

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea in Fisica

Tesi di Laurea

Studio delle galassie barrate nell’ammasso

SMACS J0723.3-7323 a $z = 0.39$

Relatore

Prof. Enrico Maria Corsini

Correlatori

Dr. Edoardo Borsato

Dr. Luca Costantin

Laureando

Lorenzo Naldi

Anno Accademico 2023/2024

Riassunto

L'ammasso di galassie SMACS J0723.3-7323 (SMACS0723) a $z = 0.39$ è stato recentemente osservato dal *James Webb Space Telescope* nell'ambito del programma *Cosmic Evolution Early Release Science* (CEERS). La *Near-Infrared Camera* (NIRCam) ha ottenuto immagini profonde e di alta risoluzione angolare con il filtro infrarosso F200W, che sono state già ispezionate per classificare morfologicamente le galassie dell'ammasso e derivarne la frazione di galassie barrate. Su un totale di 188 galassie, 20 sono state identificate come barrate e altre 15 come incerte. La tesi si propone di verificare la possibilità di misurare la lunghezza della barra di queste galassie per studiare l'evoluzione delle proprietà delle barre in funzione del tempo cosmico. Tra le galassie barrate è stata selezionata la galassia 1587, la cui immagine è stata prima deproiettata e poi analizzata con tre metodi indipendenti, che si basano rispettivamente sull'analisi di Fourier della brillantezza superficiale, sulla misura delle regioni della barra e di interbarra e sulla determinazione dell'angolo di posizione della barra. La media dei raggi della barra così ottenuti è (1.09 ± 0.06) arcsec, che corrisponde a (5.8 ± 0.3) kpc alla distanza angolare dell'ammasso. Si tratta quindi di una barra di dimensioni confrontabili a quelle delle barre delle galassie vicine, segno che la galassia 1587 ha pienamente sviluppato la propria barra, quando l'universo aveva un'età di 9 Gyr. Verificata la fattibilità di tali misure a $z = 0.39$ sarà possibile applicarle in modo sistematico a tutte le altre galassie barrate dell'ammasso.

Indice

Riassunto	I
1 Introduzione	1
1.1 Struttura dell'universo	1
1.2 Formazione ed evoluzione delle galassie	1
1.3 Galassie barrate	2
1.4 Scopo e schema della tesi	8
2 Acquisizione dei dati	9
2.1 James Webb Space Telescope e camera NIRCam	9
2.2 Il progetto <i>Cosmic Evolution Early Release Science</i>	11
2.3 Proprietà dell'ammasso SMACS0723	12
2.4 Galassie barrate di SMACS0723	12
3 Analisi dei dati	15
3.1 Misura della lunghezza della barra con il metodo di Fourier	15
3.2 Lunghezza della barra della galassia 1587 di SMACS0723	19
4 Discussioni e conclusioni	25
Bibliografia	28

Capitolo 1

Introduzione

Il seguente capitolo è dedicato ad alcune nozioni di carattere generale utili a contestualizzare ciò che si andrà a studiare successivamente. Nella Sezione 1.1 si descrive brevemente com'è strutturato l'universo e quali sono le dimensioni tipiche delle strutture che lo compongono. Nella Sezione 1.2 si parla della formazione e della successiva evoluzione delle galassie. Nella Sezione 1.3 si affrontano nello specifico le galassie barrate descrivendo come si formano le barre, come si classificano, qual è la loro percentuale sul totale delle galassie osservate e quali sono le loro caratteristiche principali.

1.1 Struttura dell'universo

Possiamo pensare all'universo che ci circonda e di cui noi facciamo parte come una struttura estremamente complessa, che tuttavia rispetta delle gerarchie ben definite: stelle, polveri e gas legati da una stessa forza gravitazionale formano le *galassie*, strutture aventi dimensioni di qualche decina di kpc. Le galassie a loro volta si raggruppano in *ammassi* con dimensioni di $\sim 1 - 3 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. Gruppi di ammassi prendono poi il nome di *superammassi*, i quali si trovano solitamente concentrati in specifiche regioni dello spazio, dando così vita ai *filamenti*, immense strutture, di dimensioni $> 10 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$, che circondano altrettanto immense regioni a bassissima densità detti *vuoti cosmici*.

Su scala relativamente piccola, tale da distinguere le singole galassie e dunque inferiore ai 100 Mpc, l'universo presenta una struttura assai complessa e disomogenea, in cui è difficile osservare evidenti regolarità. Tuttavia, non appena ingrandiamo la scala delle distanze, notiamo che ammassi e superammassi si trovano solitamente nei punti di contatto tra due vuoti, lì dove è presente un maggiore addensamento di materia e sono collegati fra loro da strutture filamentose, che descrivono il perimetro avvolgendo completamente queste gigantesche “bolle”. Si realizza così una struttura complessiva di forma cellulare con caratteristiche di omogeneità e isotropia su grande scala (Coil, 2013).

1.2 Formazione ed evoluzione delle galassie

La formazione e l'evoluzione delle galassie, le quali rappresentano l'oggetto di studio in questa tesi, sono descritte da due diverse teorie (Longair, 2008).

La teoria per ora più accreditata è quella della *formazione gerarchica*. Si pensa che in epoche primordiali, materia barionica e materia oscura non fossero perfettamente distribuite in modo omogeneo e isotropo in tutto l'universo, bensì fossero presenti piccole zone a maggior densità. Furono proprio queste irregolarità che diedero vita, circa 300 – 400 milioni di anni dopo il Big Bang, alle prime *protogalassie*. Tali primordiali aggregazioni di materia hanno poi aumentato le loro dimensioni grazie a processi di fusione reciproci, formando così galassie via via di dimensioni sempre maggiori. I processi di fusione sono di fondamentale importanza nella formazione ed evoluzione galattica, in quanto sono responsabili della radicale e drammatica trasformazione delle galassie oltre che della nascita di importantissimi nuovi ammassi stellari, che possono arrivare ad avere dimensioni anche di milioni di volte la massa

del Sole. Tali fusioni sono dovute all'incontro ravvicinato tra galassie e alla loro reciproca attrazione gravitazionale, il risultato finale è un unico sistema di materia barionica e materia oscura legato gravitazionalmente. Questi processi si verificano costantemente e ad ogni epoca e non solo sono alla base della formazione delle galassie, ma sono anche responsabili della loro evoluzione poiché determinano la crescita della popolazione stellare all'interno delle galassie stesse, inducendo fenomeni di compressione della componente gassosa presente e formando così nuove stelle. Infatti, il meccanismo cardine che sta alla base dell'evoluzione delle galassie nel corso del tempo e che le fa crescere in dimensioni e massa è proprio la trasformazione di parte della componente gassosa in nuove stelle.

Altra teoria che descrive la formazione galattica, precedente a quella della formazione gerarchica e dalla quale fu poi, in parte, messa in secondo piano, è la teoria del *collasso monolitico*. Tale teoria descriverebbe la formazione delle galassie a seguito del collasso della nube protogalattica con la conseguente conversione del gas primordiale in stelle, formatesi dunque tutte in una stessa epoca primordiale, senza poi un'evoluzione attiva che comportasse la nascita di nuove stelle in epoche successive. Tuttavia, a seguito delle evidenze osservative, grazie anche all'aiuto del *telescopio spaziale Hubble* (HST), possiamo ritenere valida la teoria del collasso monolitico solo per le galassie ellittiche più massicce e per gli sferoidi delle galassie a disco, i quali in generale contengono le stelle più vecchie dell'intera galassia.

La teoria che domina per la formazione e l'evoluzione in tutti gli altri casi è però quella della formazione gerarchica. È stato infatti osservato che in generale le galassie ad alto *redshift* sono più irregolari e meno massive rispetto invece a quelle osservate a epoche a noi più vicine, le quali risultano generalmente più strutturate e più grandi. Inoltre, osservazioni spettroscopiche hanno rivelato che in una stessa galassia sono presenti molteplici popolazioni stellari che si differenziano l'un l'altra per età cosmologica diversa, segno che l'evoluzione galattica è stata tutt'altro che passiva.

Parlando di evoluzione delle galassie nel corso delle epoche cosmologiche è doveroso notare che il tasso di formazione stellare è stato tutt'altro che costante. Madau & Dickinson (2014) si sono occupati di indagare proprio sulla storia della formazione stellare trovando che il picco massimo è avvenuto quando l'universo aveva circa 3.5 miliardi di anni ($z \approx 1.9$) con un successivo declino esponenziale. Nel loro studio hanno trovato che circa il 50% della massa stellare che osserviamo oggi si è formata prima che l'universo avesse 5 miliardi di anni ($z > 1.3$) e il 25% si è formata prima del picco massimo di formazione. Invece in epoche più recenti ($z < 0.7$) si è formata solo il 25% della massa stellare che vediamo oggi.

Un recente studio portato avanti da Chowdhury et al. (2020), riprende tale caratteristica e cerca di darne una spiegazione. In tale lavoro si sono occupati di stimare la quantità di componente gassosa presente in galassie aventi vita collocabile alla fine dell'epoca di massima formazione stellare. I risultati trovati sono stati significativi; infatti, oltre a trovare una percentuale di gas ben più elevato di quello che si trova nelle galassie in epoca recente, hanno anche determinato il tasso di formazione stellare durante il suo picco massimo, trovandolo così elevato da consumare tutto il gas presente nella galassia entro 1 – 2 miliardi di anni. Hanno dunque ipotizzato che, un possibile motivo causa del drastico declino nella formazione stellare, osservato nelle galassie a $z < 1$, possa essere proprio la scarsità di gas residuo rimasto, non più sufficiente per permettere elevati tassi di formazione.

1.3 Galassie barrate

Formazione delle barre

Si pensa che le barre possano formarsi sia attraverso processi fisici intrinseci e caratteristici alla galassia stessa, sia per via di processi esterni alla galassia come ad esempio interazioni fra 2 o più galassie. Le simulazioni numeriche predicono che la formazione delle barre avvenga spontaneamente per via di instabilità presenti nei dischi galattici diventati dinamicamente freddi (Ostriker & Peebles, 1973). In alternativa, Noguchi (1987) nel suo studio descrive quali siano gli effetti provocati da una galassia che agisce per effetti mareali su di un'altra galassia vicina. Tale studio ha trovato che la parte interna del disco della seconda galassia in genere sviluppa una struttura a barra quando viene perturbata dalle

forze mareali della prima. I risultati predicono la presenza di una maggior quantità di galassie barrate nei sistemi che interagiscono fra loro, inoltre si suggerisce che i nuclei attivi nelle galassie interagenti sono, assieme al gas, ciò che alimenta la formazione di barre per interazione fra galassie. Addirittura, un recente studio spiega come le barre possano nascere anche grazie a violente interazioni su larga scala che si verificano tra ammassi di galassie diversi (Yoon et al., 2019).

Classificazione morfologica

Descriviamo ora come le galassie vengono classificate in base alla loro morfologia, ovvero alla loro forma apparente. La classificazione morfologica riveste infatti un ruolo molto importante nello studio delle galassie poiché è il primo passo per poterne studiare e comprendere la fisica. Vi è infatti una stretta correlazione tra morfologia e molte delle proprietà intrinseche della galassia, come popolazioni stellari, caratteristiche dinamiche, tasso di formazione stellare e quantità di gas. Dunque, raggruppare le galassie per caratteristiche comuni ci permette di studiarne i processi di formazione e di evoluzione, i quali saranno simili per galassie simili. In particolare porremo la nostra attenzione sulle galassie barrate, oggetto di studio di questo lavoro di tesi.

Le barre, che si presentano come strutture triassiali poste al centro delle galassie, furono osservate con attenzione da Curtis (1918), il quale le identificò come una nuova tipologia di strutture presenti nelle galassie a spirale e diede loro il nome di *galassie di tipo ϕ* , per similitudine con la lettera greca. Fu però l'astronomo americano Hubble (1926) a coniare il termine *galassie barrate*. Egli si dedicò a raggruppare per caratteristiche morfologiche comuni tutte le galassie osservate, creando così la classificazione morfologica che da lui prende il nome ed è ancora la più usata.

Hubble distinse le galassie in quattro famiglie principali: galassie ellittiche, lenticolari, a spirale ed irregolari. Inoltre, osservando la presenza di strutture a barra in alcune delle galassie lenticolari e delle galassie a spirale, le divise ulteriormente utilizzando tale caratteristica. Costruì in questo modo il così detto *diagramma a diapason*, dove collocò in modo schematico tutte le galassie da lui osservate.

Tale lavoro di categorizzazione fu estremamente importante: esso fu infatti la matrice di molti altri successivi lavori, quali quelli di Morgan (1958), di de Vaucouleurs et al. (1964) e di van den Bergh (1976) che ripresero quella proposta da Hubble e la ampliarono, aggiungendo nuove strutture e caratteristiche osservate nelle galassie, grazie anche ai telescopi via via più potenti che permisero di catturare sempre maggiori dettagli, prima invisibili.

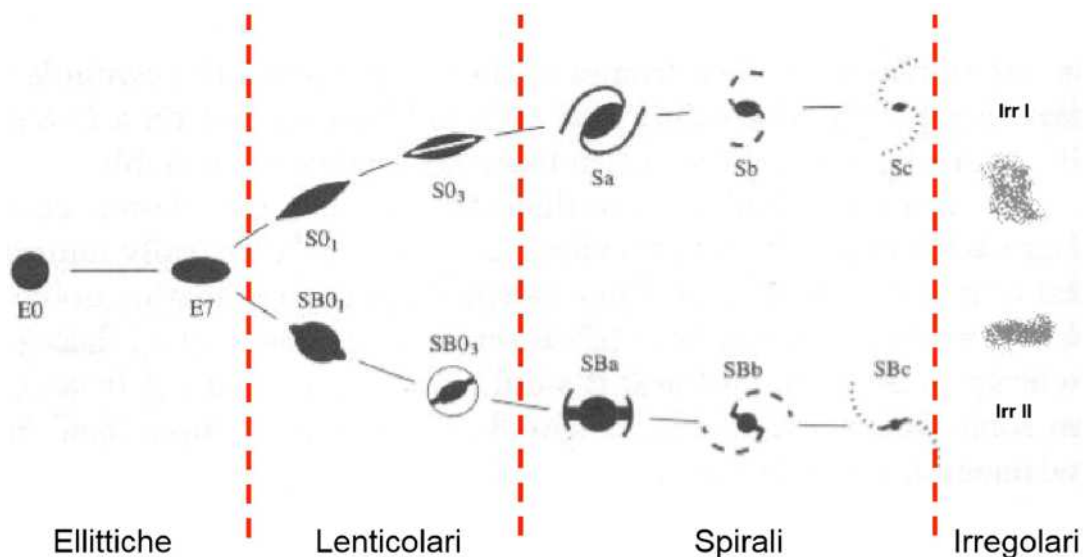


Figura 1.1: Schema della classificazione morfologia di Hubble: diagramma a diapason. Tratto da Corsini (2022).

