

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea in Astronomia

Tesi di Laurea

Proprietà sub-millimetriche di galassie lontane rivelate

da ALMA e JWST nel campo dell’ammasso

SMACS 0723

Relatore

Prof. Paolo Cassata

Correlatrice

Prof.ssa Giulia Rodighiero

Laureando

Giacomo Faitanini

1163466

Anno Accademico 2022/2023

Indice

Introduzione	5
1 Galassie lontane e SFR	7
1.1 Polveri nel mezzo interstellare	7
1.2 Star Formation Rate	9
2 ALMA e JWST	11
2.1 ALMA	11
2.1.1 Gli array	11
2.2 CASA	13
2.3 JWST	14
2.3.1 Lo scudo termico	14
2.3.2 Le ottiche	14
2.3.3 ISIM	16
3 Sorgenti rilevate in ALMA e in JWST	19
3.1 SAOImageDS9	19
3.2 Le immagini ALMA	19
3.2.1 Calcolo del livello di rumore delle immagini ALMA .	20
3.2.2 Contours	21
3.3 Le immagini JWST	22
3.4 Analisi delle detection	24
3.4.1 Corrispondenza tra ALMA1 e JWST	24
3.4.2 Corrispondenza tra ALMA1 e ALMA2	26
4 Conclusioni	29
Bibliografia	31

Introduzione

Le galassie sub-millimetriche (SMGs) sono popolazioni di galassie massive, ricche di gas, ad alto redshift, che presentano un elevato tasso di formazione stellare (Barger et al. 2014). La presenza di polveri, elevata in questa famiglia di galassie, oscura la radiazione proveniente nell'UV e nell'ottico generata dalle stelle di popolazione giovane ma al contempo l'emissione a lunghezze d'onda maggiori da parte delle particelle di polvere le rende luminose nell'infrarosso. Per lungo tempo, non è stato possibile comprendere a fondo le proprietà di questa categoria di galassie, ma telescopi di recente costruzione quali, ad esempio, l'Atacama Large Millimeter Array (ALMA) e il James Webb Space Telescope (JWST) hanno reso possibile uno studio dettagliato delle SMGs.

L'idea della tesi è nata in seguito alla pubblicazione dell'articolo di Cheng et al. (2022) in cui sono state discusse diverse proprietà di galassie sub-millimetriche nel campo dell'ammasso SMACS 0723, analizzando diverse immagini realizzate con ALMA e con il JWST. In questo lavoro di tesi ho realizzato un'analisi non dissimile, volta a verificare la presenza di sorgenti brillanti sia nelle immagini ALMA che nelle immagini del JWST. Nel Capitolo 1 saranno discusse brevemente le proprietà delle polveri, che consentono di osservare galassie ad alto redshift nella finestra dell'infrarosso e si tratterà la connessione tra luminosità infrarossa e tasso di formazione stellare. Nel Capitolo successivo saranno descritti l'interferometro ALMA e il JWST; analizzerò le caratteristiche tecniche dei due telescopi e le loro componenti, fornendo una spiegazione del funzionamento dei due strumenti. In seguito, nel Capitolo 3, dopo aver descritto le immagini ALMA e le immagini del JWST, spiegherò dettagliatamente il procedimento tramite il quale è stato possibile determinare quante e quali sorgenti fossero visibili in entrambi i set. Infine nelle conclusioni (Capitolo 4) le galassie individuate in ALMA con controparte solida nelle immagini del JWST saranno confrontate con le detection discusse nell'articolo (Cheng et al. 2022)

Capitolo 1

Galassie lontane e SFR

1.1 Polveri nel mezzo interstellare

Il mezzo interstellare (ISM) all'interno di una galassia, è dato dalla materia, ossia gas e polveri, prodotta dai corpi celesti che compongono il sistema galattico. Sebbene le particelle di polvere rappresentino una piccola frazione, circa l'1% della massa totale della componente gassosa del mezzo interstellare, risultano essere fondamentali, al fine di comprendere i processi che portano alla formazione delle stelle. I metalli, prodotti dalle stelle nel corso della loro evoluzione e infine espulsi attraverso supernovae e venti stellari, si aggregano e formano una varietà di particelle (le polveri) che differiscono per dimensione, composizione e struttura. La loro distribuzione è disomogenea. Le polveri sono presenti nel disco delle galassie a spirale, all'interno di galassie ellittiche e nelle galassie starburst, ossia galassie caratterizzate da un tasso di formazione stellare (SFR) molto elevato. Generalmente circa il 30% (Boselli 2012) dell'energia irradiata dalle stelle, in particolare nelle lunghezze d'onda del visibile e dell'UV, viene assorbita dalle polveri nell'ISM. Queste, poi, rilasciano l'energia acquisita mediante radiazione nel lontano infrarosso, cioè dai $3 \mu\text{m}$ a 1mm . In galassie ricche di gas con un alto tasso di formazione stellare l'emissione nell'infrarosso ($5 \mu\text{m} - 1 \text{mm}$) è dominata dalle polveri e le linee di emissione, ben visibili nello spettro, sono da attribuire agli idrocarburi aromatici policiclici (PAHs) tra $5 \mu\text{m} - 1 \text{mm}$, mentre nel lontano infrarosso (dagli 80 ai $500 \mu\text{m}$) vi sono righe riconducibili ad esempio al CO o al [CII]. Le polveri sono per la maggior parte particelle a base di Carbonio e silicati e amorfi la cui dimensione può variare. A seconda della grandezza e della composizione, la particella di polvere assorbe ed emette radiazione elettromagnetica a precise lunghezze d'onda; polveri più grandi di 200Å di silicati o grafite

sono in equilibrio termico con la radiazione nell'ottico e nell'ultra-violetto e dominano la radiazione nell'infrarosso a lunghezze d'onda superiori a 60 μm . Particelle più piccole (10 - 200 \AA), generalmente di grafite, emettono invece nel range 10 - 60 μm . L'equilibrio energetico tra assorbimento ed emissione può essere descritto usando le seguenti formule:

$$E_{abs} = \int_0^{\infty} 4\pi a^2 Q_a(\nu) \pi \frac{cu(\nu)}{4\pi} d\nu \quad (1.1)$$

$$E_{em} = \int_0^{\infty} 4\pi a^2 Q_a(\nu) \pi B(\nu, T) d\nu \quad (1.2)$$

in cui il termine $Q_a(\nu)$ rappresenta il coefficiente di assorbimento, a è il raggio della particella (approssimata ad una sfera) che assorbe la radiazione, quindi $4\pi a^2$ ne indica l'area mentre la componente $\frac{cu(\nu)}{4\pi} = I(\nu)$, con $u(\nu)$ pari a alla densità del campo di radiazione, indica il flusso per steradiante. Nell'equazione (1.2) $B(\nu, T)$ è la funzione di Planck. (1.3)

