazione, JWST sarà il più grande e performante telescopio mai inviato nello spazio e amplierà i percorsi già aperti nell'Universo dal telescopio Hubble.

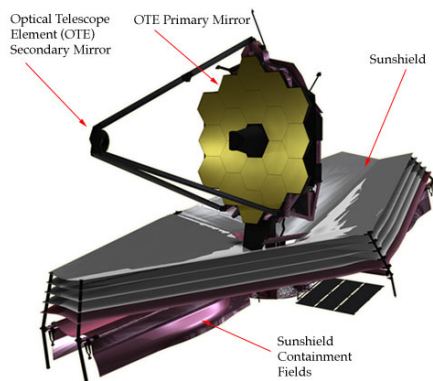


Figura 5.1: Prospettiva anteriore del James Webb Space Telescope.

## 5.2 Lo Square Kilometer Array e MeerKAT

Un altro grande progetto è quello dello Square Kilometre Array (SKA). È un progetto internazionale di rilevamento di onde radio mediante un radiotelescopio in costruzione in Australia e in Sudafrica per sondare lo spazio profondo. Lo SKA avrà un'area di raccolta totale di oltre un chilometro quadrato, opererà su un ampio spettro di frequenze e le sue dimensioni lo renderanno 50 volte più sensibile di un qualsiasi altro radiotelescopio. Lo SKA alla fine utilizzerà migliaia di parabole e fino a un milione di antenne a bassa frequenza che consentiranno agli astronomi di monitorare il cielo con dettagli senza precedenti e di rilevare l'intero cielo molto più velocemente di qualsiasi sistema attualmente esistente. Questo radiotelescopio rivoluzionerà tutta la cosmologia e gli studi sulla formazione delle galassie. La sua configurazione unica darà allo SKA una portata senza rivali nelle osservazioni, superando ampiamente la qualità di risoluzione delle immagini del telescopio spaziale Hubble. Avrà anche la capacità di visualizzare in parallelo enormi aree di cielo, un'impresa che nessun telescopio di rilevamento ha mai raggiunto su questa scala e con questo livello di sensibilità. Con una gamma di altri grandi telescopi ottici e infrarossi che verranno costruiti e lanciati nello spazio nei prossimi decenni (tra cui, appunto, JWST oppure SPICA<sup>1</sup>), lo SKA migliorerà, completerà e aprirà la strada alla scoperta scientifica. Grazie a stazioni riceventi che si estenderanno per una distanza di almeno 3000 km da un nucleo centrale, metterà alla prova la capacità dei radioastronomi fornendo le immagini a maggior risoluzione di tutta la storia dell'astronomia. In effetti lo SKA combinerà i segnali ricevuti da migliaia di antenne sparse su una distanza di oltre 3000 km, tramite l'interferometria, per simulare un radiotelescopio gigante dotato di sensibilità e risoluzione angolare altissime. Esso avrà anche un campo visivo molto

<sup>1</sup>Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics: SPICA è un progetto congiunto europeo-giapponese per implementare un osservatorio spaziale a infrarossi (nel range spettrale tra 12 e 230  $\mu\text{m}$ ) con un grande telescopio raffreddato criogenicamente e progettato per ottenere per la prima volta prestazioni veramente straordinarie entro la fine del prossimo decennio.



ampio, con un picco di 200 gradi quadrati a frequenze inferiori a 1 GHz e un campo di più di un grado quadrato a frequenze maggiori. Lo SKA fornirà una copertura continua su frequenze comprese tra i 50 MHz e i 14 GHz nelle prime due fasi della sua costruzione. Una terza fase estenderà la gamma di frequenze fino a 30 GHz.

Sia la regione del Karoo del Sud Africa che la contea di Murchison dell'Australia occidentale sono state scelte per essere i luoghi che ospiteranno questo radiotelescopio. Le ragioni scientifiche e tecniche che hanno portato a queste scelte sono principalmente: le caratteristiche dall'atmosfera in questi siti e le minime interferenze radio che si registrano, ciò deriva dal fatto che esse sono alcune delle località più remote della Terra. Il Karoo sudafricano ospiterà il cuore delle antenne ad alta e media frequenza, mentre la contea di Murchison australiana ospiterà le antenne a bassa frequenza.