Forma e profilo di luminosità delle barre

Osservando una galassia barrata, ci accorgiamo immediatamente che le sue isofote sono tutt'altro che ellissi perfette. Questo è dovuto al fatto che in questa tipologia di galassia, oltre alla barra, sono presenti una moltitudine di componenti e strutture luminose, quali ovali, lenti e anelli. Vediamo tali strutture sovrapposte l'un l'altra e non è cosa semplice scomporre la galassia nei singoli contributi per analizzarli separatamente. Per farlo è necessario operare con il metodo della decomposizione fotometrica, che ci permette di isolare il contributo luminoso di ogni elemento, così da studiarlo singolarmente. Tale procedura, piuttosto laboriosa, è oggi possibile grazie a numerosi algoritmi che sono stati sviluppati proprio per essere usati sulle galassie barrate. Alcuni di questi sono: GALAXY FITTING (Peng et al., 2002), GALAXY AUTOMATIC SURFACE PHOTOMETRY (Pignatelli et al., 2006) e GALAXY SURFACE PHOTOMETRY 2 DIMENSIONAL DECOMPOSITION (Méndez-Abreu et al., 2008).

Le isofote corrispondenti al contributo luminoso della barra possono essere descritte come ellissi aventi ellitticità $\epsilon_{\text{bar}} = 1 - q_{\text{bar}}$, rapporto assiale q_{bar} e angolo di posizione PA_{bar} (Athanasoula et al., 1990). Inoltre, definendo per comodità $\delta_x = x - x_0$ e $\delta_y = y - y_0$, la forma esatta dell'isofota può essere descritta, per mezzo del parametro c e della distanza radiale dal centro r_{bar} , dalla formula:

$$r_{\text{bar}} = \left[\left(-\delta_x \cdot \sin(PA_{\text{bar}}) + \delta_y \cdot \cos(PA_{\text{bar}}) \right)^c - \frac{\left(\delta_x \cdot \cos(PA_{\text{bar}}) + \delta_y \cdot \sin(PA_{\text{bar}}) \right)^c}{(q_{\text{bar}})^c} \right]^{\frac{1}{c}}.$$

Per $c = 2$ le isofote sono ellissi perfette, mentre per $c < 2$ ($c > 2$) le isofote hanno forme più appuntite (squadrate) e prendono il nome di isofote *disky* (*boxy*). Athanasoula et al. (1990) trovarono che le isofote appartenenti alle barre sono principalmente di tipo *boxy* con in media un parametro $c \simeq 3.5$.

Méndez-Abreu et al. (2018) si occuparono di analizzare in modo dettagliato la forma intrinseca delle barre di un campione di galassie estratto dal *Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey* (CALIFA, Sánchez et al., 2012). Nel loro studio hanno descritto le barre come ellissoidi triassiali posti all'interno di un disco parametrizzabile come un ellissoide oblato. Sono arrivati a dire che il 68% delle galassie analizzate ospitano una barra riconducibile ad un ellissoide triassiale prolato mentre il 14% ospita una barra riconducibile ad un ellissoide triassiale oblato. In aggiunta hanno trovato che le galassie barrate molto massicce dei primi tipi aventi uno sferoide prominente e concentrato ospitano barre più spesse e rotonde rispetto alle galassie più piccole degli ultimi tipi morfologici.

Data una galassia barrata, il profilo radiale di brillantezza superficiale della sola barra può essere descritto da diverse leggi parametriche, a seconda dei casi. Elmegreen & Elmegreen (1985) trovarono una correlazione tra il profilo radiale di brillantezza superficiale, le dimensioni della barra e il tipo morfologico della galassia ospitante. Le galassie di primo tipo ospitano mediamente barre più intense e lunghe, ben descrivibili da un profilo *piatto*, viceversa le galassie di tipo avanzato ospitano barre più deboli e corte e che sono descritte da un profilo parametrico di tipo *esponenziale*. A conferma di ciò Kim et al. (2015) studiarono un campione di galassie barrate osservate nella *Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies* (S⁴G, Sheth et al., 2010) e trovarono che le galassie più massicce aventi uno sferoide definito ospitavano barre a profilo piatto, mentre le galassie meno massicce e prive di sferoide ospitavano tendenzialmente barre con profilo esponenziale.

Frazione di galassie barrate

Le galassie barrate, in passato considerate un'eccezione, rappresentano in realtà la maggior parte delle galassie a disco dell'Universo Locale, tuttavia la frazione di galassie barrate che si possono determinare da un certo campione osservato dipende fortemente dalla banda fotometrica utilizzata nell'osservazione e dal metodo utilizzato per identificare le barre. Infatti osservando a lunghezze d'onda corte (verso il blu) in genere si sottostima la quantità di barre presenti poiché queste sono principalmente composte da stelle di popolazione vecchia, che sappiamo emettere la maggior parte della loro luce nelle bande più rosse. Inoltre lunghezze d'onda maggiori vengono assorbite meno facilmente dalle polveri e dunque, un'osservazione nel rosso rivela tipicamente un maggior numero di galassie barrate rispetto alla stessa

osservazione fatta nel blu. Come detto, anche il metodo usato per identificare le barre può incidere sui risultati dell'osservazione, come trovato da Aguerri et al. (2009), i quali analizzarono in due modi diversi un campione di ~ 2100 galassie a disco osservate da *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, Abazajian et al., 2003): tramite analisi isofotale e tramite analisi di Fourier. Con l'analisi isofotale identificarono che il 45% delle galassie ospitavano una barra mentre utilizzando l'analisi di Fourier la percentuale di galassie barrate si ridusse al solo 26%. Conclusero quindi che il metodo di Fourier è meno efficiente nell'identificare le barre, soprattutto nelle galassie a spirale di tipo avanzato, poiché esse hanno bracci prominenti e talvolta anche strutture aggiuntive, come le lenti, che contribuiscono a rendere i bordi della barra meno netti e di conseguenza meno evidenti.

Al fine di studiare la natura delle barre per cercare di comprendere quale sia la loro origine, quale la loro evoluzione e quale il meccanismo che innesca la loro formazione, molti studi sono stati condotti con lo scopo di ricercare una correlazione fra la percentuale di galassie barrate e le proprietà specifiche della galassia ospitante (tipo morfologico, colore, massa stellare, *redshift*, ambiente). Tuttavia i risultati trovati sono molte volte discordanti fra loro, tanto da non essere ancora arrivati ad una risposta definitiva, ed infatti tutt'ora l'argomento è fonte di discussione e di ricerca attiva. Riportiamo di seguito alcuni esempi.

Barazza et al. (2008) nel loro studio, condotto su ~ 3700 galassie dell'Universo Locale, hanno trovato una percentuale media di galassie barrate di $\sim 52\%$. Inoltre hanno trovato una significativa correlazione con il colore delle galassie analizzate: galassie blu avevano una maggior probabilità di essere barrate rispetto a quelle rosse (58% contro 32%).

Viceversa, Masters et al. (2011), analizzando un campione di ~ 14000 galassie anch'esse a basso *redshift*, trovarono una percentuale media di galassie barrate di $\sim 29\%$. Analizzando però più nel dettaglio trovarono anche una certa correlazione in base al tipo morfologico: maggior percentuale di barra per galassie dei primi e degli ultimi tipi, mentre minore per galassie di tipo intermedio. Inoltre trovarono che le galassie più rosse ospitavano sferoidi più grandi e avevano maggior possibilità di essere barrate, mentre galassie più blu possedevano sferoidi più piccoli (o addirittura ne erano prive) e vi era una minore possibilità che fossero barrate.

Méndez-Abreu et al. (2017) analizzando un campione di ~ 400 galassie con il metodo della decomposizione fotometrica trovarono una percentuale media di galassie barrate di $\sim 57\%$ senza però notare relazioni significative con il tipo morfologico. Trovarono invece una correlazione con la massa stellare della galassia ospitante: i risultati mostrano che le galassie con massa $M_\star = 10^{9.5} M_\odot$ hanno una probabilità di essere barrate di $\sim 75\%$, mentre tale probabilità decresce con l'aumentare della massa, fino ad arrivare a $\sim 25\%$ per galassie con $M_\star = 10^{11} M_\odot$.

Una possibile causa di queste discrepanze è stata messa in luce da Erwin (2018), il quale, analizzando un campione di ~ 650 galassie facente parte di S⁴G, trovò risultati non in accordo con quelli trovati da Aguerri et al. (2009), che invece analizzarono dati estratti da SDSS. Erwin (2018) argomentò tale discrepanza come il risultato di una significativa differenza nella risoluzione angolare dei 2 diversi rilevamenti. Infatti, mentre S⁴G aveva una risoluzione di ~ 0.17 kpc, SDSS si fermava ad una risoluzione di ~ 1.3 kpc. Tale differenza ha comportato una più facile osservazione delle barre lunghe poste nelle galassie più rosse e massicce, non rilevate invece da Aguerri et al. (2009).

Altre ricerche sono state condotte per cercare una relazione fra *redshift* e percentuale di galassie barrate. Anche questa volta però i risultati non sono stati univoci: mentre Jogee et al. (2004), analizzando un campione di galassie con *redshift* $0.2 \leq z \leq 1$, trovarono che la percentuale di galassie barrate (pari a $\sim 30\%$) rimaneva pressoché costante fino a $z \sim 0.7$, Sheth et al. (2008), analizzando ~ 2100 galassie con *redshift* $0.14 \leq z \leq 0.84$, trovarono che la probabilità di avere galassie barrate passava da $\sim 65\%$ nell'Universo Locale al solo 20% per $z \sim 0.84$.

Altri studi ancora sono stati condotti con lo scopo di trovare una relazione fra percentuale di galassie barrate e ambiente in cui vive la galassia ospite. Come detto infatti, tale relazione permetterebbe di indagare su quale siano i meccanismi che innescano la formazione di queste strutture e quali siano gli

effetti dell'ambiente sul disco della galassia. Anche in questo caso però, i risultati non permettono di giungere ad una conclusione definitiva.

Méndez-Abreu et al. (2012) dopo avere messo in relazione la percentuale di galassie barrate, la luminosità delle galassie e l'ambiente sono arrivati a dire che la probabilità di osservare galassie barrate è in stretta relazione con la luminosità (e quindi con la massa) delle galassie stesse. Hanno inoltre mostrato che all'interno degli ammassi si ha il massimo della probabilità di osservare barre per galassie con luminosità $M_r = -20.5$ mag, mentre in ambienti a bassa densità la massima percentuale di avere barre si ha per galassie con $M_r = -19$ mag. Da tale risultato Méndez-Abreu et al. (2012) hanno ipotizzato che l'ambiente influenzi in modo diverso la formazione delle barre in base alla luminosità della galassia ospite. In particolare, il maggior valore di magnitudine trovato per galassie all'interno degli ammassi è spiegato dal fatto che, più è luminosa la galassia, e dunque più è massiccia, più il suo disco è stabile alle interazioni esterne, ciò gli permette di mantenere una struttura fredda e dunque alle interazioni di innescare i processi di formazione delle barre. Al contrario, galassie più piccole che si trovano all'interno degli ammassi vengono riscaldate eccessivamente dalle interazioni con le altre galassie adiacenti, tanto da non permettere la formazione di barre e, nei casi più estremi, distruggere lo stesso disco. Méndez-Abreu et al. (2012) hanno infine spiegato come i risultati fra loro contrastanti trovati in precedenza da altri studi, possano essere risolti tenendo conto dei diversi intervalli di luminosità ai quali appartengono i diversi campioni di galassie analizzati.

Tali risultati mostrano che la percentuale di galassie barrate dipende dalle caratteristiche della galassia ospite e non dall'ambiente in cui essa si trova. Una conferma di ciò è stata data anche da Sarkar et al. (2021). In tale studio non è stata trovata alcuna correlazione fra percentuale di galassie barrate e ambiente, che confermerebbe l'ipotesi che il processo di formazione delle barre sia maggiormente collegato alle proprietà della galassia ospite piuttosto che all'ambiente in cui vive.

Proprietà caratteristiche della barra

Le principali caratteristiche di un barra possono essere descritte da tre parametri fondamentali: la forza S_{bar} definita come il contributo della barra al potenziale gravitazionale complessivo della galassia, la velocità di rotazione Ω_{bar} definita come la velocità angolare con cui la barra ruota attorno al centro della galassia e il raggio R_{bar} . Poiché in questa tesi siamo interessati alla misura della lunghezza delle barre, approfondiamo le caratteristiche di quest'ultimo parametro.

Poiché la barra è formata da stelle aventi orbite ellittiche particolarmente schiacciate, definiamo il raggio della barra R_{bar} come la massima estensione radiale di tali orbite. R_{bar} rappresenta il semiasse maggiore della barra e dunque altro non è che la metà della lunghezza complessiva di quest'ultima (Contopoulos, 1981). La misura esatta di R_{bar} è tutt'altro che cosa semplice da realizzarsi, infatti molte volte la barra non possiede contorni netti e risulta difficile individuare il punto di separazione fra barra e disco. Inoltre, molte volte le galassie barrate possiedono anche ulteriori strutture, quali anelli e bracci di spirale, che complicano ulteriormente la misura. Ciò detto, esistono molteplici modi per stimare R_{bar} , ciascuno con pregi e criticità. Descriviamo di seguito i principali:

- **METODO VISIVO/PROFILO RADIALE:** il metodo forse più immediato per determinare R_{bar} è tramite il metodo visivo, ovvero individuando “ad occhio” i limiti della barra direttamente dall'immagine della galassia (Herrera-Endoqui et al., 2015; Kormendy, 1979). Tale metodo è però anche molto soggettivo e non può essere applicato per galassie ad alto *redshift*, poiché la risoluzione delle immagini si degrada rapidamente con la distanza. Un'alternativa può essere quella di sfruttare il profilo radiale di brillantezza superficiale (Gerssen et al., 1999). Esso infatti lungo gli assi maggiori si presenta con un peculiare andamento costante, tale caratteristica può essere dunque sfruttata per ricavare una stima qualitativa.
- **ANALISI ISOFOTALE:** tramite appositi algoritmi è oggi piuttosto agevole interpolare le isofote della galassia con opportune ellissi. Dai profili radiali di ellitticità ϵ e angolo di posizione PA di queste ellissi è possibile avere una stima di R_{bar} . Infatti, essendo la barra una struttura molto schiacciata, essa presenta un'ellitticità maggiore di quella del disco e in particolare si osserva un

picco di ϵ proprio tra l'ultima ellissi della barra e la prima del disco. Anche l'angolo di posizione presenta un andamento peculiare, infatti risulta pressoché costante lungo tutta la lunghezza della barra assumendo un valore diverso lungo il disco. In accordo con Guo et al. (2019), definiamo allora la misura di R_{bar} come la distanza radiale alla quale si ha il picco massimo di ϵ o, in alternativa, come la distanza radiale alla quale l'angolo di posizione varia di 5° rispetto al PA registrato per le isofote con massima ellitticità.