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad (1.3)$$

Dove ν indica la frequenza della radiazione emessa (Hz), c rappresenta la velocità della luce, h è la costante di Planck e T è la temperatura del corpo nero. Il coefficiente di assorbimento varia a seconda della lunghezza d'onda della luce assorbita dalla polvere; tale dipendenza è descritta dalla seguente formula:

$$Q_a(\nu) = Q_0 \left(\frac{\nu}{\nu_0} \right)^\beta \frac{a}{a_0} \quad (1.4)$$

dove (1.4) il parametro β , noto come indice di emissività, assume valori diversi in base al range spettrale, nel caso di assorbimento dall'UV al vicino infrarosso $\beta \approx 2$. Se la particella è in equilibrio termico la densità di flusso può essere espressa tramite la seguente relazione:

$$S(\nu, T) \propto \nu^\beta B(\nu, T) \quad (1.5)$$

Lo spettro elettromagnetico nell'intero dominio infrarosso delle galassie è caratterizzato da numerose linee di emissione. Queste sono spesso dovute a transizioni rotazionali di molecole dipolari come il monossido di Carbonio nel lontano infrarosso o a PAHs che rilasciano energia tramite radiazione nel medio infrarosso. In quest'ultimo range si osserva anche la debole linea di emissione della molecola più comune dell'universo, ossia l' H_2 . Nel sub-millimetrico, come nel lontano infrarosso, l'emissione delle

polveri può essere descritta tramite l'approssimazione di Rayleigh-Jeans (1.6), valida quando $h\nu \ll kT$.

$$B_{FIR} = \frac{2\nu^2 kT}{c^2} \quad (1.6)$$

Nella (1.6) il termine ν^2 coincide con la frequenza ν^β presente nella (1.5). È possibile ricavare il contributo delle polveri sottraendo al continuo la radiazione di free-free, la radiazione di sincrotrone ed eventuali linee di emissione, dovute alla presenza di molecole di natura diversa rispetto alle polveri.

1.2 Star Formation Rate

Il tasso di formazione stellare (SFR) è un parametro proprio delle galassie e delle popolazioni di galassie che definisce con quanta rapidità nascono nuove stelle. L'unità di misura solitamente adottata per il tasso di formazione stellare è:

$$[SFR] = \left[\frac{M_\odot}{\text{yr}} \right]$$

Il valore dello SFR per la Via Lattea è di $SFR_{MW} \approx 2M_\odot/\text{yr}$ mentre per gli oggetti più luminosi dell'universo locale, ossia le Galassie Infrarosse Ultraluminose (ULIRG), il tasso di formazione stellare assume valori di svariate centinaia di masse solari all'anno (Franceschini 2019). Vi sono numerosi indicatori che è possibile studiare per ricavare questo parametro. Ad esempio la presenza delle polveri è fortemente associata alle regioni in cui nubi molecolari si aggregano e portano alla formazione di stelle. Come spiegato nel paragrafo precedente, la radiazione emessa nell'UV dalle stelle appartenenti a popolazione giovane viene assorbita dalle polveri, che si riscaldano e raggiungono temperature tra i 20 °K e i 200 °K a seconda della dimensione dei grani e dell'intensità del campo di radiazione ed in seguito l'energia assorbita viene riemessa nel lontano infrarosso. A causa dell'assorbimento, che è proporzionale alla frequenza, molto spesso non è possibile usare la luminosità in banda UV di una galassia come indicatore dello SFR. Invece la luminosità totale nell'infrarosso e la densità di flusso monocromatico risultano essere strettamente correlate alla formazione stellare in popolazioni stellari giovani e possono quindi, con gli opportuni accorgimenti, essere usate per esprimere lo SFR di una galassia. Ad esempio è possibile servirsi, in determinate circostanze, della costante di calibrazione di Kennicutt (Kennicutt 1998), riportata di seguito, per

trasformare la luminosità infrarossa tra gli 8 e i 1000 μm in SFR:

$$K(IR) = 4.5 \times 10^{-44} \left[\frac{M_{\odot} \text{ s}}{\text{erg yr}} \right] \quad (1.7)$$

Per poter utilizzare la (1.7) è necessario che la galassia osservata sia stata caratterizzata negli ultimi 10^8 anni da una produzione ingente e costante di stelle. Pertanto è possibile convertire la luminosità infrarossa con lo SFR se l'oggetto studiato coincide con popolazioni stellari giovani in galassie infrarosse e ad alto redshift. Tuttavia, un'approssimazione di questo tipo non è applicabile nel caso in cui si studino galassie vicine. Un ulteriore ostacolo da considerare è dato dalla frequente impossibilità di determinare la luminosità nel totale dominio infrarosso. Per arginare questo problema è possibile ricorrere allo studio della luminosità infrarossa monocromatica in un range di lunghezze d'onda relativamente brevi (15 - 25 μm).

Capitolo 2

ALMA e JWST

2.1 ALMA

L'Atacama Large Millimeter Array¹ è un interferometro (figura 2.1), posto nel deserto di Atacama in Cile a più di 5000 metri sul livello del mare. Il progetto ALMA è nato nel 1997 da una collaborazione tra l'European Southern Observatory (ESO) e il National Radio Astronomy Observatory (NRAO), in seguito affiancati dal National Astronomical Observatory of Japan (NAOJ), dal National Research Council of Canada, dall'Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics (ASIAA) di Taiwan e dalla Repubblica del Cile. La porzione di spettro elettromagnetico osservato tramite ALMA va dal sub-millimetrico al millimetrico; poiché tali lunghezze d'onda risentono di un forte assorbimento dovuto al vapore acqueo presente nell'atmosfera, vi era la necessità di trovare un luogo nel quale questo effetto fosse limitato. La notevole elevazione e il clima estremamente arido rendevano il Cerro Chajnantor un candidato ideale. La costruzione di ALMA è terminata nel 2013.

2.1.1 Gli array

L'interferometro è composto da 66 antenne mobili, 50 delle quali hanno un diametro di 12 m e formano l'Array principale. Ogni antenna è provvista di un front end, di un criostato, di un dispositivo per la calibrazione dell'ampiezza e di un water vapor radiometer (WVR), necessario per correggere le fluttuazioni di fase causate dall'acqua nell'atmosfera lungo la linea di vista. Vi sono poi 12 antenne di diametro pari a 7 m che costituiscono l'Atacama Compact Array (ACA). Inoltre 4 antenne di diametro pari a 12 m

¹Cortes et al. (2022) e AlmaScience website



Figura 2.1: ALMA

compongono il Total Power array (TP). L'ACA e il TP array svolgono anche la funzione di arginare il cosiddetto zero-spacing problem, che si presenta nel momento in cui, tramite interferometria, si osserva una sorgente estesa. I dati registrati dalle singole antenne sono raccolti ed elaborati da due supercomputer: il 64-input Correlator e l'ACA Correlator. Il primo, solitamente, viene usato per processare i dati provenienti dall'array principale ma, occasionalmente, può essere utilizzato in combinazione con l'ACA o il TP. Le antenne che compongono l'array principale sono alte 14.7 m e hanno un peso superiore a 100 tonnellate. La configurazione dell'array delle antenne è variabile, con distanze massime delle antenne che possono variare da 150 m a 16.2 km. Ricordando il criterio di Rayleigh riportato di seguito, si deduce che l'osservazione in una moltitudine di lunghezze d'onda, da circa 0.3 mm a 3 mm (84 - 950 GHz) comporta una risoluzione angolare variabile, da 3.4" fino a 0.014". (2.1):

$$R = \frac{\lambda}{D} \quad (2.1)$$

dove R indica la risoluzione in arcosecondi, λ indica la lunghezza d'onda a cui si sta osservando e D indica il diametro dello specchio (nel caso di ALMA dell'antenna), è evidente che per aumentare il potere risolutivo sia necessario ingrandire quanto più possibile il diametro, considerando che la lunghezza d'onda è millimetrica. Poiché non è possibile costruire antenne sufficientemente grandi che non si deformino, il modo più efficace per ef-