Per poter vedere SKA a lavoro bisognerà aspettare circa una decina di anni, ma in Sud Africa è già operativo un altro radiotelescopio che si chiama MeerKAT, il quale è un precursore di SKA ed è costituito da 64 antenne. MeerKAT lavora più o meno alle stesse frequenze radio in cui opererà anche SKA, seppure con minore sensibilità e risoluzione angolare. Gli obiettivi scientifici delle indagini MeerKAT sono in linea con i principali driver scientifici per la prima fase dello SKA, e ciò conferma la designazione di MeerKAT come strumento precursore dello SKA.

Un aspetto interessante degli studi che potranno essere condotti con SKA e che in parte sono stati avviati grazie al lavoro che ha iniziato a svolgere MeerKAT è quello di poter avere misurazioni dirette del contenuto di HI anche nelle galassie ad alti redshift, tramite la rivelazione della sua riga caratteristica a 21 cm (per ora osservata direttamente soltanto nelle galassie dell'Universo locale a causa dell'insufficiente sensibilità degli attuali radiotelescopi). Questa componente di gas atomico neutro ha un'elevata importanza cosmologica in quanto è stata la prima a formarsi dopo l'epoca della Ricombinazione e poter avere una buona conoscenza di come essa evolve nel corso delle epoche cosmiche, a partire dalle più remote, farà sicuramente progredire gli studi spazialmente risolti, per i quali è fondamentale conoscere le correlazioni che sussistono tra i principali costituenti galattici (stelle, gas e polveri). Con MeerKAT, già entro il prossimo anno, si avranno osservazioni dirette della distribuzione di HI fino a  $z \sim 0.5-1$  e da ciò si inizierà a svelare l'effettivo ruolo che questa componente gassosa ha nel processo di formazione stellare.



**Figura 5.2:** Riproduzione artistica di come potrebbero apparire, una volta completata la loro costruzione, le antenne a media frequenza che si troveranno in Sud Africa.



# Bibliografia

- [1] Bresolin F., *Astronomical Spectroscopy*, 2018, Lecture notes, Florida Center for Instructional Technology.
- [2] Casasola V., *The ISM scaling relations in DustPedia late-type galaxies: A benchmark study for the Local Universe*, 2020, *A&A*, 633, A100.
- [3] Corsini E. M., *Morfologia e classificazione delle galassie*, slide del corso di “Astrofisica 1”, UniPd – Università degli Studi di Padova, A.A. 2018/2019.
- [4] Enia A., et al., *A panchromatic spatially-resolved analysis of nearby galaxies - I. Sub-kpc scale Main Sequence in grand-design spirals*, 2020, *MNRAS*, 493, 4107.
- [5] Franceschini A., *Una componente cosmologica fondamentale: le galassie*, dispense del corso di “Cosmologia”, capitolo 2, UniPd – Università degli Studi di Padova, A.A. 2019/2020.
- [6] Fraser-McKelvie A., et al., *SDSS-IV MaNGA: The link between bars and the early cessation of star formation in spiral galaxies*, 2020, *MNRAS*.
- [7] Galliano F., Galametz M., Jones A. P., *The Interstellar Dust Properties of Nearby Galaxies*, 2018, *ARA&A*, 56, 673.
- [8] Marigo P., *Early stages of evolution*, slide del corso di “Astrofisica 2”, UniPd – Università degli Studi di Padova, A.A. 2019/2020.
- [9] Morselli L., et al., *A panchromatic spatially resolved analysis of nearby galaxies - II. The main sequence - gas relation at sub-kpc scale in grand-design spirals*, 2020, *MNRAS*, 496, 4606.
- [10] Pizzella A., *Mezzo Interstellare e Distribuzione della Materia Oscura*, dispense del corso di “Astrofisica delle Galassie I”, UniPd – Università degli Studi di Padova, A.A. 2011/2012.
- [11] Salim S., Narayanan D., *The Dust Attenuation Law in Galaxies*, 2020, *ARA&A*, 58.
- [12] Snell R. L., *Interstellar Medium*, in *Encyclopedia of Astrobiology*, 2011, Springer Berlin Heidelberg, 837.
- [13] Research Topic: *The Evolution of the Scaling Relations of Galaxies*, <https://www.frontiersin.org/research-topics/10595/the-evolution-of-the-scaling-relations-of-galaxies#overview> (ult. cons. 08/10/2020).
- [14] SARA0 - South African Radio Astronomy Observatory, <https://www.sarao.ac.za> (ult. cons. 08/10/2020).
- [15] SKA - Square Kilometer Array, <https://www.skatelescope.org> (ult. cons. 08/10/2020).
- [16] JWST - James Webb Space Telescope, <https://www.jwst.nasa.gov> (ult. cons. 08/10/2020).