- ANALISI DI FOURIER: la brillantezza superficiale $I(R, \phi)$ di una galassia deproiettata, vista cioè di faccia, può essere descritta tramite una serie di Fourier (Aguerri et al., 2000; Ohta et al., 1990):

$$I(R, \phi) = \frac{A_0(R)}{2} + \sum_{m=1}^{\infty} [A_m(R) \cos(m\phi) + B_m(R) \sin(m\phi)],$$

dove R è il raggio misurato sul piano della galassia e riferito al centro di quest'ultima mentre ϕ è l'angolo azimutale misurato in senso antiorario partendo dalla linea dei nodi. I coefficienti di Fourier sono invece definiti come segue:

$$A_m(R) = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} I(R, \phi) \cos(m\phi) d\phi \quad , \quad B_m(R) = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} I(R, \phi) \sin(m\phi) d\phi$$

mentre l'ampiezza della m -esima componente della serie è:

$$I_m(R) = \begin{cases} A_0(R)/2 & \text{se } m = 0 \\ \sqrt{A_m^2(R) + B_m^2(R)} & \text{se } m \neq 0. \end{cases}$$

Poiché l'angolo di fase per $m = 2$ ($\phi_2(R) = \arctan[A_2(R)/B_2(R)]$) rimane pressoché costante lungo tutta la regione della barra, esso può essere usato per stimare R_{bar} (Debuttista et al., 2002; Debuttista & Sellwood, 2000). Infatti, analogamente a quanto detto prima per l'analisi isofotale, R_{bar} è definito come il raggio al quale l'angolo di fase varia di 5° .

Un'altra metodologia per la stima di R_{bar} che si basa sempre sull'analisi di Fourier fu proposta da Aguerri et al. (2003). Essa sfrutta la netta differenza di luminosità che c'è fra la regione in cui è presente la barra e la regione di interbarra. Facendo l'analisi di Fourier su galassie barrate si trova che le componenti pari della serie sono più rilevanti rispetto a quelle dispari. In particolare la prima componente pari, ovvero quella con $m = 2$, è in assoluto la componente di Fourier dominante dell'intera serie. Definendo convenzionalmente l'intensità della barra come $I_{\text{bar}} = I_0 + I_2 + I_4 + I_6$ e l'intensità dell'interbarra come $I_{\text{intbar}} = I_0 - I_2 + I_4 - I_6$, Aguerri et al. (2003) definiscono la regione in cui è presente la barra come la zona in cui:

$$\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} > \frac{1}{2} \left[\max \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) - \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) \right] + \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right).$$

Da tale definizione è possibile identificare 2 diverse distanze radiali tali per cui la disuguaglianza si riduce all'esatta uguaglianza: la prima è definita raggio interno (R_{in}) mentre la seconda coincide con il raggio della barra (R_{bar}).

- DECOMPOSIZIONE FOTOMETRICA: si tratta di un altro modo ancora per stimare R_{bar} . In questo caso si va a separare ciascun contributo luminoso proveniente dalle varie strutture che compongono la galassia e lo si analizza separatamente. Poiché il raggio della barra è un parametro libero in svariate leggi parametriche, esso può essere ricavato andando a operare una decomposizione fotometrica dell'immagine della galassia (Prieto et al., 2001) o sull'intera immagine (Gadotti, 2011; Laurikainen et al., 2005; Méndez-Abreu et al., 2018).

1.4 Scopo e schema della tesi

In questa tesi ci proponiamo di studiare le galassie barrate dell'ammasso SMACS J0723.3-7323 (SMACS0723). In particolare il nostro scopo sarà quello di stimare la lunghezza della barra di una data galassia presa a campione. Ciò verrà fatto tramite l'analisi di Fourier sfruttando tre metodologie differenti e i risultati trovati verranno poi confrontati con le evidenze derivanti dall'analisi isofotale.

I capitoli sono organizzati nel seguente modo:

- **Capitolo 2:** si approfondisce il *Telescopio Spaziale James Webb* (JWST), in particolare la sua camera NIRC*am*, strumento di misura con il quale è stata catturata l'immagine poi analizzata. Si descrive poi in breve il programma osservativo *Cosmic Evolution Early Release Science* (CEERS) e la galassia ceers-2112, un progetto molto importante realizzato grazie alle primissime immagini raccolte da JWST. Si continua descrivendo nel dettaglio le proprietà dell'ammasso SMACS0723, per infine concentrarsi sulle sue galassie barrate, oggetto principale di questa tesi;
- **Capitolo 3:** si descrive nel dettaglio il modo utilizzato per ricavare la stima della lunghezza della barra della galassia 1587 appartenente all'ammasso SMACS0723. Si riportano poi i risultati ottenuti;
- **Capitolo 4:** si discutono i risultati trovati e si traggono le conclusioni.

Capitolo 2

Acquisizione dei dati

Nel seguente capitolo si descrive lo strumento di misura utilizzato e l'ammasso a cui appartiene la galassia della quale ci si è occupati di stimare la lunghezza della barra. Nella Sezione 2.1 si approfondisce il *Telescopio Spaziale James Webb* (JWST), in particolare la sua camera NIRCam, strumento di misura con il quale sono state catturate le immagini poi analizzate. Nella Sezione 2.2 si descrive in breve il programma osservativo *Cosmic Evolution Early Release Science* (CEERS) e la galassia ceers-2112, un progetto molto importante realizzato grazie alle primissime immagini raccolte da JWST. Nella Sezione 2.3 si descrivono nel dettaglio le proprietà dell'ammasso SMACS0723. Infine nella Sezione 2.4 ci si concentrerà sulle galassie barrate dell'ammasso SMACS0723, oggetto principale di questa tesi.

2.1 James Webb Space Telescope e camera NIRCam

Lanciato il 25 dicembre 2021, *James Webb Space Telescope* (JWST) è il più grande, potente e complesso telescopio spaziale mai realizzato. Frutto della cooperazione delle agenzie spaziali *National Aeronautics and Space Administration* (NASA), *European Space Agency* (ESA) e *Canadian Space Agency* (CSA) è l'erede di HST.¹ JWST è stato progettato con l'intento di chiarire tanti importanti interrogativi sull'universo che ancora non hanno risposta e per realizzare scoperte fondamentali in tutti i campi dell'astronomia. Mentre HST osserva principalmente nel vicino ultravioletto e nel visibile, JWST è stato costruito per la raccolta di immagini nell'infrarosso.² Ciò gli permetterà di indagare sull'universo più profondo e lontano: dalla formazione delle stelle e dei pianeti, alla nascita delle galassie nell'universo primordiale. Ricordiamo infatti che a causa della continua espansione dell'universo, ha luogo il così detto effetto *redshift cosmologico*, e dunque gli oggetti a noi più lontani sono visibili solo a lunghezze d'onda piuttosto elevate. A ciò si aggiunge il fatto che la polvere cosmica e i gas delle nubi interstellari, tendono ad assorbire la radiazione ottica e ultravioletta, lasciando invece passare più facilmente quella infrarossa. Dunque un telescopio che osserva nell'infrarosso è ciò che ci serve per catturare l'universo primordiale.

JWST è costituito da quattro parti fondamentali.

Nello *Spacecraft Bus* è presente tutta la strumentazione di controllo atta a fornire tutte le funzioni di supporto necessarie al corretto funzionamento dell'osservatorio.⁴

Lo *scudo termico* ha invece l'importantissima funzione di proteggere la strumentazione scientifica e gli elementi ottici dalla radiazioni provenienti dal Sole, dalla Terra, dalla Luna e dallo stesso *Spacecraft Bus*. Infatti, per poter operare correttamente in campo infrarosso, il telescopio deve essere mantenuto ad una temperatura estremamente bassa. Tale scudo termico, separa dunque l'osservatorio in due parti: un lato caldo (~ 380 K) sempre irradiato dal Sole/Terra/Luna in cui è presente lo *Spacecraft Bus* e un

¹Fonte: ESA, JWST. https://www.esa.int/Science_Exploration/Space_Science/Webb

²Fonte: INAF, Media. <https://www.media.inaf.it/2019/08/29/jwst-assemblato-interamente/>

³Fonte: <https://webbtelescope.org/webb-science/the-observatory/infrared-astronomy>

⁴Fonte: NASA, JWST, Spacecraft Bus. <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/bus.html>

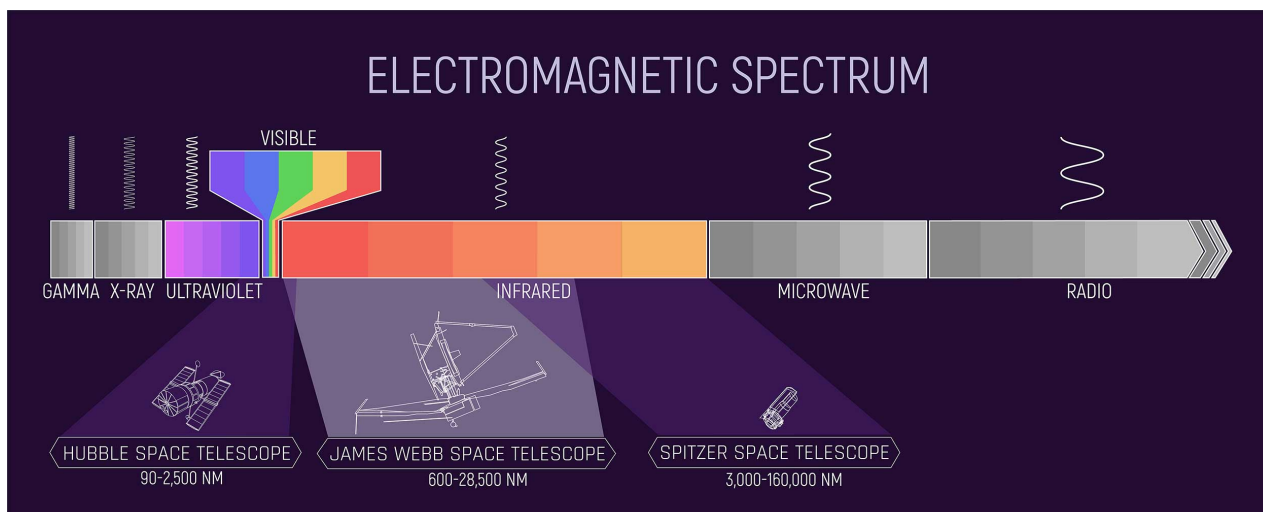


Figura 2.1: Spettro elettromagnetico che compara l'intervallo di lunghezze d'onda che i tre telescopi HST, JWST e *Spitzer Space Telescope* (SST) osservano. Il diagramma include una barra orizzontale che rappresenta lo spettro elettromagnetico, dai raggi gamma (estremo sinistro) alle onde radio (estremo destro). Sotto la barra vengono indicati gli intervalli di funzionamento dei singoli telescopi, da sinistra a destra: HST con intervallo 90 – 2 500 nm, JWST con intervallo 600 – 28 500 nm e SST con intervallo 3 000 – 160 000 nm. Tratto da webbtelescope.org.³

lato freddo (< 50 K), sempre coperto dallo scudo termico, in cui sono invece presenti l'ISIM e l'OTE.⁵ L'*Optical Telescope Element* (OTE) è l'occhio di JWST, raccoglie tutta la luce proveniente dalla porzione di spazio osservato e la fornisce alla strumentazione scientifica. Esso è composto da un sofisticato sistema di specchi di cui il principale presenta un diametro di ben 6.5 m.⁶

L'*Integrated Science Instrument Module* (ISIM) è invece il cuore di JWST, al suo interno infatti è contenuta tutta la strumentazione scientifica, ovvero: la *Near-Infrared Camera* (NIRCam), il *Near-Infrared Spectrograph* (NIRSpec), il *Mid-Infrared Instrument* (MIRI) e il *Fine Guidance Sensor / Near InfraRed Imager and Slitless Spectrograph* (FGS/NIRISS).⁷

NIRCam è la principale camera presente su JWST. Dotata di uno spettroscopio, cattura immagini bidimensionali in alta qualità e realizza analisi spettroscopiche lavorando in banda infrarossa e coprendo un range di lunghezze d'onda che vanno da 0.6 a 5 μm (dunque dal rosso al medio infrarosso). La camera è inoltre dotata di molteplici filtri che vanno a restringere ulteriormente il range di spettro che viene osservato. In particolare, nell'acquisizione dei dati osservativi dell'ammasso SMACS0723 utilizzati in questa tesi, è stato applicato il filtro F200W appartenente alla categoria di filtri *Short Wavelength Channel*. Questo perché tale filtro fornisce la miglior risoluzione spaziale (0.031 arcsec px^{-1}) e sensibilità, rappresentando dunque la miglior soluzione per identificare barre e per misurare la loro lunghezza.⁸

NIRCam è utilizzata per osservare sia il lontano passato, indagando sulle prime stelle e galassie formatesi dopo il Big Bang, ma anche per osservare le popolazioni stellari presenti nelle galassie a noi più vicine, le stelle più giovani che popolano la Via Lattea o gli oggetti presenti nella Kuiper Belt. NIRCam è anche equipaggiata con dei coronografici, che bloccano la luce proveniente dalle sorgenti più luminose rendendo così possibile osservare gli oggetti più deboli che vi stanno attorno. Essi sono di fondamentale importanza per studiare i sistemi planetari che gravitano attorno alle stelle a noi più vicine.

La camera ha tre modalità di funzionamento. Lo *Standard Imaging* è la modalità base, è in pratica equivalente ad una fotografia digitale e viene utilizzata per catturare una grande varietà di oggetti e

⁵Fonte: NASA, JWST, Sunshield. <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/sunshield.html>

⁶Fonte: NASA, JWST, OTE. <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/ote/index.html>

⁷Fonte: NASA, JWST, ISIM. <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/instruments/index.html>

⁸Fonte: NASA, JWST, ISIM, NIRCam. <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/instruments/nircam.html>

⁹Fonte: <https://jwst.nasa.gov/content/observatory/index.html>

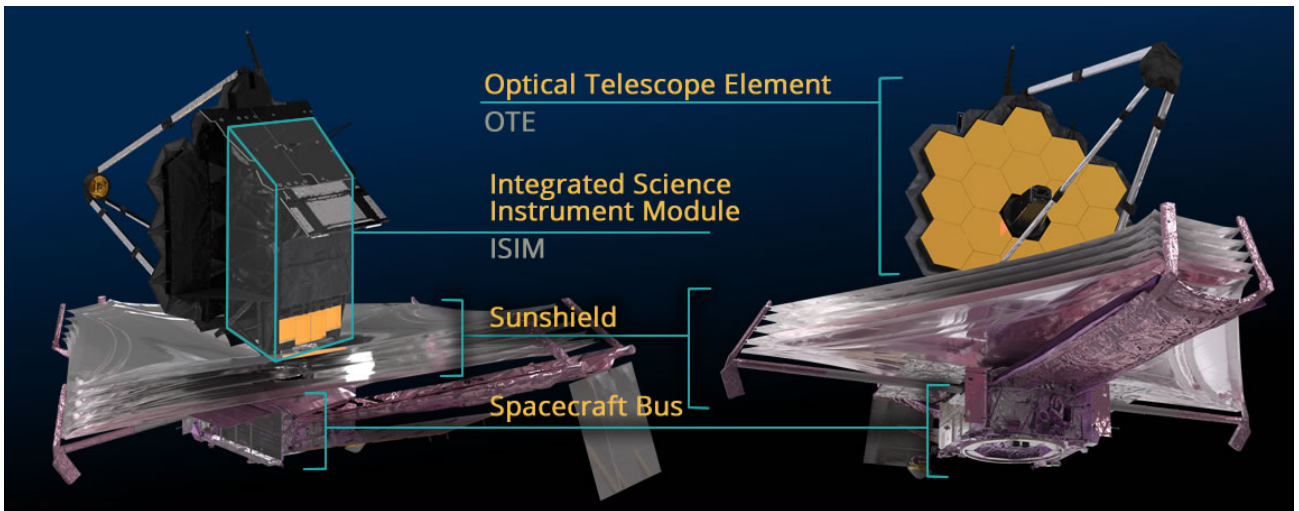


Figura 2.2: Struttura dell'osservatorio di JWST con in dettaglio la disposizione dei quattro principali componenti che lo compongono. A sinistra il retro dell'osservatorio con in primo piano l'ISIM mentre a destra il fronte con in primo piano lo specchio d'oro dell'OTE. Tratto da jwst.nasa.gov.⁹

materiali che emettono o riflettono la radiazione infrarossa. La modalità *Coronagraphic Imaging* è invece utilizzata per catturare oggetti poco luminosi (tipicamente esopianeti) vicino ad altri molto brillanti (tipicamente stelle). Infine la modalità *Time-Series Imaging* è in grado di catturare molteplici immagini in sequenza ad intervalli regolari. In questo modo è ad esempio possibile monitorare le variazioni di luminosità di una data stella, oppure, usandola in combinazione con la modalità *Coronagraphic Imaging*, è possibile monitorare il moto di un certo pianeta.