Band	Lunghezza d'onda (mm)	Frequenza (GHz)
1	6 – 8.6	35 – 50
2	2.6 – 4.5	67 – 116
3	2.6 – 3.6	84 – 116
4	1.8 – 2.4	125 – 163
5	1.4 – 1.8	163 – 211
6	1.1 – 1.4	211 – 275
7	0.8 – 1.1	275 – 373
8	0.6 – 0.8	385 – 500
9	0.4 – 0.5	602 – 720
10	0.3 – 0.4	787 – 950

Tabella 2.1: ALMA Band

fettuare osservazioni a tali lunghezze d'onda è tramite interferometria. Le singole immagini catturate da ogni antenna vengono combinate per produrre attraverso interferenza un'immagine, come se fosse stata utilizzata un'antenna con diametro pari alla dimensione dell'array. Dato che la configurazione dell'interferometro può essere ridefinita spostandole singole antenne con appositi veicoli, in grado di posizionare le stesse con precisione millimetrica, anche il diametro del telescopio "virtuale" può variare. Ogni antenna è equipaggiata con un set di sensori, ognuno sensibile ad uno specifico range di lunghezze d'onda. L'intervallo osservativo di ALMA è diviso in 10 diverse "band" riportate nella tabella 2.1, ognuna adatta ad alcuni specifici target. Tuttavia, è possibile osservare in una sola banda alla volta.

2.2 CASA

CASA (Common Astronomy Software Application) è il software comunemente impiegato per elaborare i dati ottenuti mediante ALMA e il Karl G. Jansky Very Large Array (VLA); in genere è utilizzato per esaminare immagini realizzate attraverso radio telescopi. Nel mio lavoro di tesi, in particolare, ho usato CASA per calcolare il flusso di galassie, individuate analizzando immagini ALMA.

2.3 JWST

Il James Webb Space Telescope² è un telescopio spaziale, in orbita attorno al sole ad 1.5 milioni di chilometri dalla terra nel punto lagrangiano L₂. Il telescopio, realizzato da NASA, ESA e CSA, è stato lanciato dalla stazione spaziale ESA di Kourou in Guyana Francese il 25 Dicembre 2021. Attualmente è il telescopio spaziale più grande mai fabbricato.

2.3.1 Lo scudo termico

Un'importante innovazione è data dallo scudo termico, una sorta di "vela" costituita da cinque strati in Kapton, con la funzione di schermare l'apparato strumentale dalla radiazione solare proveniente direttamente dal Sole o riflessa dalla Terra oppure dalla Luna. Il Kapton è una pellicola poliimide in grado di restare stabile in un range di temperatura esteso, che va da -269 °C a 400 °C; ciò lo rende in grado di resistere al calore, dovuto all'esposizione diretta alla radiazione solare e al contempo garantisce un corretto funzionamento nel momento in cui il JWST si trovi all'ombra della Terra. Ogni strato dello scudo termico è rivestito di Alluminio e Silicio drogato ed è ad una temperatura inferiore rispetto agli strati sottostanti. La necessità di dotare il telescopio di uno scudo termico nasce dal momento che le ottiche del telescopio (specchio primario e specchio secondario) non possono essere rivolte direttamente verso una sorgente calda, perché se gli specchi si riscaldassero andrebbero ad emettere radiazione infrarossa e l'informazione contenuta nella luce delle deboli sorgenti distanti andrebbe persa nel bagliore infrarosso degli specchi. Per tale motivo gli specchi lavorano a temperature molto basse di circa -220 °C. Infine particolari "cuciture" e sostegni rendono lo scudo resistente a piccoli meteoriti.

2.3.2 Le ottiche

Lo specchio primario (visibile in figura 2.2) è formato da 18 esagoni curvi, lunghi 1.32 m da lato a lato, misura 6.5 m, presenta una curvatura ellissoidale ed è composto di Berillio ultraleggero ricoperto da uno strato molto sottile (100 nm) di Oro, che incrementa la riflettività dei diciotto specchi per lunghezze d'onda nell'infrarosso. Infine, poiché l'oro è puro e delicato, uno strato di SiO₂ fornisce un'ulteriore protezione in caso di urti con eventuali piccoli meteoriti o micrometeoriti. L'intero sistema di specchi è stato progettato per far sì che al lancio fosse ripiegato su se stesso, in modo da

²JWST documentations e JWST NASA website

occupare meno spazio. Una volta in orbita, fuori dall'atmosfera terrestre, i diciotto specchi si sono dispiegati per assumere la configurazione prevista. In seguito, ogni specchio, singolarmente, è stato utilizzato per ottenere un'immagine di una sorgente luminosa. Minimizzando le differenze tra le diciotto immagini ottenute, è stato possibile determinare le correzioni necessarie da apportare all'inclinazione e alla posizione di ogni specchio. In questo modo la posizione di ognuno dei diciotto esagoni è stata corretta con una precisione dell'ordine di qualche decina di nanometri, al fine di ottenere immagini a fuoco. Lo specchio secondario, a forma di iperboloidi, dirige verso il modulo ISIM (si veda paragrafo seguente) la luce raccolta dallo specchio primario. Infine un terzo specchio ellissoidale riflette la luce verso un quarto specchio piano, che indirizza il fascio luminoso verso l'apparato strumentale. La lunghezza focale del JWST è di 131.4 m e il potere risolutivo è tale da consentire al telescopio di osservare con una risoluzione di circa 0.1 arcsec. Il particolare assetto ottico del telescopio è detto anastigmatico a tre specchi ed è stato scelto in quanto consente di ridurre le principali aberrazioni ottiche, ossia l'aberrazione sferica, la coma e l'astigmatismo.



Figura 2.2: Specchio principale del JWST si possono notare i 18 esagoni che compongono lo specchio primario.

2.3.3 ISIM

Il JWST osserva nell'infrarosso ed è dotato di quattro diversi strumenti, funzionali all'acquisizione di dati in diverse lunghezze d'onda, contenuti nell'Integrated Science Instrument Module (ISIM) e in grado di rilevare segnali luminosi anche estremamente deboli.

NIRCam

La Near-Infrared Camera (NIRCam) è utilizzata per l'acquisizione di immagini in un range di lunghezze d'onda che va da 0.6 a 5.0 μm . È dotata di un filtro dicroico in grado di dividere il fascio luminoso in due diverse bande: una a frequenze più alte con lunghezze d'onda comprese tra 0.6 e 2.2 μm ed una banda di lunghezze d'onda tra 2.2 e 5.0 μm . NIRCam è in grado di registrare dati in entrambe le bande contemporaneamente e il suo campo visivo copre un'area di 9.68 arcmin². Un blocco di otto sensori da 2048 × 2048 pixel raccoglie la luce del range di lunghezze d'onda più piccole; ad ogni pixel corrisponde un angolo di 0.032 arcsec. Il fascio luminoso di lunghezza d'onda compresa tra 2.2 e 5.0 μm viene invece raccolto da due sensori di Tellururo di Cadmio e Mercurio, ognuno con un'area di 2048 × 2048 pixel. Inoltre NIRCam è la camera che è stata utilizzata per la calibrazione degli specchi e, per svolgere questa funzione, è stata equipaggiata con alcune componenti aggiuntive.