Anche lo spettroscopio montato sulla NIRCam ha due diverse modalità di funzionamento. La modalità *Wide-Field Slitless Spectroscopy* permette di catturare l'intero spettro in un ampio campo di vista: interi sistemi stellari, una sezione di una certa galassia vicina o addirittura molte galassie assieme. La modalità *Time-Series Spectroscopy* ha invece la funzione di catturare lo spettro di un determinato oggetto o di un'intera regione dello spazio ad intervalli regolari, così da poterne monitorare le variazioni spettrali nel tempo.¹⁰

2.2 Il progetto *Cosmic Evolution Early Release Science*

Il programma osservativo *Cosmic Evolution Early Release Science* (CEERS) usando le prime immagini catturate da JWST, in particolare proprio utilizzando la NIRCam, ha portato a delle conclusioni molto importanti che vanno a mettere in discussione ciò che si pensava di conoscere sui processi di formazione delle galassie barrate e soprattutto sulle loro tempistiche.

CEERS (Finkelstein et al., 2017)¹¹ ha come scopo quello di studiare nel dettaglio la struttura delle galassie lontane, contemporanee alle prime fasi di vita dell'Universo. Nell'ambito di tale progetto, una galassia tra tutte quelle osservate ha attirato l'attenzione di Costantin et al. (2023), che hanno avuto l'intuizione di osservare la galassia ceers-2112 ad una lunghezza d'onda maggiore di quella usata in una prima ispezione. Ne è risultato che la galassia, inizialmente classificata come non barrata, ha in realtà una barra. Costantin et al. (2023), combinando dati raccolti da JWST con altri raccolti da HST, sono riusciti a stimare il suo *redshift* ($z \sim 3$), la sua massa stellare ($M_* = 3.9 \times 10^9 M_\odot$) e la sua età (~ 620 Myr). Tali risultati hanno portato loro a dire che ceers-2112 può essere considerata il più lontano (e quindi vecchio) progenitore della Via Lattea mai osservato. In altre parole, possiamo pensare che osservare ceers-2112 sia un po' come osservare la nostra Galassia in una fase immediatamente successiva alla sua formazione.

¹⁰Fonte: JWST, NIRCam. <https://webbtelescope.org/contents/media/images/01FA0SZSEW1TZ51BHGOEGW2EZP>

¹¹Finkelstein, S. L. et al., 2017, JWST Proposal ID 1345, Cycle 0 Early Release Science

La scoperta di galassie già ben strutturate e con addirittura una barra ad un *redshift* così elevato mette in crisi tutti i modelli cosmologici sviluppati fin ora, i quali non prevederebbero barre per galassie con $z > 1.5$. Infatti, le galassie ad alto *redshift* sono più ricche di gas rispetto alle galassie dell’Universo Locale e i dischi stellari ricchi di gas tendono a conservare la propria simmetria assiale più a lungo rispetto ai dischi con poco gas. Dunque ciò compromette o almeno ritarda la formazione di barre. La scoperta di ceers–2112 ha perciò messo in risalto come sia necessario investigare sul rapporto tra abbondanza di gas e velocità della formazione stellare per le galassie ad alto *redshift*: ciò infatti sarà la chiave per comprendere come si evolvono inizialmente le galassie a disco e quali siano le tempistiche di formazione delle barre.

Notiamo che il lavoro di Costantin et al. (2023) per misurare la barra di ceers–2112 è concettualmente simile allo studio portato avanti in questa tesi, con la differenza però che la galassia ceers–2112 si trova ben più lontana rispetto alle galassie dell’ammasso SMACS0723. Dunque, mettendo assieme i risultati trovati per ceers–2112, quelli trovati per l’ammasso SMACS0723 e ciò che sappiamo sulle galassie a spirale barrate dell’Universo Locale (come ad esempio la stessa Via Lattea) potremo farci un’idea dell’evoluzione temporale che questo tipo di galassie hanno avuto, partendo da più di 12 miliardi di anni fa, passando per un periodo intermedio che si assesta attorno ai 5 miliardi di anni fa, per arrivare poi alla nostra epoca.

2.3 Proprietà dell’ammasso SMACS0723

Come descritto da Méndez-Abreu et al. (2023), l’ammasso SMACS0723 fa parte dell’insieme dell’emisfero australe del campione di ammassi di galassie *MAssive Cluster Survey* (MACS) (Ebeling et al., 2010; Repp & Ebeling, 2018), da cui SMACS. Mahler et al. (2023) hanno determinato, utilizzando un campione di 26 galassie classificate come facenti parte dell’ammasso grazie all’analisi spettroscopica, che il *redshift* di SMACS0723 è pari $z = 0.3877$. La massa totale dell’ammasso è stimata essere $8.39 \times 10^{14} M_{\odot}$ (Coe et al., 2019). Da tale valore di massa e sfruttando l’equazione fornita da Coe (2010), Méndez-Abreu et al. (2023) hanno derivato il raggio viriale, ovvero quel raggio all’interno del quale la densità media è 200 volte la densità di fondo, pari a $r_{200} = 6.15 \text{ arcmin} = 1.95 \text{ Mpc}$.

L’ammasso SMACS0723 è stato osservato per la prima volta durante il programma *Reionization Lensing Cluster Survey* (RELICS, Coe et al., 2019). Durante tale programma sono stati osservati 41 diversi ammassi massicci di galassie con i telescopi spaziali HST e Spitzer. In particolare utilizzando HST con 7 diversi filtri, sono stati osservati gli ammassi in altrettante diverse bande. I dati ricavati durante il programma RELICS per l’ammasso SMACS0723 includono: immagini a colori, cataloghi fotometrici generati con SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) e *redshifts* fotometrici calcolati con il codice BAYESIAN PHOTOMETRIC REDSHIFTS (BPZ) (Benítez, 2000). Successivamente SMACS0723 è stato oggetto della primissima osservazione di JWST nell’ambito del programma CEERS, non appena il nuovo telescopio è entrato in funzione.

2.4 Galassie barrate di SMACS0723

Méndez-Abreu et al. (2023) sfruttando le immagini ad alta definizione fornite da JWST tramite NIRCам e il filtro F200W, hanno classificato morfologicamente un campione di 188 galassie appartenenti all’ammasso. Le galassie osservate sono state divise in sferoidi, galassie a disco e irregolari. Le galassie a disco e le irregolari sono state poi ulteriormente classificate a seconda della presenza di una struttura a barra o meno. In particolare, 20 galassie sono state identificate come sicuramente barrate mentre per 15 la presenza della barra è stata valutata come incerta. Questo lavoro di tesi userà per l’analisi dati una delle 20 galassie classificate come sicuramente barrate.

Méndez-Abreu et al. (2023) per studiare la frazione di galassie barrate presente all’interno dell’ammasso hanno deciso di adottare due diverse definizioni: f_D che rappresenta la frazione di galassie barrate sul totale delle sole galassie a disco (definizione solitamente adottata poiché la presenza di un disco è condizione necessaria per la formazione di una barra) e f_T che rappresenta la frazione di galassie

barrate sul totale di tutte le galassie del campione analizzato. f_T è stata adottata per sopperire al problema che molte volte è difficile distinguere le galassie lenticolari prive di barra molto massicce dalle ellittiche e ciò comporta una forte incertezza nella determinazione di f_D . I risultati da loro trovati sono stati poi confrontati con la frazione di galassie barrate ricavate da Méndez-Abreu et al. (2012) per gli ammassi della Vergine e della Chioma di Berenice (o più semplicemente Chioma).

Anche per questo ammasso a $z = 0.39$, Méndez-Abreu et al. (2023) hanno confermato che, indipendentemente da f_D e f_T , la percentuale di galassie barrate è in stretta dipendenza con la luminosità della galassia (o analogamente con la sua massa stellare), come già trovato da molti altri autori. Come si nota in figura 2.3, f_T (ma risultati molto simili si hanno anche per f_D) mostra in tutti e tre gli ammassi un picco ad una luminosità di $M_r \sim -20.5$ mag misurata in magnitudine assoluta e ad una massa pari a $\log(M_*/M_\odot) \sim 10.5$, seguita da una decrescita simile nei tre casi per galassie meno luminose (o meno massicce). Infatti Méndez-Abreu et al. (2023) hanno trovato che:

- per valori di bassa luminosità e massa ($M_r \sim -18.5$ mag; $\log(M_*/M_\odot) \sim 9.55$): la percentuale di galassie barrate in tutti e tre gli ammassi considerati è $\sim 30\%$. Tale valore scende allo 0% per $M_r \sim -16$ mag;
- per valori intermedi di luminosità e massa ($-18.5 \geq M_r \geq -20$ mag; $9.5 \leq \log(M_*/M_\odot) \leq 10.25$): l'ammasso della Vergine presenta un picco secondario sia in f_D che in f_T che invece non è presente nell'ammasso della Chioma o in SMACS0723;
- per valori elevati di luminosità e massa ($M_r < -20$ mag; $\log(M_*/M_\odot) \geq 10.25$): f_D in SMACS0723 è inferiore di quello calcolato per l'ammasso della Chioma e considerando f_T la differenza diventa ancora maggiore, con SMACS0723 che presenta una percentuale di barre inferiore a quelle presenti nella Vergine con l'ammasso della Chioma che registra il più alto valore tra i tre ammassi considerati.

Poiché il filtro F200W di NIRC*am*, con cui è stato osservato l'ammasso SMACS0723, analizza lunghezze d'onda maggiori rispetto a quelle a cui sono stati osservati gli ammassi della Vergine e della Chioma, Méndez-Abreu et al. (2023), al fine di escludere la possibilità di errori sistematici, hanno calcolato nuovamente f_D e f_T per SMACS0723 partendo però questa volta da osservazioni fatte tramite il filtro F090W di NIRC*am*. Nonostante abbiano notato una differenza nella percentuale di barre trovate, cosa che comunque era da aspettarsi dato che l'intervallo coperto da F090W è di lunghezze d'onda inferiori, l'andamento complessivo non è significativamente diverso da quanto registrato in precedenza. Ad ogni modo, il risultato significativo a cui sono arrivati Méndez-Abreu et al. (2023) è che per galassie molto luminose e massicce la percentuale di barre in SMACS0723 è significativamente inferiore a quella trovata nell'ammasso della Chioma, tanto più se viene usato il filtro F090W per osservare l'ammasso a $z = 0.39$. Nonostante la risoluzione spaziale con la quale è stato osservato SMACS0723 (370 pc) è inferiore a quella delle osservazioni fatte per l'ammasso della Chioma e della Vergine (~ 75 pc), tale problematica non inficia sicuramente sulle galassie massicce che ospitano tipicamente barre molto estese e comunque, l'effetto di tale discrepanza nella risoluzione spaziale, inficiando solo sulle galassie più piccole, che sono solo una minima parte delle galassie presenti negli ammassi, non modifica sensibilmente i risultati trovati.

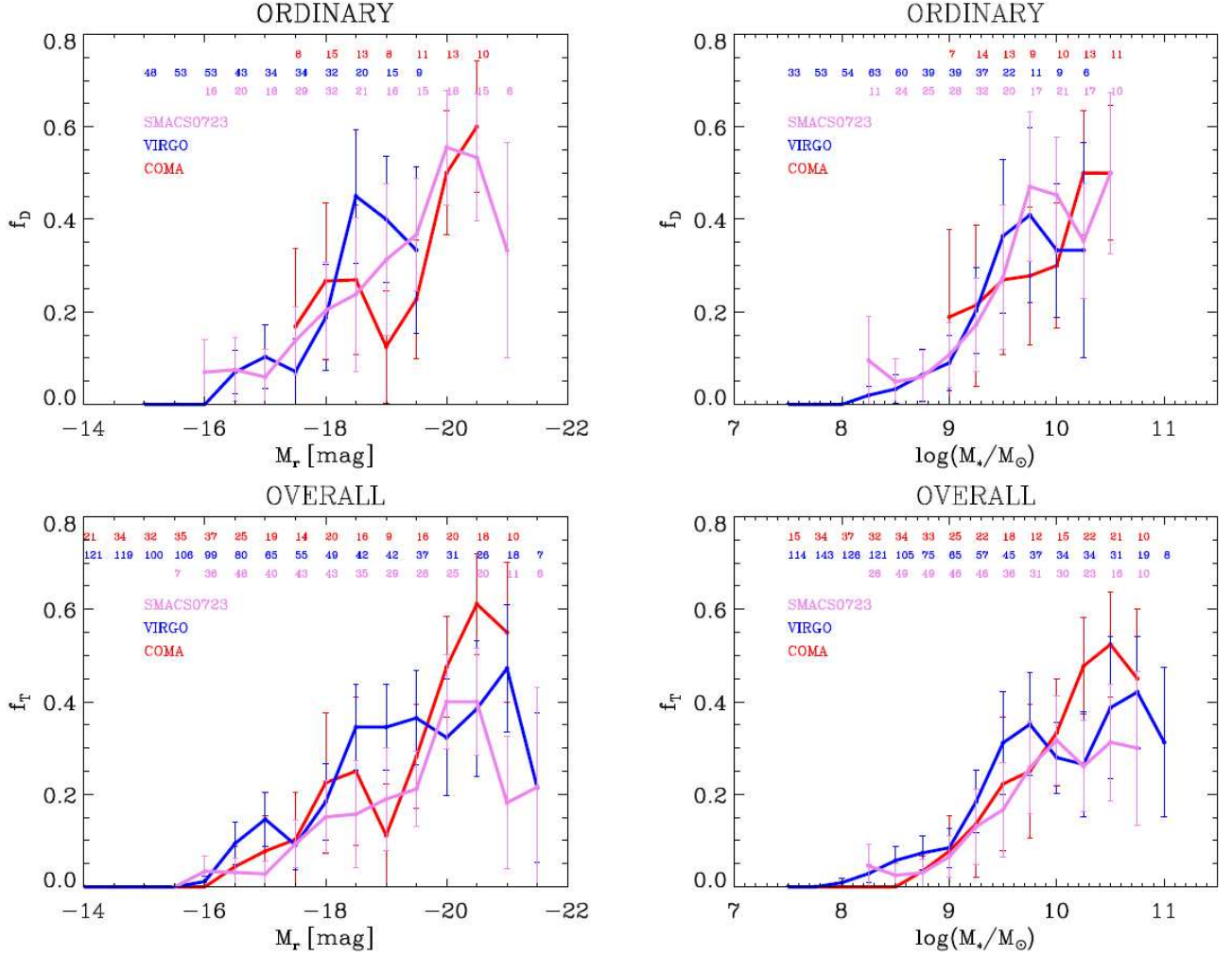


Figura 2.3: Andamento della frazione di galassie barrate in SMACS0723, sia in funzione della magnitudine assoluta in banda r (a sinistra), sia della massa stellare della galassia (a destra). “ORDINARY” (in alto) si riferisce al fatto che si sta considerando f_D , la frazione di galassie barrate sul totale delle sole galassie a disco. Viceversa “OVERALL” (in basso) si riferisce al fatto che si sta considerando f_T , la frazione di galassie barrate sul totale di tutte le galassie analizzate. Il numero di galassie che popolano ogni bin è indicato nella parte alta di ogni grafico, invece i tre colori diversi servono per distinguere i tre ammassi diversi considerati: l’ammasso SMACS0723 in rosa, l’ammasso della Vergine in blu e l’ammasso della Chioma in rosso. Tratto da Méndez-Abreu et al. (2023).

Capitolo 3

Analisi dei dati

In questo capitolo si presentano il metodo utilizzato per l'analisi dati e i risultati ottenuti. Nella Sezione 3.1 si descrive nel dettaglio il modo utilizzato per ricavare la stima della lunghezza della barra di una galassia dell'ammasso SMACS0723. Nella Sezione 3.2 si riporta la galassia analizzata e i risultati ottenuti.

3.1 Misura della lunghezza della barra con il metodo di Fourier

In questo lavoro di tesi, per misurare la lunghezza della barra della galassia analizzata, è stato utilizzato il metodo dell'analisi di Fourier. Come riportato nella Sezione 1.3, è possibile descrivere la brillantezza superficiale $I(R, \phi)$ di una galassia deproiettata tramite lo sviluppo in serie di Fourier (Aguerri et al., 2000; Ohta et al., 1990):

$$I(R, \phi) = \frac{A_0(R)}{2} + \sum_{m=1}^{\infty} [A_m(R) \cos(m\phi) + B_m(R) \sin(m\phi)],$$

con i coefficienti di Fourier definiti come segue:

$$A_m(R) = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} I(R, \phi) \cos(m\phi) d\phi \quad , \quad B_m(R) = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} I(R, \phi) \sin(m\phi) d\phi.$$

L'ampiezza della m -esima componente della serie risulta:

$$I_m(R) = \begin{cases} A_0(R)/2 & \text{se } m = 0 \\ \sqrt{A_m^2(R) + B_m^2(R)} & \text{se } m \neq 0. \end{cases}$$

Nelle galassie barrate sappiamo che le componenti più rilevanti della serie sono quelle pari e in particolare che quella con $m = 2$ è in assoluto quella dominante (Aguerri et al., 2000). Le componenti dispari ($m = 1, 3, \dots$) sono invece legate a isofote non simmetriche rispetto agli assi, dunque più queste componenti sono piccole e più la galassia analizzata avrà una barra simmetrica (Aguerri et al., 2000).

Come fatto da Aguerri et al. (2000), uno dei metodi utilizzati in questa tesi per determinare la lunghezza della barra di una data galassia è studiare il rapporto tra luminosità della barra e luminosità dell'interbarra in funzione della distanza radiale dal centro della galassia. Definita l'intensità della barra come $I_{\text{bar}} = I_0 + I_2 + I_4 + I_6$ e l'intensità dell'interbarra come $I_{\text{intbar}} = I_0 - I_2 + I_4 - I_6$, la regione in cui è presente la barra è quella tale per cui:

$$\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} > \frac{1}{2} \left[\max \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) - \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) \right] + \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right).$$

Il raggio R_{bar} è definito come la distanza radiale in cui si ha:

$$\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} = \frac{1}{2} \left[\max \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) - \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right) \right] + \min \left(\frac{I_{\text{bar}}}{I_{\text{intbar}}} \right),$$

ovvero la distanza radiale corrispondente alla larghezza a metà altezza (FWHM) del profilo radiale del rapporto barra-interbarra $I_{\text{bar}}/I_{\text{intbar}}$.

Altro metodo utilizzato per la stima della lunghezza della barra sarà servirsi dell'angolo di fase $\phi_2(R) = \arctan[A_2(R)/B_2(R)]$, andando a verificare a quale distanza radiale esso non sarà più costante.

Per calcolare operativamente la lunghezza della barra di una data galassia, è stato usato un programma in linguaggio PYTHON scritto da Buttitta et al. (2022). Tale programma, servendosi di funzioni già esistenti, oltre a calcolare la lunghezza della barra in 3 modi differenti e farne poi una media, fornisce altri risultati utili, quali: profili radiali di varie grandezze caratteristiche, immagine della galassia deproiettata, andamento radiale dei rapporti I_m/I_0 per m pari e dispari, andamento radiale del rapporto $I_{\text{bar}}/I_{\text{intbar}}$ e andamento radiale dell'angolo di fase ϕ_2 .

Nel dettaglio il programma esegue le seguenti operazioni.

Acquisisce in ingresso il *file*, in estensione `.fits`, dell'immagine della galassia ritagliata.

Identifica i valori massimi e minimi di luminosità della galassia così da poter definire una scala logaritmica che copre l'intero intervallo di luminosità. In questo modo il programma restituisce in uscita l'immagine della galassia in cui è possibile apprezzare sia le strutture brillanti che quelle più deboli.

Utilizzando la classe ELLIPSE, appartenente al pacchetto PHOTUTILS, pacchetto di ASTROPY dedicato alla fotometria, è possibile interpolare ellissi alle isofote della galassia. Grazie a tale classe, il programma esegue inizialmente due interpolazioni:

- la prima interpolazione viene fatta fornendo a ELLIPSE una prima geometria (`geometry_1`) nella quale si suggeriscono alcuni parametri per la costruzione dell'ellissi di partenza. Tali parametri, che vengono stimati “ad occhio” osservando la galassia nella prima immagine stampata, sono: centro della galassia (x_0, y_0) , semiasse maggiore (sm_a), ellitticità (ϵ) e angolo di posizione rispetto all'asse x (PA_x). Tuttavia nessuno di questi parametri iniziali è vincolato, bensì possono tutti essere modificati da ELLIPSE per realizzare la miglior interpolazione;
- la seconda interpolazione viene fatta fornendo a ELLIPSE una seconda geometria (`geometry_2`), uguale alla prima ma nella quale le coordinate del centro $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$, anziché essere stimate “ad occhio”, vengono calcolate facendo la media tra tutte le coordinate dei centri $(x_{0,i}, y_{0,i})$ delle ellissi calcolate precedentemente. Questa seconda interpolazione viene eseguita lasciando fissate le coordinate x_{mean} e y_{mean} per tutte le nuove ellissi.

Entrambe queste due prime interpolazioni vengono realizzate senza mascherare eventuali altre sorgenti incluse nell'immagine ritagliata della galassia. Per evitare che parte della luce di tali sorgenti esterne, che nulla hanno a che fare con la galassia in oggetto, rientri nell'analisi, viene limitata la massima estensione radiale dell'interpolazione, pur sapendo in questo modo di perdere parte del disco della galassia analizzata.

Utilizzando i dati ricavati da queste due interpolazioni, il programma costruisce i profili radiali lungo il semiasse maggiore di: intensità luminosa, ellitticità e angolo di posizione, fornendo anche i relativi errori ad ogni misura. Da tali profili è possibile avere conferma della presenza di una barra e darne già una prima stima della lunghezza (Corsini, 2022), questo perché:

- nel profilo radiale di brillantezza superficiale è possibile distinguere tre andamenti distinti:
 - a piccoli raggi si osserva una brillantezza superficiale molto elevata che rapidamente decresce, dettata dalla presenza dello sferoide presente al centro della galassia;
 - per raggi intermedi vi è un netto cambio di andamento del profilo di brillantezza superficiale e alla componente luminosa derivante dallo sferoide, ormai pressoché nulla, si somma quella dovuta alla barra;
 - a raggi elevati si nota un ulteriore cambio di pendenza nel profilo di brillantezza superficiale. Tale caratteristica indica la fine della barra e la successiva predominanza della componente luminosa dovuta al disco della galassia. È proprio in tale punto di cambio che si può identificare, in prima approssimazione, il raggio della barra R_{bar} .

- nel profilo radiale di ellitticità si nota la netta presenza di un massimo. Tale massimo si trova prima di R_{bar} , infatti la barra è la regione dove le isofote sono più allungate;
- nel profilo radiale dell'angolo di posizione si osserva un andamento circa costante per raggi inferiori a R_{bar} ; invece, a distanze radiali maggiori, si trova un andamento che può variare da caso a caso ma che, in generale, non è più costante. Tale caratteristica è dovuta al fatto che le isofote appartenenti alla barra risultano tutte pressoché allineate fra loro, ovvero hanno circa lo stesso angolo di posizione, ma non necessariamente si trovano nella stessa direzione delle isofote appartenenti al disco.

Successivamente si adotta una strategia diversa che, in linea teorica, dovrebbe portare a risultati migliori.

Dopo aver visualizzato nuovamente la galassia in oggetto, si identificano le sorgenti luminose esterne, tipicamente altre galassie dell'ammasso che sono rientrate nell'immagine ritagliata. L'obiettivo è ora quello di applicare delle maschere a tali sorgenti, così che, nell'eseguire l'interpolazione delle isofote con ELLIPSE, sarà possibile ampliare la massima estensione radiale dell'interpolazione lungo tutta la galassia osservata. In questo modo tutte le strutture luminose della galassia saranno considerate, disco compreso, e l'analisi dati risulterà più completa.

La costruzione delle maschere viene realizzata grazie ad un codice esterno che viene richiamato nel programma. Ad esso, oltre a fornire l'immagine ritagliata della galassia presa in considerazione, si fornisce un'APERTURE, ovvero una classe appartenente al già menzionato pacchetto PHOTUTILS. Tale APERTURE altro non è che una forma geometrica da definire (per mascherare galassie viste a varie angolazioni solitamente si usano ellissi, dunque si definirà un'ELLIPTICALAPERTURE) e alla quale, in base alla forma scelta, si forniscono i parametri di riferimento (nel caso dell'ellissi: centro, semiasse maggiore e minore, angolo di posizione rispetto all'asse x). In questo modo si riescono a mascherare tutte le sorgenti esterne. Se tali maschere non sono eccessive, né in dimensione né in numero, sfruttando le isofote della galassia principale, il programma riuscirà comunque ad interpolare ellissi anche a distanze radiali molto elevate che andranno a sormontare le maschere.

L'immagine mascherata viene quindi utilizzata per una terza interpolazione, anche in questo caso fornendo ad ELLIPSE una geometria iniziale (`geometry_3`) con centro fissato a x_{mean} e y_{mean} , come definiti in precedenza. Poiché, come detto, in questo caso l'estensione radiale dell'interpolazione viene ampliata fino alle regioni più periferiche e meno luminose della galassia, dove è possibile che ELLIPSE fallisca nell'interpolazione, si procede con un controllo delle ellissi costruite. Ciò è possibile andando a verificare lo STOP_CODE delle singole isofote interpolate, attributo della classe ISOPHOTELIST, anch'essa appartenente a PHOTUTILS. Se lo STOP_CODE risulta > 3 , segno che l'interpolazione ha fallito, l'ellissi corrispondente viene scartata.

Similmente a quanto fatto in precedenza, con i dati delle ellissi interpolate mantenendo centro fissato a x_{mean} e y_{mean} (seconda interpolazione) e con i dati delle ellissi ben interpolate sull'immagine mascherata (terza interpolazione), vengono realizzati i profili radiali di brillantezza superficiale, ellitticità e angolo di posizione della galassia. Confrontando i profili nei vari casi, si notano differenze nell'andamento più o meno accentuate in base alla galassia osservata.

Poiché per poter svolgere l'analisi di Fourier bisogna prima deproiettare la galassia in modo da vederla di faccia e poiché per poter deproiettare la galassia è necessario conoscere, oltre che il suo centro (x_{mean} , y_{mean}), anche il suo angolo di posizione e la sua inclinazione, risulta necessario calcolare la media di quest'ultimi due parametri. Per fare ciò sono stati utilizzati i dati ricavati con la terza interpolazione; da questi se ne è ricavato la media richiamando un codice già scritto che opera nel modo seguente.

Poiché le ellissi che interpolano le isofote più marginali del disco della galassia potrebbero non essere interpolate perfettamente (nonostante abbiano $\text{STOP_CODE} \leq 3$), questo a causa della bassa brillantezza superficiale che si ha in tali regioni esterne che quasi va a confondersi con quella del cielo, risulta evidente che, a grandi distanze radiali dal centro galattico, i valori trovati di ellitticità e angolo di posizione potrebbero non essere più affidabili. Per selezionare fino a quale distanza radiale considerare "buoni" i dati trovati, il codice utilizzato interpola con una retta l'andamento radiale dei valori dati in ingresso e calcola la compatibilità della retta interpolante con 0. Dato il valore radiale per cui la retta

non risulta più compatibile con 0, tutti i successivi valori vengono scartati e non vengono considerati nel computo della media.

Con tale codice è stato ricavato il valor medio di angolo di posizione (PA_{med}) e il valor medio del rapporto assiale della galassia ($q_{\text{med}} = \text{media}(q_i)$, $q_i = 1 - \epsilon_i$), con relativi errori associati.