NIRSpec

Il Near-Infrared spectrograph (NIRSpec) è uno spettrografo usato per analizzare lo spettro elettromagnetico di sorgenti luminose, in un intervallo di lunghezze d'onda che va da 0.6 a 5.0 μm . In modalità MOS (spettroscopia multi-oggetto) è possibile ottenere gli spettri di più di cento sorgenti in un campo visivo di 9 arcmin². NIRSpec è dotata di un sistema composto da più di 250000 micro-otturatori, ognuno coprente una porzione di cielo di 0.20 × 0.45 arcsec; aprendo o chiudendo i micro-otturatori si creano pseudo-slitte in cielo, utili al fine di selezionare le regioni delle galassie di cui ottenere lo spettro. Un'ulteriore funzione di NIRSpec è data dalla possibilità di effettuare, tramite un'unità a campo integrale (IFU), spettroscopia per oggetti estesi. Infine cinque diverse slits rendono NIRSpec un potente strumento per la spettroscopia ad alto contrasto, mirata in particolare allo studio di esopianeti.

NIRISS

Il Near-Infrared imager and spectrograph (NIRISS) è uno spettrografo in grado di svolgere diverse funzioni, a seconda della banda di lunghezze d'onda e in base all'obiettivo della ricerca per la quale è impiegato. Ad esempio, tra 0.8 e 2.25 μm può essere utilizzato per lo studio della linea d'emissione Lyman alpha, quando si effettua osservazione di galassie, mentre per lunghezze d'onda comprese tra 0.7 e 2.5 μm è possibile adoperare NIRISS per effettuare l'analisi dei transiti di esopianeti attorno a stelle brillanti. Il sensore di NIRISS ha una dimensione di 2048×2048 pixel e copre un'area di 4.84 arcmin².

MIRI

MIRI (Mid-Infrared Instrument) è il sistema del JWST preposto all'osservazione di sorgenti luminose per lunghezze d'onda nel medio-infrarosso ed è composto da una camera e da uno spettrografo. In particolare il range nel quale lavora MIRI va dai 5 ai 28.5 μm . Il sensore è composto da un quadrato di lato pari a 1024 pixel ed ogni pixel copre un angolo di 0.11 arcsec. Lo spettrografo opera tra i 5 e i 28 μm e ciò rende MIRI uno strumento efficace per studiare galassie ad alto redshift, stelle nelle prime fasi della loro vita, comete e oggetti della fascia di Kuiper. Per le stesse questioni discusse nel paragrafo relativo allo scudo termico, MIRI è provvista di un sistema di raffreddamento che porta la temperatura a 7K.

Capitolo 3

Sorgenti rilevate in ALMA e in JWST

Lo scopo di questo progetto di tesi è confrontare immagini del medesimo ammasso di galassie (SMACS 0723), ottenute con ALMA e tramite le camere del James Webb Space Telescope MIRI e NIRCam e discutere la presenza di sorgenti brillanti in entrambi i set di osservazioni. Sono state analizzate due diverse immagini ALMA, sei immagini NIRCam e quattro MIRI. Le sorgenti osservate, a causa di un vantaggioso effetto di lensing gravitazionale, appaiono ingrandite di un fattore 1.4 - 2.1.

3.1 SAOImageDS9

Le immagini ALMA sono state analizzate in un primo momento tramite il software SAOImageDS9, un programma per l'imaging e la visualizzazione dei dati, usato nell'ambito dell'astronomia. Il software consente di lavorare con più immagini contemporaneamente e presenta una varietà di strumenti e funzioni, utili, ad esempio, per l'analisi di singole porzioni di immagini o per impostare manualmente i parametri di scala. SAOImageDS9 è in grado di leggere file FITS come le immagini di ALMA e del JWST esaminate in questo lavoro.

3.2 Le immagini ALMA

Le due immagini ALMA studiate, saranno indicate da questo punto come ALMA1 e ALMA2. ALMA1 risale al 3 Gennaio 2019 ed ALMA2 al 21 Dicembre 2018. Sebbene l'area di cielo osservata nelle due immagini sia la

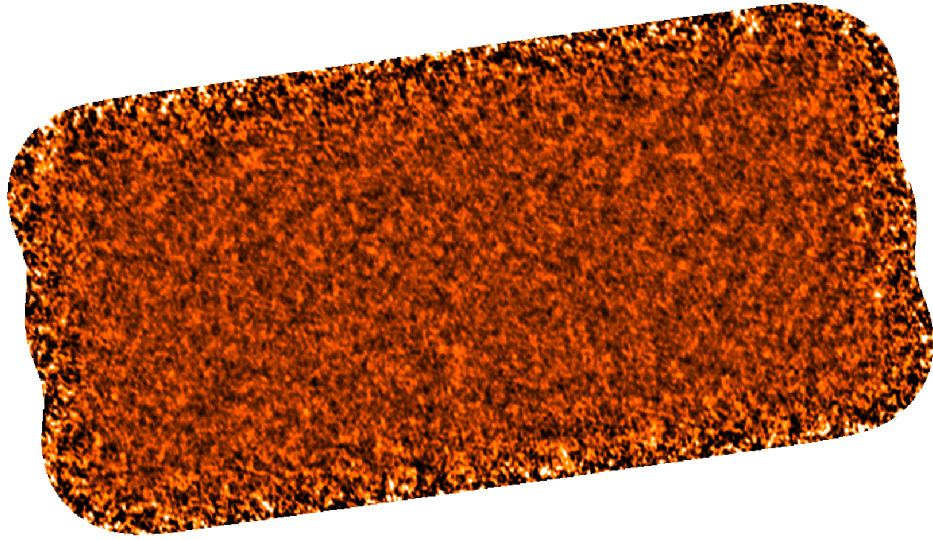


Figura 3.1: ALMA1

stessa, la frequenza a cui sono state ottenute le due foto è leggermente diversa: 259.4336 GHz (1.155565 mm) per ALMA1 e 263.1914 GHz (1.139066 mm) per ALMA2. Entrambe le immagini appartengono alla stessa band di riferimento (tabella 2.1). I bordi di ALMA1 e ALMA2, come è possibile notare in figura 3.1, presentano una forma irregolare, in quanto coincidono con porzioni di cielo coperte da antenne singole; sono pertanto zone nelle quali non è stato possibile elaborare l'immagine tramite interferometria e sono da considerare come regioni critiche della figura.

3.2.1 Calcolo del livello di rumore delle immagini ALMA

Dopo aver importato ALMA1 e regolato i parametri di scala in SAOImageDS9, ho generato una regione circolare (figura 3.2a) e tramite l'apposito tool ho effettuato un'analisi per determinare il valore del rumore dell'immagine (che indicherò con σ), calcolando lo scarto quadratico medio dei valori dell'immagine all'interno della regione selezionata. Il flusso nelle immagini ALMA si misura convenzionalmente in Jy/beam. Il Jansky ha la dimensione di un flusso ed è un'unità di misura usata solitamente in radioastronomia. Nel sistema cgs 1Jy vale:

$$1\text{Jy} = 10^{-23} \frac{\text{erg}}{\text{s} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{Hz}} \quad (3.1)$$

Mentre il beam indica una regione di cielo data da un'ellisse con semiasse maggiore pari a 1.02 arcsec e semiasse minore di 0.78 arcsec. Il valore di σ

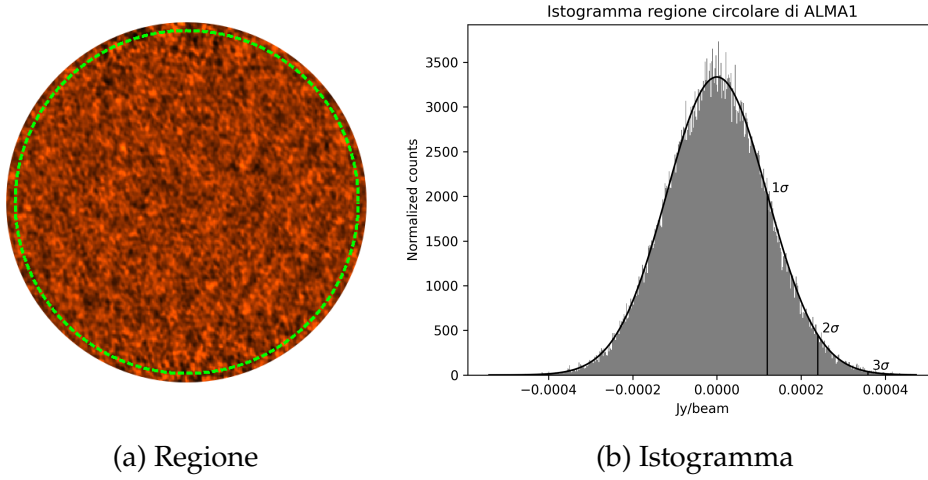


Figura 3.2: Immagine e analisi statistica di una regione. Le linee verticali nell'isogramma delimitano i conteggi normalizzati con flusso superiore a 1σ , 2σ e 3σ . È possibile vedere come la distribuzione dei conteggi segua un andamento gaussiano

si ottiene tramite la seguente formula:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N x_i^2}{N}} \quad (3.2)$$

Il σ è stato calcolato in quattro diverse zone dell'immagine, sufficientemente lontane dal bordo. Usando la formula seguente ho determinato il valore medio di σ (indicato con $\overline{\sigma}_1$) delle quattro regioni.

$$\overline{\sigma}_1 = \frac{\sum_{i=1}^4 \sigma_i}{N} = 1.24034 \times 10^{-4} \text{Jy/beam} \quad (3.3)$$

In maniera del tutto analoga, è stato possibile effettuare un'analisi statistica per l'immagine ALMA2. Il valore medio di σ_2 è

$$\overline{\sigma}_2 = 9.33031 \times 10^{-5} \text{Jy/beam} \quad (3.4)$$

I valori di σ_i delle due immagini sono riportati in tabella 3.1 per ogni regione considerata (A, B, C e D).

3.2.2 Contours

Per individuare eventuali sorgenti luminose in ALMA1, è stato utilizzato il $\overline{\sigma}_1$ come termine di riferimento per costruire delle "curve di livello" tramite

	A	B	C	D
σ_1 (Jy/beam)	1.24964×10^{-4}	1.20543×10^{-4}	1.25108×10^{-4}	1.25522×10^{-4}
σ_2 (Jy/beam)	9.32484×10^{-5}	9.15804×10^{-5}	9.49809×10^{-5}	9.34027×10^{-5}

Tabella 3.1: Radice media quadratica delle quattro regioni di ALMA1 e ALMA2

lo strumento *contours*. In questo modo è stato possibile localizzare le zone in cui il σ fosse superiore a due, tre, quattro o cinque volte il $\overline{\sigma_1}$. È possibile osservare nella figura 3.3 un dettaglio di ALMA1, nel quale i contours verdi delimitano le zone con un flusso elevato, che potrebbe indicare la presenza di sorgenti.

3.3 Le immagini JWST

Per verificare se le zone individuate tramite i contours corrispondessero effettivamente a galassie sub-millimetriche, è stato necessario esaminare le più recenti immagini del JWST, che raffigurano il medesimo ammasso di galassie. Nelle figure 3.4 e 3.5 sono riportate rispettivamente una delle immagini NIRCam ed un'immagine MIRI. Tuttavia, è necessario constatare che i file MIRI, utilizzati in questo lavoro, presentano un leggero offset e difatti vi è un disallineamento rispetto alle immagini ALMA e NIRCam.

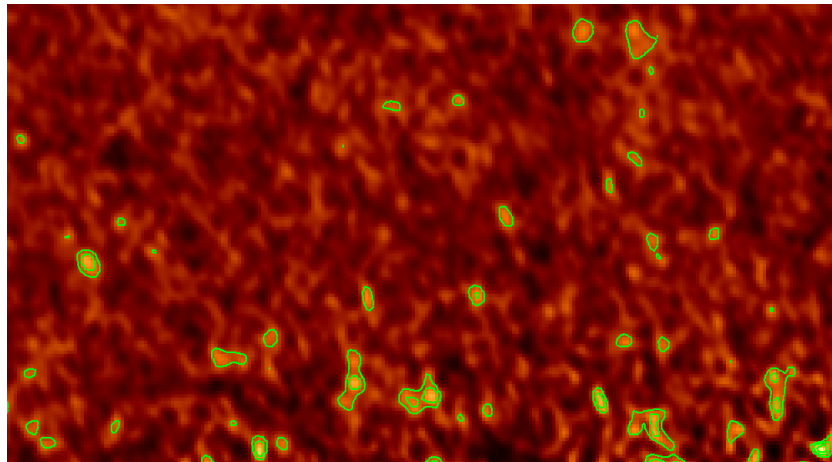


Figura 3.3: **Contours di ALMA1**

Il numero di contours che circondano una zona identifica di quanto il σ dell'area in questione è superiore al $\overline{\sigma_1}$.