Noti PA_{med} e q_{med} , viene infine richiamato dal programma il codice che svolge l'analisi di Fourier. Tale codice è diviso in tre funzioni principali:

- la prima funzione, nominata **deprojection**, richiede in ingresso l'immagine della galassia, il suo centro ($x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}}$), l'angolo di posizione (PA_{med}) e la sua inclinazione ($i = \arccos(q_{\text{med}})$). Tale funzione, da prima taglia l'immagine in modo tale che il centro della galassia risulti effettivamente al centro dell'immagine. Dopodiché, noto PA_{med} , ruota l'immagine allineando la linea dei nodi della galassia con l'asse cartesiano y . Infine, nota l'inclinazione, deproietta la galassia stirando l'immagine lungo l'asse cartesiano x . Si ottiene così in uscita la galassia vista di faccia pronta per essere analizzata.
- La seconda funzione, nominata **cart2pol**, richiede in ingresso l'immagine della galassia e le coordinate del centro. Essa opera per convertire l'immagine da coordinate cartesiane a coordinate polari. In uscita si ottiene l'immagine della galassia in coordinate polari che è utile per identificare facilmente la regione della barra e la regione dell'interbarra oltre che per fare l'analisi di Fourier.
- La terza funzione, nominata **fourier_analysis**, richiede come ingresso l'immagine della galassia vista di faccia ed espressa in coordinate polari. Essa compie l'analisi di Fourier e calcola la lunghezza della barra in tre modi differenti:
 - il primo metodo è considerando il rapporto $I_{\text{bar}}/I_{\text{intbar}}$ e uguagliandolo alla FWHM del profilo radiale. Tale condizione viene soddisfatta a due raggi diversi; delle due, la distanza radiale maggiore corrisponde proprio a R_{bar} ;
 - il secondo metodo è simile al primo, tuttavia considera il rapporto I_2/I_0 e lo uguaglia alla FWHM del profilo radiale corrispondente. Anche questa volta viene associato a R_{bar} la distanza radiale maggiore delle due trovate. Nonostante il primo metodo, considerando molte più ampiezze di Fourier, sia in teoria più accurato di questo secondo, talvolta quest'ultimo sopperisce alle mancanze del primo. Ne è un esempio la situazione particolare in cui il contrasto tra barra e interbarra non risulta sufficientemente marcato;
 - il terzo metodo è invece quello che prende in considerazione l'angolo di fase ϕ_2 e sfrutta il fatto che esso rimane pressoché costante lungo tutta la barra. In questa tesi, è stato associato a R_{bar} la distanza radiale alla quale ϕ_2 varia di almeno 5° .

In uscita fornisce sia la stima della lunghezza della barra calcolata in ognuno dei tre modi descritti, sia la stima finale della lunghezza della barra, calcolata facendo la media dei risultati ottenuti dai tre metodi adottati. Le singole stime di R_{bar} vengono riportate prive di errore, in quanto il calcolo di quest'ultimo va oltre gli obiettivi di questa tesi. Invece l'errore associato alla stima finale di R_{bar} è calcolato come l'errore della media (σ/\sqrt{N}) dove N è il numero delle misure.

La funzione restituisce inoltre l'andamento radiale di I_m/I_0 per m pari e dispari, l'andamento radiale di $I_{\text{bar}}/I_{\text{intbar}}$ e l'andamento radiale dell'angolo di fase ϕ_2 .

3.2 Lunghezza della barra della galassia 1587 di SMACS0723

Nell'analisi della galassia 1587 dell'ammasso SMACS0723 (in alto a sinistra in Figura 3.1), è stata fatta la prima interpolazione fornendo nella geometria di partenza: $x_0 = 71$ px, $y_0 = 70$ px, $sma = 20$ px, $\epsilon = 0.6$, $PA_{\hat{x}} = 70^\circ$. Inoltre l'interpolazione è stata limitata ad una massima estensione radiale pari a 45 px. Nella seconda interpolazione invece (in alto a destra in Figura 3.1), la geometria forniva: centro fissato a $x_{\text{mean}} \simeq 71.2$ e $y_{\text{mean}} \simeq 70.3$, $sma = 20$ px, $\epsilon = 0.6$, $PA_{\hat{x}} = 70^\circ$. Anche in questo caso l'interpolazione è stata limitata ad un'estensione radiale di 45 px.

Dalle prima due interpolazioni sono stati costruiti i profili radiali in Figura 3.2. Dal profilo radiale di brillantezza superficiale, in cui si osserva un cambio di pendenza dell'andamento a $sma \sim 30$ px, e dal profilo radiale di ellitticità, in cui si osserva un massimo a $sma \sim 28$ px, è possibile avere già una prima stima di R_{bar} . Invece il profilo radiale di PA in questo caso non risulta altrettanto chiaro.

Si è proceduto poi con il mascherare la sorgente luminosa esterna presente nell'immagine della galassia (in basso a sinistra in Figura 3.1). Per costruire la maschera si è usato un'ELLIPTICALAPERTURE a cui sono stati forniti i parametri seguenti: $x_0 = 130$ px, $y_0 = 116$ px, semiasse maggiore = 25 px, semiasse minore = 18 px e $PA = -45^\circ$. In questo modo è stato possibile ampliare la massima estensione radiale della terza interpolazione (in basso a destra in Figura 3.1) fino a un raggio massimo di 85 px, fornendo a quest'ultima una geometria iniziale pari a quella usata nel caso precedente.

Il profilo radiale derivante da questa terza interpolazione è riportato in Figura 3.3; esso risulta molto simile al caso precedente, con la differenza però che riporta gli andamenti delle grandezze considerate anche per distanze elevate dal centro della galassia, corrispondenti alla regione del disco.

Prima di deproiettare la galassia per poi passare all'analisi di Fourier, sono stati calcolati i valori medi di rapporto assiale (q_{med}) e angolo di posizione (PA_{med}). Essi risultano: $q_{\text{med}} = 0.78 \pm 0.09$ e $PA_{\text{med}} = 144 \pm 2^\circ$.

I risultati della deproiezione si possono osservare in Figura 3.4. In particolare, in quella in basso a destra, che mostra la galassia in coordinate polari, si nota chiaramente l'alternanza tra barra e interbarra, con il contrasto delle relative luminosità che viene sfruttato per il calcolo di R_{bar} .

L'analisi di Fourier ha portato ai seguenti risultati:

- con il primo metodo ($I_{\text{bar}}/I_{\text{intbar}} = \text{FWHM}$) si è trovato: $R_{\text{bar},b/i} = 31$ px;
- con il secondo metodo ($I_2/I_0 = \text{FWHM}$) si è trovato: $R_{\text{bar},2/0} = 35$ px;
- con il terzo metodo ($\phi_2 = \pm 5^\circ$) si è trovato: $R_{\text{bar},\phi_2} = 39$ px;

Da ciò, la miglior stima risulta $R_{\text{bar}} = (35 \pm 2)$ px, che corrisponde, dato il fattore di conversione di $0.031 \text{ arcsec px}^{-1}$ a $(1.09 \pm 0.06) \text{ arcsec}$. Considerando poi che la galassia si trova ad un *redshift* $z = 0.39$, assumendo la costante di Hubble pari a $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, assumendo $\Omega_m = 0.3$ e assumendo $\Omega_\lambda = 0.7$, come fatto da Méndez-Abreu et al. (2023), si trova che $R_{\text{bar}} = (5.8 \pm 0.3) \text{ kpc}$.

La stima finale della lunghezza della barra risulta dunque: $R_{\text{bar}} = (5.8 \pm 0.3) \text{ kpc}$.

In Figura 3.5 si possono osservare alcuni andamenti interessanti che rispecchiano quanto predetto a livello teorico. Infatti, osservando il riquadro in alto a sinistra, si nota come la componente di Fourier con $m = 2$ sia decisamente quella dominante lungo l'intera lunghezza della barra, mentre osservando il riquadro in alto a destra, si nota che anche la componente con $m = 1$ è molto accentuata, sintomo che la galassia non è perfettamente simmetrica, cosa di cui si può facilmente convincersi osservando il riquadro in basso a sinistra della Figura 3.4, il quale mostra la galassia vista di faccia.

Infine, si riportano di seguito alcuni grafici e figure ottenuti dall'analisi isofotale e dall'analisi di Fourier.

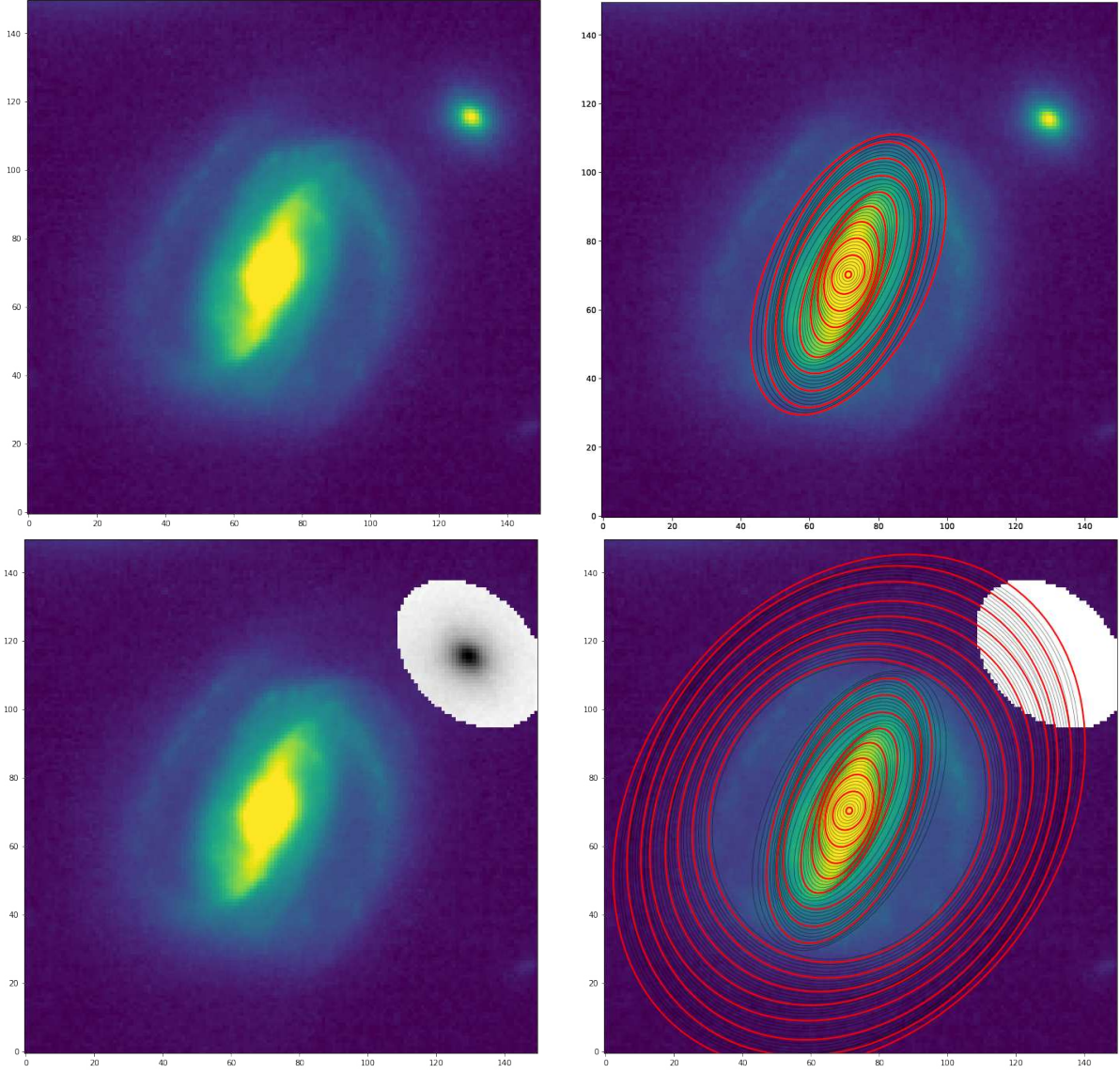


Figura 3.1: In alto a sinistra: immagine della galassia 1587 dell'ammasso SMACS0723 dove sullo sfondo si nota una sorgente luminosa esterna. In alto a destra: la galassia 1587 le cui isofote sono state interpolate con ellissi usando ELLIPSE, tenendo fissato il centro ai valori $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$ e limitando la massima estensione radiale dell'interpolazione. In basso a sinistra: immagine della galassia 1587 dove la sorgente luminosa esterna è stata mascherata. In basso a destra: la galassia 1587 le cui isofote sono state interpolate con ellissi usando ELLIPSE, tenendo fissato il centro ai valori $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$ ed ampliando la massima estensione radiale dell'interpolazione data la presenza della maschera. Tutte le immagini riportano su entrambi gli assi il numero di pixel. Il nord è in alto e l'est a sinistra.

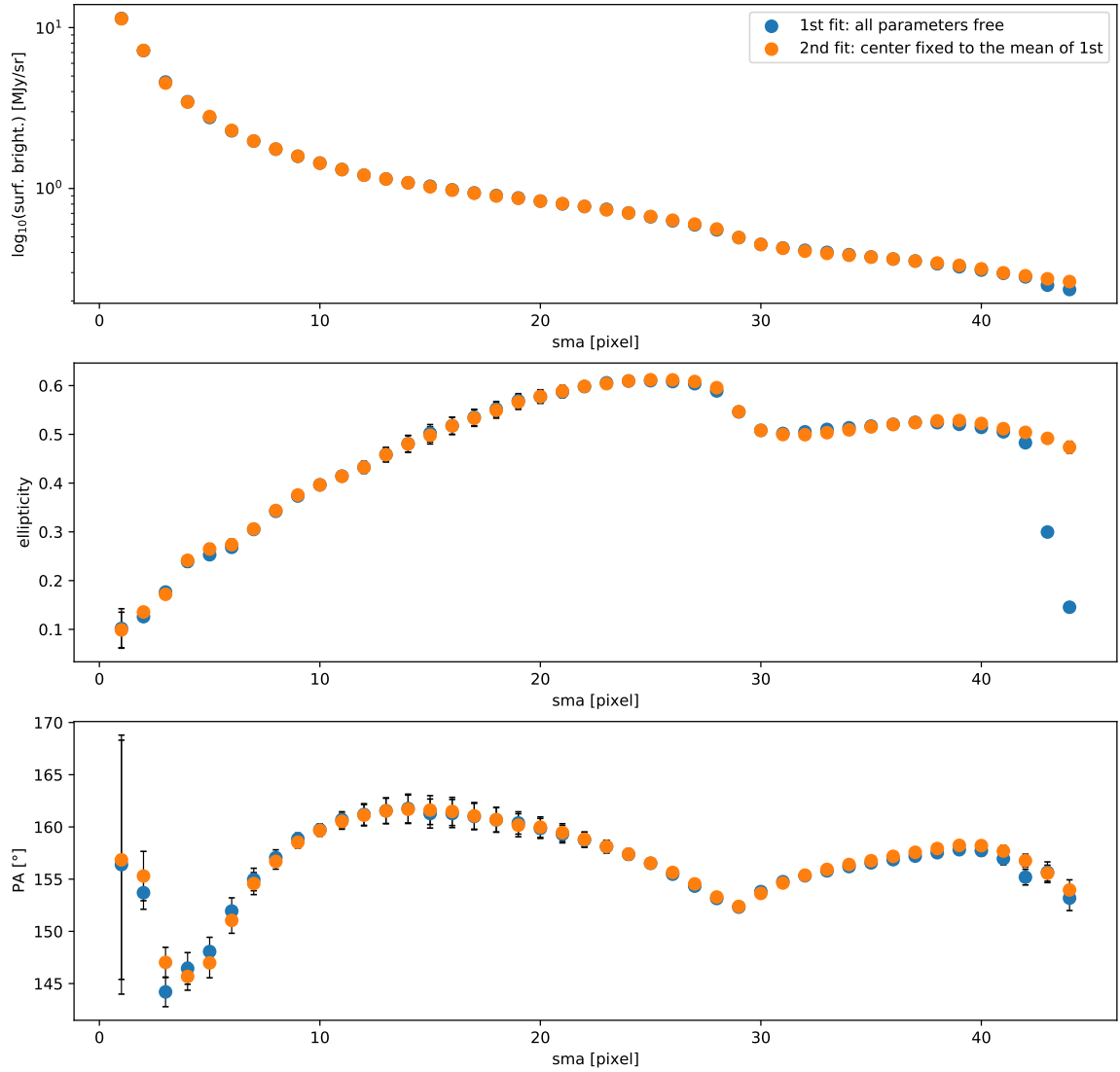


Figura 3.2: In alto: profilo radiale di brillantezza superficiale della galassia, in scala logaritmica espressa in MJy sr⁻¹. In mezzo: profilo radiale di ellitticità. In basso: profilo radiale dell'angolo di posizione (PA) espresso in gradi. Tutti e tre i profili si riferiscono alla galassia 1587 dell'ammasso SMACS0723 e in tutti e tre i casi in ascissa è riportato il semiasse maggiore (*sma*) della galassia espresso in pixel. In blu sono riportati i dati derivanti dalla prima interpolazione, ovvero quella con tutti i parametri liberi e l'immagine non mascherata. In arancione sono riportati i dati derivanti dalla seconda interpolazione, ovvero quella con il centro della galassia fissato a $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$ e l'immagine non mascherata.