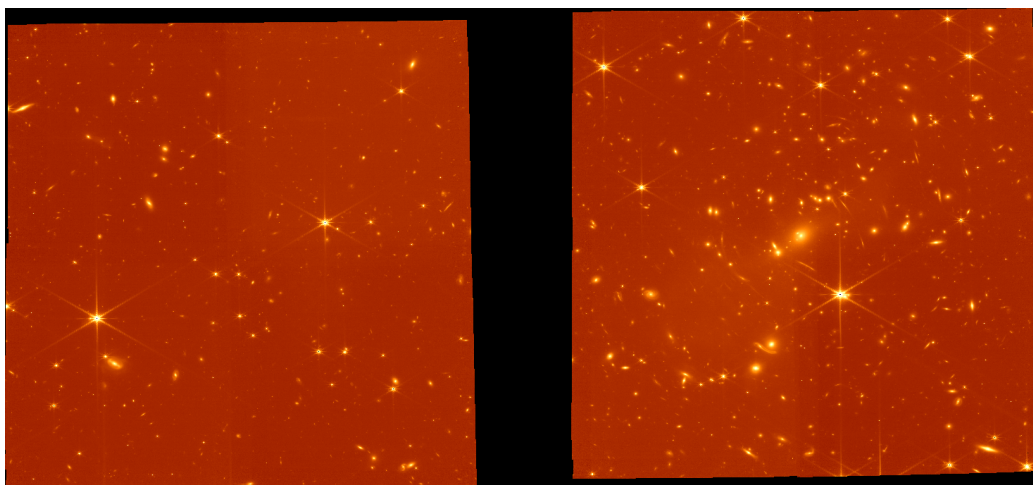


Figura 3.4: Immagine NIRCам

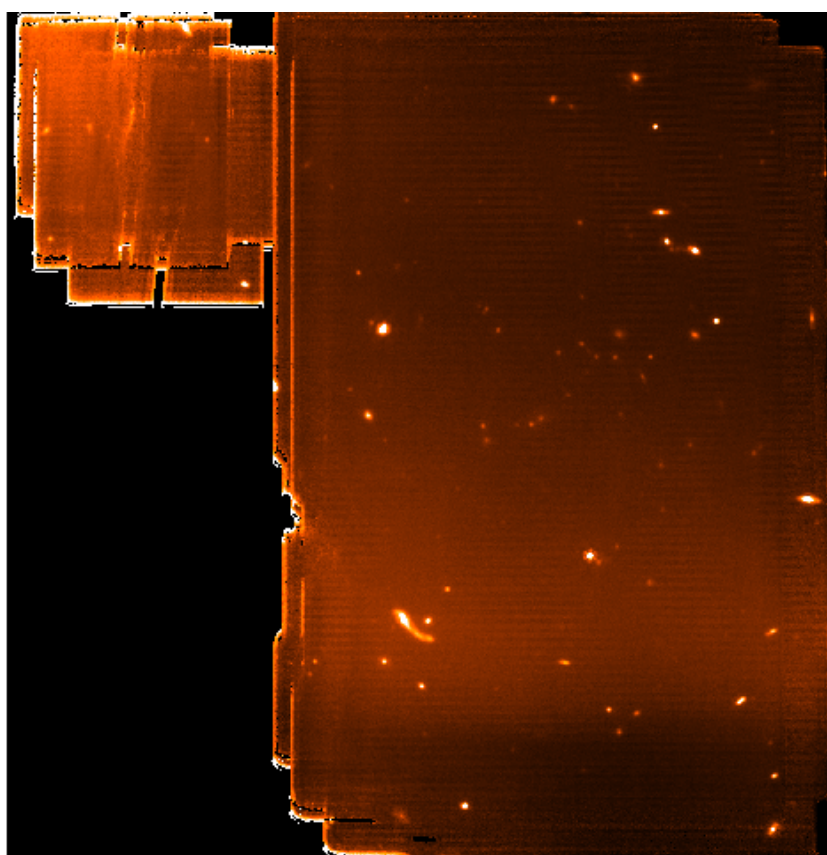


Figura 3.5: Immagine MIRI

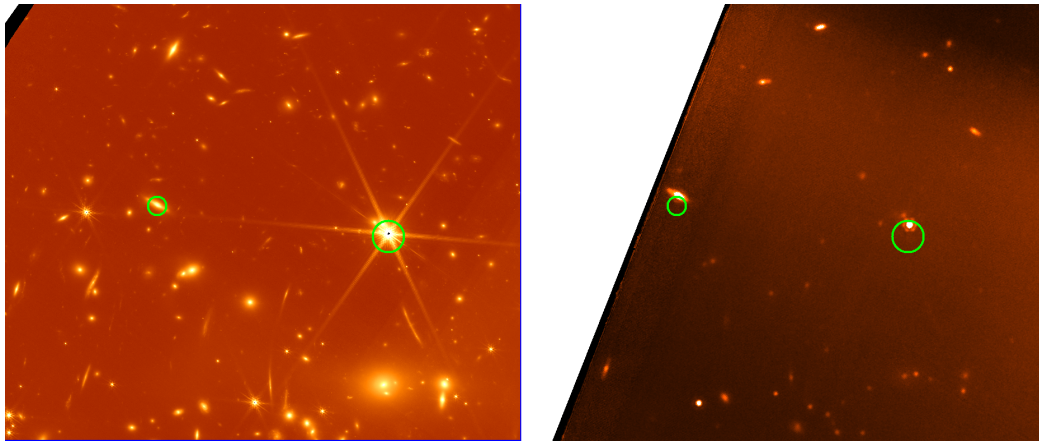


Figura 3.6: Offset

É possibile notare questa discordanza nella figura 3.6 dove la posizione delle circonferenze verdi nella parte destra, ossia nell'immagine MIRI, non coincide con la collocazione delle stesse nell'immagine NIRCam a sinistra. Inoltre le immagini MIRI non coprono interamente la stessa porzione di cielo raffigurata in ALMA1 e ALMA2, pertanto non è stato possibile determinare se tutte le sorgenti rilevate in ALMA avessero una controparte in MIRI. I contours generati con ALMA1 sono stati sovrapposti alle immagini NIRCam e MIRI, per determinare se all'interno delle curve di livello vi fossero galassie. Nel paragrafo seguente è discussa la natura delle possibili sorgenti individuate con questo metodo.

3.4 Analisi delle detection

3.4.1 Corrispondenza tra ALMA1 e JWST

La sovrapposizione dei contours di ALMA1 sulle immagini NIRCam e MIRI ha permesso di verificare se nelle zone, dove ALMA aveva rilevato dei picchi di flusso, ci fossero delle sorgenti luminose. Per produrre un'immagine sufficientemente accurata con interferometria, è necessario che più antenne analizzino lo stesso oggetto e il bordo di ALMA1 (e anche di ALMA2) risulta essere più rumoroso perché è osservato da un numero minore di antenne rispetto al totale, quindi non è da considerare ottimale al fine di determinare i picchi di flusso. Pertanto l'interno delle immagini ALMA è stato considerato maggiormente rispetto all'esterno durante il confronto. In totale sono state rilevate 12 possibili sorgenti. Sono riportate nella tabella 3.2 le coordinate e il flusso, trovato usando CASA, delle detec-

Detection	RA (J2000)	Dec (J2000)	$S_{260\text{GHz}}$ (mJy)
D1	07:23:25.258	-73:27:20.560	0.39 ± 0.08
D2	07:23:20.691	-73:27:36.900	0.51 ± 0.09
D3	07:23:14.591	-73:27:37.724	0.34 ± 0.12
D4	07:23:10.537	-73:26:51.939	0.43 ± 0.14
D5	07:23:30.230	-73:27:32.805	0.42 ± 0.08
D6	07:23:25.030	-73:27:38.927	0.55 ± 0.10
D7	07:23:05.288	-73:37:34.952	0.45 ± 0.13
D8	07:23:02.188	-73:27:21.042	0.56 ± 0.13
D9	07:23:03.176	-73:27:19.939	0.97 ± 0.14
D10	07:23:02.707	-73:27:15.404	0.81 ± 0.14
D11	07:23:03.869	-73:27:06.336	1.53 ± 0.57
D12	07:23:15.177	-73:27:45.345	0.77 ± 0.12
D13	07:23:06.675	-73:27:41.192	0.75 ± 0.25