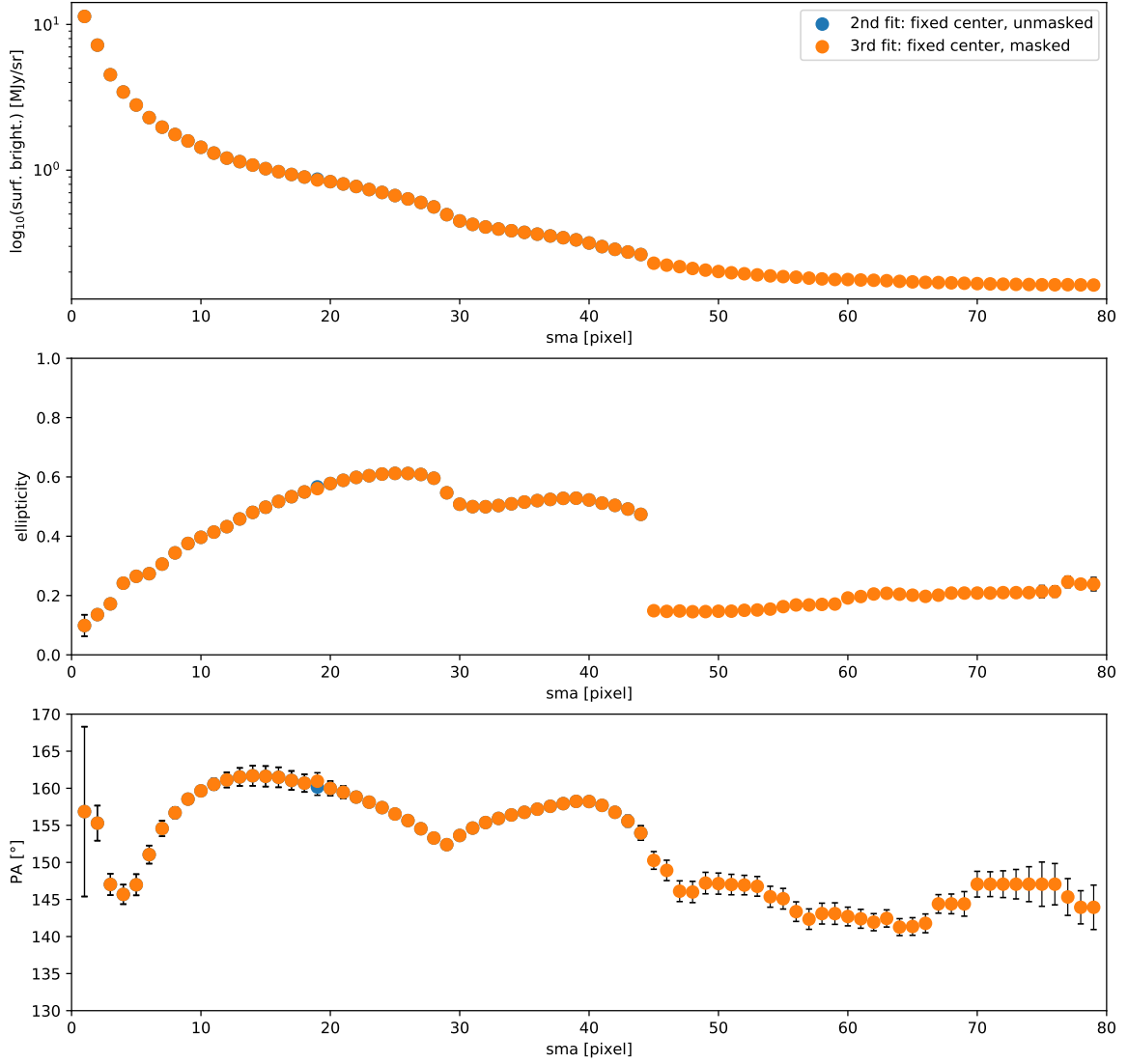


Figura 3.3: In alto: profilo radiale di brillantezza superficiale della galassia, in scala logaritmica espressa in MJy sr⁻¹. In mezzo: profilo radiale di ellitticità. In basso: profilo radiale dell'angolo di posizione (PA) espresso in gradi. Tutti e tre i profili si riferiscono alla galassia 1587 dell'ammasso SMACS0723 e in tutti e tre i casi in ascissa è riportato il semiasse maggiore (*sma*) della galassia espresso in pixel. In blu sono riportati i dati derivanti dalla seconda interpolazione, ovvero quella con il centro della galassia fissata a $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$ e l'immagine non mascherata. In arancione sono riportati i dati derivanti dalla terza interpolazione, ovvero quella con il centro della galassia fissato a $(x_{\text{mean}}, y_{\text{mean}})$ e l'immagine mascherata.

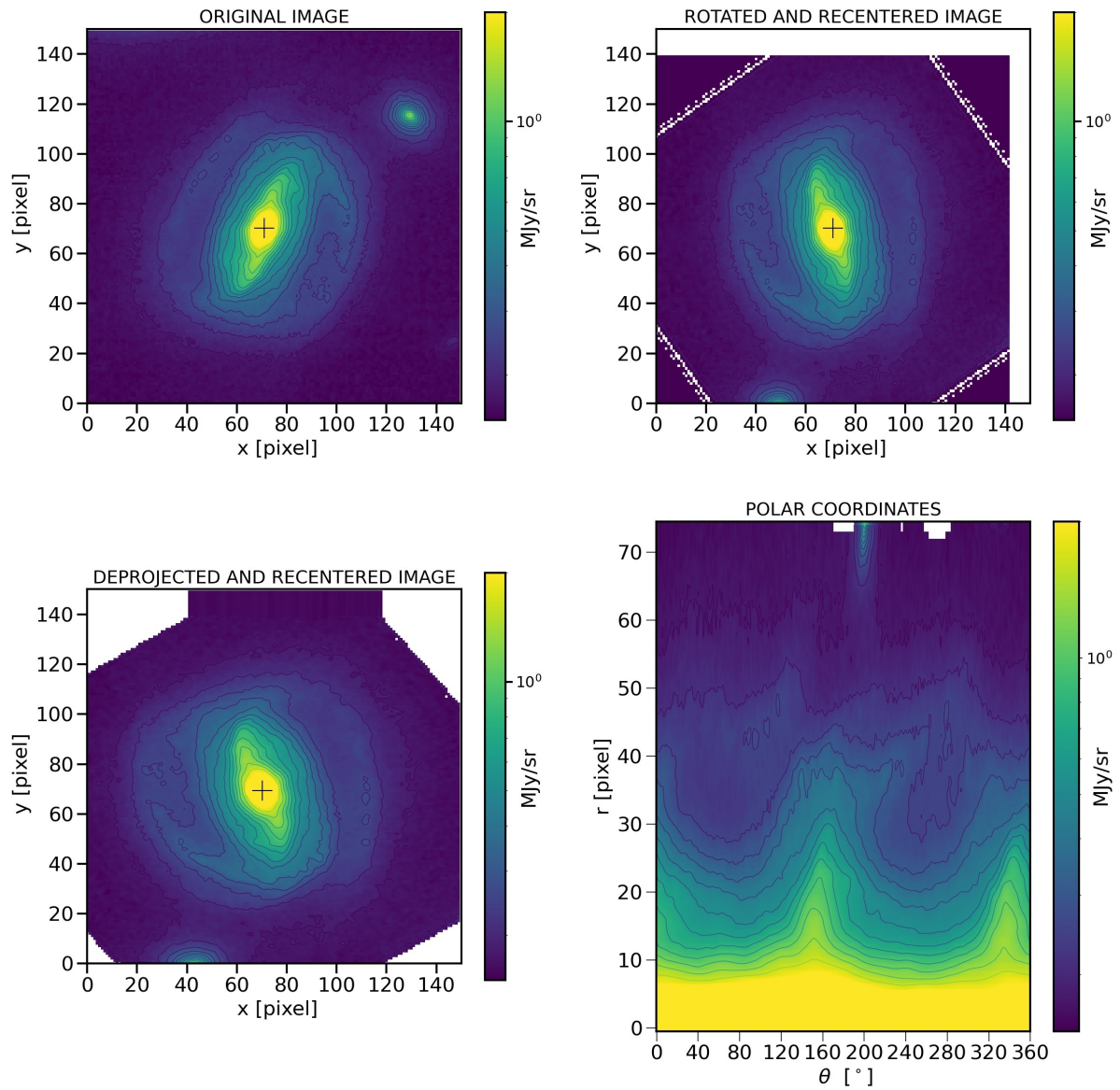


Figura 3.4: In alto a sinistra: immagine originale della galassia 1587. In alto a destra: immagine ruotata e centrata, così che la linea dei nodi sia parallela all'asse cartesiano y e che il centro della galassia corrisponda con il centro dell'immagine. In basso a sinistra: galassia 1587 deproiettata, così da renderla vista di faccia. In basso a destra: galassia 1587 vista di faccia e rappresentata in coordinate polari. Nelle immagini in alto a destra e sinistra e nell'immagine in basso a sinistra, su entrambi gli assi sono riportate le coordinate espresse in pixel. Nell'immagine in basso a destra, sull'asse delle ascisse è riportato l'angolo polare θ espresso in gradi mentre sull'asse delle ordinate è riportata la distanza radiale dal centro della galassia espressa in pixel. In tutte e quattro le immagini la scala colori rappresenta l'intensità luminosa della galassia espressa in MJy sr^{-1} , dal blu scuro per le zone meno luminose al giallo per le zone più brillanti.

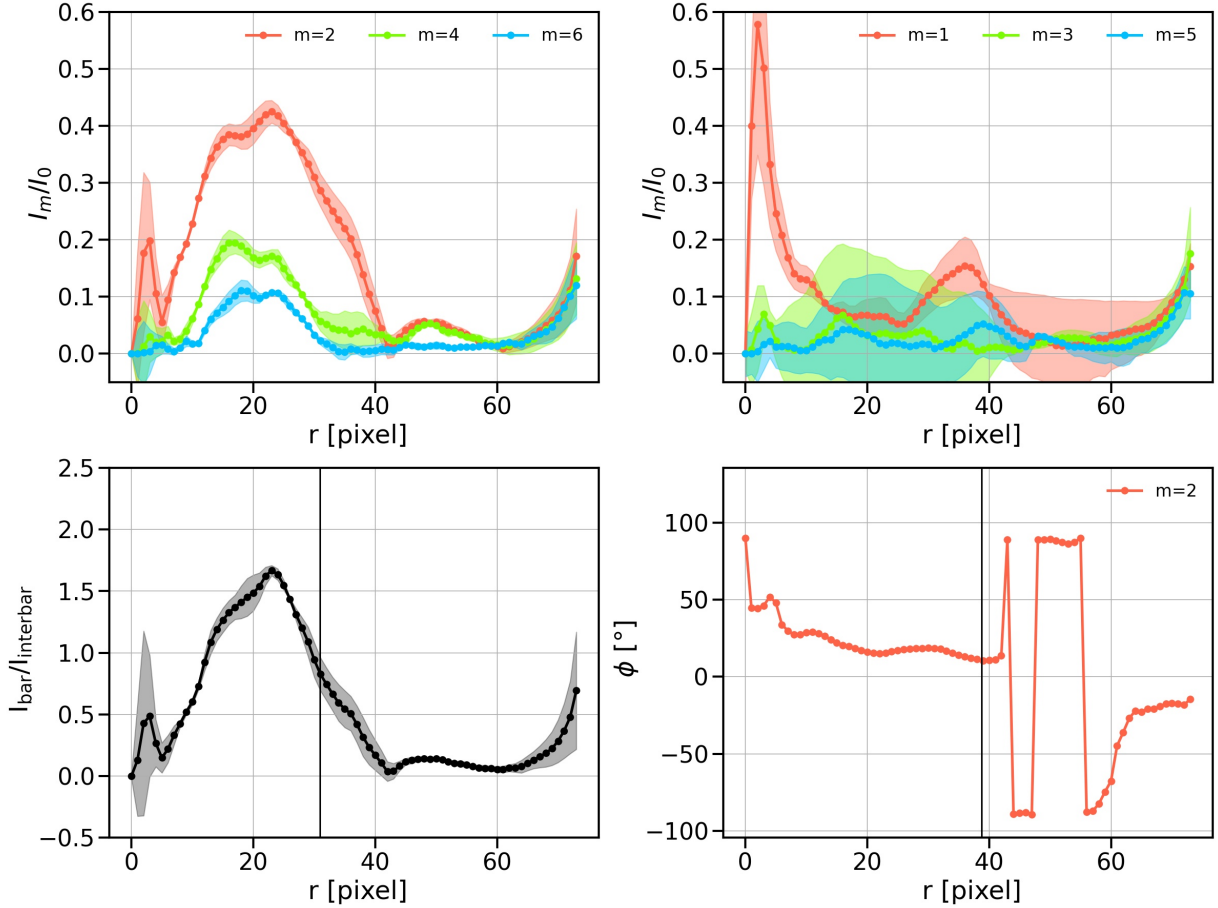


Figura 3.5: In alto a sinistra: andamento in funzione del raggio del rapporto I_m/I_0 con m pari. In rosso i valori per $m = 2$, in verde i valori per $m = 4$ e in blu i valori per $m = 6$. In alto a destra: andamento in funzione del raggio del rapporto I_m/I_0 con m dispari. In rosso i valori per $m = 1$, in verde i valori per $m = 3$ e in blu i valori per $m = 5$. In basso a sinistra: andamento in funzione del raggio del rapporto $I_{\text{bar}}/I_{\text{interbar}}$. La linea nera verticale al centro del grafico, che passa per la FWHM, segna la distanza trovata come R_{bar} sfruttando il metodo che considera tale rapporto. In basso a destra: andamento in funzione del raggio dell'angolo di fase ϕ_2 espresso in gradi. Anche in questo caso la linea nera verticale al centro del grafico, segna la distanza trovata come R_{bar} sfruttando il metodo che considera ϕ_2 . Tutti e quattro i grafici riportano in ascissa la distanza radiale dal centro della galassia espressa in pixel.

Capitolo 4

Discussioni e conclusioni

Questo progetto di tesi, utilizzando il metodo dell'analisi di Fourier, ha misurato la lunghezza della barra della galassia 1587 appartenente all'ammasso SMACS0723. L'immagine utilizzata è stata raccolta dal JWST utilizzando la camera NIRcam con il filtro F200W durante le *Early Release Observations*. La miglior stima trovata per la lunghezza della barra è: $R_{\text{bar}} = (5.8 \pm 0.3)$ kpc.

Il codice utilizzato per l'analisi di Fourier (`fourier_analysis`, Buttitta et al., 2022), che stima R_{bar} in tre modi diversi prima di farne la media, non prevede il calcolo dell'errore associato alla singola misura. Dunque, l'errore associato alla media è stato calcolato come $\sigma/\sqrt{3}$, dove σ è la deviazione standard delle tre misure, considerando implicitamente in questo modo le tre stime come misure ripetute della stessa grandezza, fra loro indipendenti. Tale assunzione è tuttavia vera solo in prima approssimazione, infatti tutti e tre i diversi metodi adottati per la stima di R_{bar} hanno come matrice comune lo sviluppo in serie di Fourier e in particolare in tutti e tre i casi vi è una forte dipendenza dai coefficienti A_2 e B_2 . Inoltre, anche l'ipotesi di misura ripetuta non è propriamente soddisfatta poiché si ha un'unica presa dati (unica immagine della galassia) e diversi metodi di misura.

Un possibile metodo per migliorare i risultati ottenuti, che richiederebbe l'ipotesi, quasi sempre verificata, di simmetria della barra (Łokas, 2021), potrebbe essere quello di analizzare la galassia in oggetto dividendola in due parti, ognuna delle quali contenete un lato della barra. In questo modo, analizzando singolarmente le due parti della galassia con le stesse metodologie usate in questa tesi, si otterrebbero due stime di R_{bar} per ogni metodo utilizzato. Così facendo, ogni coppia potrebbe essere considerata, più propriamente rispetto a prima, come misure ripetute della stessa quantità, in quanto trattasi di misure diverse ma svolte a parità di strumentazione e di condizioni sperimentali (unica immagine di partenza). Si potrebbe allora estrarre una media per ogni coppia di misure ($R_{\text{bar},b/i}^{\text{med}}$, $R_{\text{bar},2/0}^{\text{med}}$, $R_{\text{bar},\phi_2}^{\text{med}}$) e calcolarne per ciascuna di esse il relativo errore come errore della media, per poi dare una stima finale di R_{bar} calcolata come media pesata delle tre medie precedenti. Infine, a tale media pesata, si potrebbe associare un errore: o calcolato come classico errore pesato, che però risentirebbe degli effetti delle poche misure eseguite, o calcolato (come fatto da Buttitta et al. 2022) sfruttando una simulazione Monte Carlo, cosa che probabilmente porterebbe a una stima migliore.

Concludiamo osservando che, la misura della lunghezza della barra della galassia 1587, che si trova ad un *redshift* $z = 0.39$, è confrontabile con le lunghezze delle barre misurate da Kim et al. (2021) per galassie da basso *redshift* fino a $z \sim 1$; lunghezze che si sono rivelate pressoché costanti in tutto l'intervallo considerato (Figura 4.1). Ciò significa che, non solo la galassia 1587 aveva già pienamente sviluppato la propria barra più di 4 Gyr fa, ma anche che, come determinato da Kim et al. (2021), negli ultimi 7 Gyr non vi è stata alcuna significativa evoluzione nella lunghezza delle barre. Tale evidenza mette allora in discussione i precedenti risultati che ipotizzavano che le barre fossero strutture sviluppatesi solo in epoche cosmologiche recenti (Zhou et al., 2020). Ipotesi per altro recentemente smentita anche da Costantin et al. (2023), i quali sono riusciti a identificare una galassia avente una struttura di barra già ben sviluppata (misurando $R_{\text{bar}} = 3.3$ kpc) e datandola a più di 11 Gyr fa. A seguito di questi risultati, è allora evidente che sarà necessario andare a rivedere ciò che pensavamo di sapere sia sui processi di formazione delle galassie, sia sui tempi di evoluzione dell'universo.

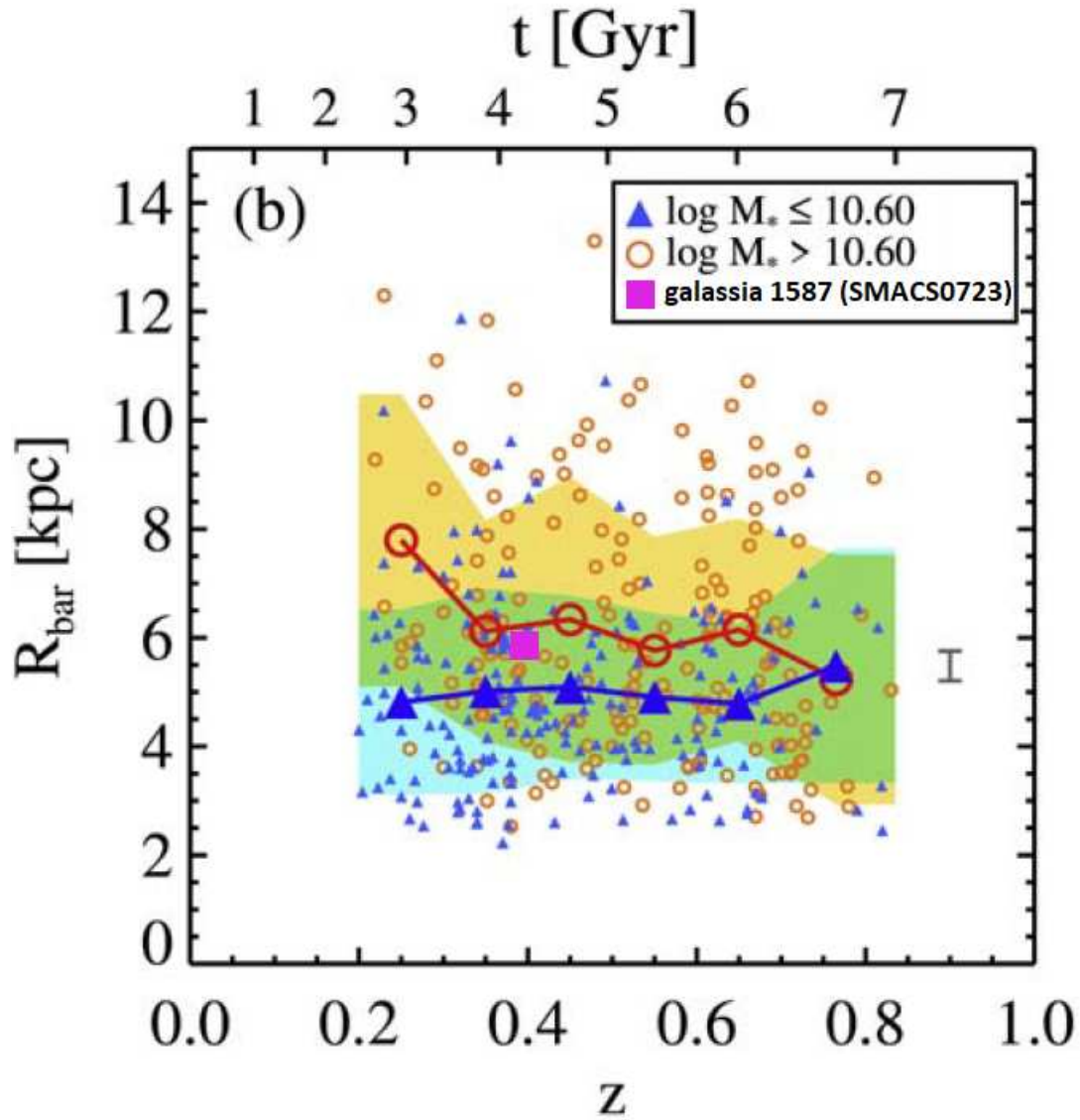


Figura 4.1: Andamento della lunghezza della barra espressa in kpc in funzione del *redshift*. I simboli più grandi connessi fra loro da una linea spezzata rappresentano il valor medio di R_{bar} calcolato al corrispettivo *redshift*. I cerchi rossi rappresentano le galassie più massive con $\log(M_*/M_\odot) > 10.60$ mentre i triangoli blu rappresentano le galassie meno massive con $\log(M_*/M_\odot) \leq 10.60$. Le zone colorate di arancione e di blu mostrano la deviazione standard attorno al valor medio, rispettivamente per le galassie più massive e per le galassie meno massive. Il quadrato viola invece è stato inserito modificando l'immagine originale e rappresenta la galassia 1587 dell'ammasso SMACS0723. Tratto da Kim et al. (2021).

Bibliografia

- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2003, *AJ*, 126, 2081
- Aguerri, J. A. L., Debattista, V. P., & Corsini, E. M. 2003, *MNRAS*, 338, 465
- Aguerri, J. A. L., Méndez-Abreu, J., & Corsini, E. M. 2009, *A&A*, 495, 491
- Aguerri, J. A. L., Muñoz-Tuñón, C., Varela, A. M., & Prieto, M. 2000, *A&A*, 361, 841
- Athanassoula, E., Morin, S., Wozniak, H., et al. 1990, *MNRAS*, 245, 130
- Barazza, F. D., Jogee, S., & Marinova, I. 2008, *ApJ*, 675, 1194
- Benítez, N. 2000, *ApJ*, 536, 571
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Buttitta, C., Corsini, E. M., Cuomo, V., et al. 2022, *A&A*, 664, L10
- Chowdhury, A., Kanekar, N., Chengalur, J. N., Sethi, S., & Dwarakanath, K. S. 2020, *Nature*, 586, 369
- Coe, D. 2010, arXiv e-prints, arXiv:1005.0411
- Coe, D., Salmon, B., Bradač, M., et al. 2019, *ApJ*, 884, 85
- Coil, A. L. 2013, *The Large-Scale Structure of the Universe, Planets, Stars and Stellar Systems*, 6, 387
- Contopoulos, G. 1981, *A&A*, 102, 265
- Corsini, E. M. 2022, *Dispense del corso di Astrofisica 1 (Università di Padova, Padova)*
- Costantin, L., Pérez-González, P. G., Guo, Y., et al. 2023, *Nature*, 623, 499
- Curtis, H. D. 1918, *Publications of Lick Observatory*, 13, 9
- de Vaucouleurs, G. H., de Vaucouleurs, A., & Shapley, H. 1964, *Reference Catalogue of Bright Galaxies (University of Texas Press, Austin)*
- Debattista, V. P., Corsini, E. M., & Aguerri, J. A. L. 2002, *MNRAS*, 332, 65
- Debattista, V. P., & Sellwood, J. A. 2000, *ApJ*, 543, 704
- Ebeling, H., Edge, A. C., Mantz, A., et al. 2010, *MNRAS*, 407, 83
- Elmegreen, B. G., & Elmegreen, D. M. 1985, *ApJ*, 288, 438
- Erwin, P. 2018, *MNRAS*, 474, 5372
- Gadotti, D. A. 2011, *MNRAS*, 415, 3308
- Gerssen, J., Kuijken, K., & Merrifield, M. R. 1999, *MNRAS*, 306, 926
- Guo, R., Mao, S., Athanassoula, E., et al. 2019, *MNRAS*, 482, 1733
- Herrera-Endoqui, M., Díaz-García, S., Laurikainen, E., & Salo, H. 2015, *A&A*, 582, A86
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321

Jogee, S., Barazza, F. D., Rix, H.-W., et al. 2004, *ApJ*, 615, L105

Kim, T., Athanassoula, E., Sheth, K., et al. 2021, *ApJ*, 922, 196

Kim, T., Sheth, K., Gadotti, D. A., et al. 2015, *ApJ*, 799, 99

Kormendy, J. 1979, *ApJ*, 227, 714

Laurikainen, E., Salo, H., & Buta, R. 2005, *MNRAS*, 362, 1319

Lokas, E. L. 2021, *A&A*, 655, A97

Longair, M. S. 2008, *Galaxy Formation* (Springer, Berlin)

Madau, P., & Dickinson, M. 2014, *ARA&A*, 52, 415

Mahler, G., Jauzac, M., Richard, J., et al. 2023, *ApJ*, 945, 49

Masters, K. L., Nichol, R. C., Hoyle, B., et al. 2011, *MNRAS*, 411, 2026

Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Corsini, E. M., & Simonneau, E. 2008, *A&A*, 478, 353

Méndez-Abreu, J., Costantin, L., Aguerri, J. A. L., de Lorenzo-Cáceres, A., & Corsini, E. M. 2018, *MNRAS*, 479, 4172

Méndez-Abreu, J., Costantin, L., & Kruk, S. 2023, *A&A*, 678, A54

Méndez-Abreu, J., Sánchez-Janssen, R., Aguerri, J. A. L., Corsini, E. M., & Zarattini, S. 2012, *ApJ*, 761, L6

Méndez-Abreu, J., Ruiz-Lara, T., Sánchez-Menguiano, L., et al. 2017, *A&A*, 598, A32

Morgan, W. W. 1958, *PASP*, 70, 364

Noguchi, M. 1987, *MNRAS*, 228, 635

Ohta, K., Hamabe, M., & Wakamatsu, K.-I. 1990, *ApJ*, 357, 71

Ostriker, J. P., & Peebles, P. J. E. 1973, *ApJ*, 186, 467

Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266

Pignatelli, E., Fasano, G., & Cassata, P. 2006, *A&A*, 446, 373

Prieto, M., Aguerri, J. A. L., Varela, A. M., & Muñoz-Tuñón, C. 2001, *A&A*, 367, 405

Repp, A., & Ebeling, H. 2018, *MNRAS*, 479, 844

Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8

Sarkar, S., Pandey, B., & Bhattacharjee, S. 2021, *MNRAS*, 501, 994

Sheth, K., Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G., et al. 2008, *ApJ*, 675, 1141

Sheth, K., Regan, M., Hinz, J. L., et al. 2010, *PASP*, 122, 1397

van den Bergh, S. 1976, *ApJ*, 206, 883

Yoon, Y., Im, M., Lee, G.-H., Lee, S.-K., & Lim, G. 2019, *Nature Astronomy*, 3, 844

Zhou, Z.-B., Zhu, W., Wang, Y., & Feng, L.-L. 2020, *ApJ*, 895, 92