Tabella 3.2: Detection

tion individuate. Per determinare il flusso $S_{260\text{GHz}}$ delle possibili galassie è stato utilizzato il tool di CASA, il quale, una volta selezionata la regione di interesse, analizza l'immagine, identifica la posizione e l'area della sorgente tramite un fit gaussiano (si veda figura 3.7) e ne calcola il flusso e l'errore associato. Non è stato possibile verificare se tutte le 13 detection avessero una controparte in MIRI, poiché, come già spiegato, le immagini nel medio-infrarosso analizzate sono più piccole delle immagini NIRCam e non sono sufficientemente grandi da coprire le coordinate di tutte le sorgenti. Le detection D1, D2, D3, e D4 sono da ritenere poco affidabili, dato che indicano picchi di luminosità localizzati in zone con rms superiore a $2\bar{\sigma}_1$ ma inferiore a $3\bar{\sigma}_1$. Le detection dalla D5 alla D8 risultano essere più plausibili, in quanto contenute tra i contours dei $3\bar{\sigma}_1$ e i contours dei $4\bar{\sigma}_1$. Infine, le restanti sorgenti presentano un flusso sufficientemente elevato da essere contenute nei contours dei 4 e 5 $\bar{\sigma}_1$. Tuttavia alcune delle detection appartengono a zone prossime al bordo di ALMA1. Non è quindi possibile determinare se siano galassie effettivamente rilevate con ALMA o se siano semplicemente fluttuazioni statistiche, dovute alla scarsa precisione dell'interferometro nei punti esterni dell'immagine. Una maggior conferma riguardo la natura delle detection può essere ottenuta confrontando ALMA1 con ALMA2.

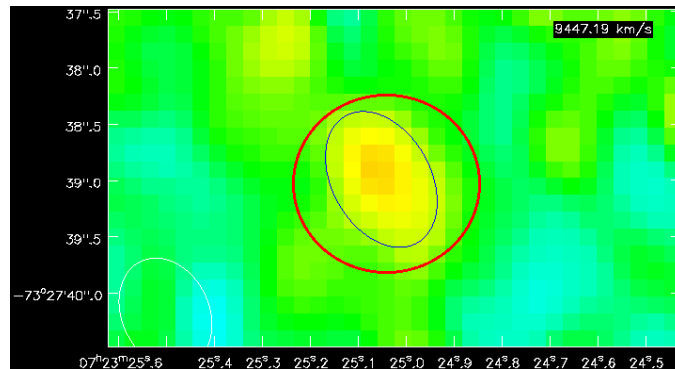


Figura 3.7: Fit realizzato con CASA della detection D6. L'ellisse rossa rappresenta l'area entro la quale il tool ha operato il fitting. L'ellisse blu delimita invece la regione che il software ha attribuito alla sorgente.

3.4.2 Corrispondenza tra ALMA1 e ALMA2

Sovrapponendo su un'immagine NIRCcam o MIRI i contours di ALMA1 e i contours di ALMA2, generati usando $\overline{\sigma_2}$, è possibile notare se vi sono punti in cui entrambe le immagini hanno registrato un picco in flusso (si veda ad esempio la figura 3.8)

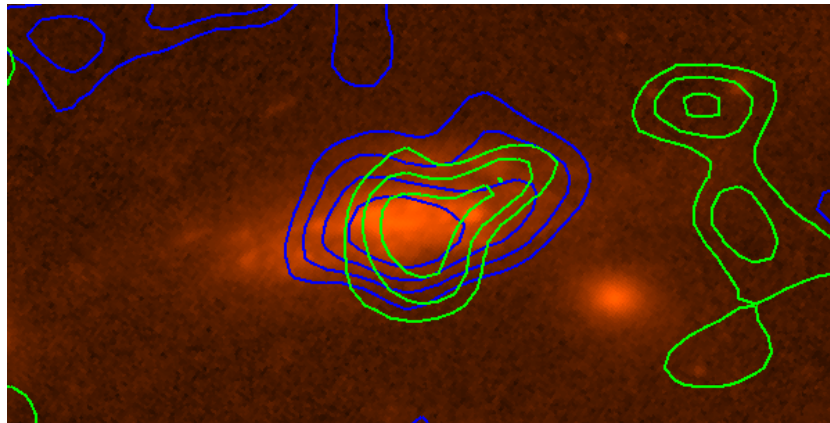


Figura 3.8: In questa figura è rappresentata un'immagine NIRCcam ($0.6 - 5 \mu\text{m}$), sulla quale sono posti i contours di ALMA1 (in verde) e i contours di ALMA2 (in blu). La galassia al centro, che corrisponde alla detection D11, è stata rilevata da ALMA in entrambe le esposizioni. Ogni contorno indica un incremento nel rapporto segnale-rumore di $1\overline{\sigma_1}$ per i contours verdi e di $1\overline{\sigma_2}$ per i contours blu.

Considerando la notevole quantità di galassie presenti nelle immagini NIR-Cam e MIRI dovuta alla straordinaria sensibilità del JWST, non è possibile stabilire se ALMA sia riuscita effettivamente a rilevare una sorgente luminosa, basandosi solamente su una verifica effettuata controllando le immagini del telescopio spaziale. Vi è sempre la possibilità che la concentrazione di flusso in una specifica area dell'immagine sia dovuta a questioni puramente statistiche, soprattutto nelle regioni esterne delle immagini e che la presenza di una galassia nella medesima zona sia solamente una coincidenza. Tuttavia, nei punti in cui immagini ALMA diverse dello stesso ammasso risultano essere compatibili, è molto probabile che le detection indichino la presenza concreta di galassie. Dunque, dopo aver verificato anche con i contours in base $\overline{\sigma}_2$ propri di ALMA2, delle 13 sorgenti ipotizzate è risultato che avessero un corrispettivo nella seconda immagine ALMA le detection D6, D9, D10, D11, D12, D13. In figura 3.9 sono riportate le immagini NIRCAM delle sei galassie con i contours verdi di ALMA1. I parametri di scala sono stati regolati a seconda della detection per garantire un maggior contrasto e rendere maggiormente visibili le galassie.

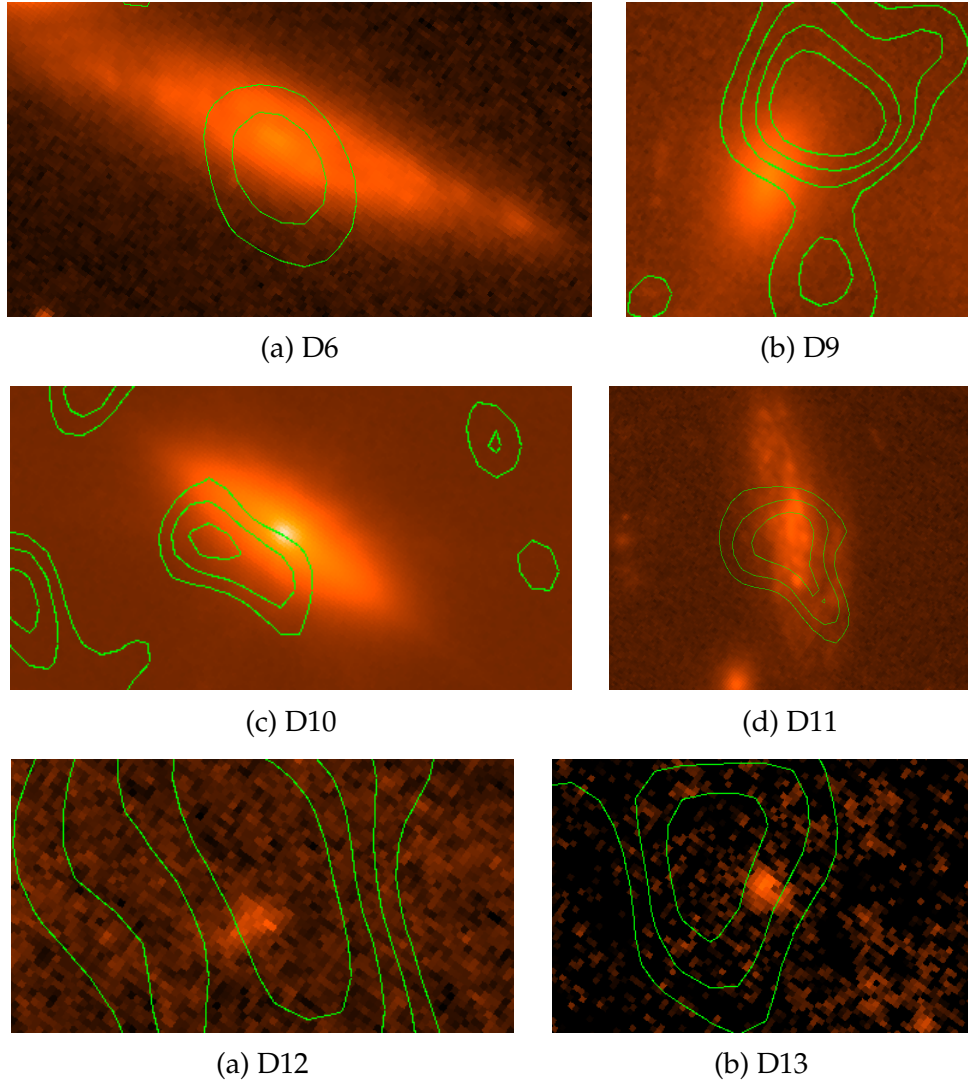


Figura 3.9: Immagini NIRCAM con contours di ALMA1 sovrapposti. L'area all'interno del contorno maggiore delimita la zona in cui il rapporto segnale-rumore è superiore a $2\overline{\sigma}_1$ e ad ogni contorno corrisponde un incremento di $1\overline{\sigma}_1$

Capitolo 4

Conclusioni

L'emissione nel dominio infrarosso di galassie ad alto redshift può essere studiata per determinare proprietà quali il tasso di formazione stellare, come visto nel Capitolo 1. Analizzare le immagini ALMA1 e ALMA2 in combinazione con le immagini NIRCam e MIRI ha permesso l'identificazione di diverse possibili galassie. È possibile notare che tre delle sei detection con controparte nel JWST, ritenuta solida in questo lavoro di tesi, sono riportate e discusse anche nell'articolo (Cheng et al. 2022), in cui le tre galassie indicate con ID1, ID2 e ID3 coincidono rispettivamente alle detection D12, D11 e D6 (si veda la tabella 3.2). I valori del flusso ($\tilde{S}_{260\text{GHz}}$) indicati per le galassie sono riportati nella tabella seguente: Le differenze

Detection	$\tilde{S}_{260\text{GHz}}$ (mJy)	$S_{260\text{GHz}}$ (mJy)
ID1	0.58 ± 0.06	0.77 ± 0.12
ID2	1.28 ± 0.13	1.53 ± 0.57
ID3	0.40 ± 0.04	0.55 ± 0.10

Tabella 4.1: Nella seconda colonna sono presenti i valori del flusso indicati nell'articolo (Cheng et al. 2022) mentre nella terza colonna sono riportati i flussi ottenuti in questo lavoro.

tra il flusso $\tilde{S}_{260\text{GHz}}$ e il flusso $S_{260\text{GHz}}$ delle singole detection è ascrivibile all'impiego di un diverso tool per la misura dello stesso. Tuttavia si può notare che, considerando gli errori associati ai flussi, le due misure restano comunque compatibili. Per quanto concerne le altre tre detection (D9, D10 e D13), bisogna considerare che vi è un leggero offset di alcuni arcosecondi

tra le immagini ALMA e le immagini NIRC*am*. Inoltre la sorgente D13 (ma anche la D12) è stata individuata nel bordo di ALMA1 e di ALMA2, che come già spiegato nel Capitolo 3 rappresenta una zona critica con un rumore elevato. Tenendo conto di queste due considerazioni si deduce che le detection D9, D10 e D13 sono da ritenere meno sicure rispetto alle D6, D11 e D12 e quest'ultima, prima di essere osservata e riconosciuta come una galassia nell'articolo (Cheng et al. 2022), non era stata individuata neanche con l'Hubble Space Telescope (HST). Ciò fornisce una prova di quali siano le potenzialità di ALMA se affiancato al James Webb Space Telescope. I due telescopi usati congiuntamente renderanno possibile lo studio approfondito della SFR di galassie lontane, in una banda di lunghezze d'onda molto larga, dal vicino infrarosso al millimetrico. Osservare con questi strumenti nella finestra dell'infrarosso e del sub-milimetrico consentirà di studiare le proprietà delle galassie ad alto redshift e di comprendere dettagliatamente le caratteristiche delle giovani popolazioni stellari nell'universo lontano.

Bibliografia

A. J. Barger, L. L. Cowie, C. C. Chen, F. N. Owen, W. H. Wang, C. M. Casey, N. Lee, D. B. Sanders, and J. P. Williams. Is There a Maximum Star Formation Rate in High-redshift Galaxies? *Astrophys. J.*, 784(1):9, March 2014. doi: 10.1088/0004-637X/784/1/9.

Cheng Cheng, Haojing Yan, Jia-Sheng Huang, Christopher N. A. Willmer, Zhiyuan Ma, and Gustavo Orellana-González. Properties of host galaxies of submillimeter sources as revealed by JWST early release observations in SMACS j0723.3–7327. *The Astrophysical Journal Letters*, 936(2):L19, sep 2022. doi: 10.3847/2041-8213/ac8d08.

Alessandro Boselli. *A Panchromatic View of Galaxies*. 2012. doi: 10.1002/9783527640256.

Alberto Franceschini. *Corso di Cosmologia*. 2019.

Jr. Kennicutt, Robert C. The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies. *Astrophys. J.*, 498(2):541–552, May 1998. doi: 10.1086/305588.

P. C. Cortes, Remijan A., Hales A., Carpenter J., Dent W., Kamenó S., R. Loomi, Vila-Vilaro B., Bigg A., Miotello A., Vlahakis C., Rosen R., and Stoehr F. and Saini K. Alma technical handbook, alma doc. 9.3, ver. 1.0. 2022.

Sitografia

AlmaScience website <https://almascience.eso.org/>

ESO website <https://www.eso.org/>

JWST documentations <https://jwst-docs.stsci.edu/>

JWST NASA website <https://jwst.nasa.gov/>

Space Telescope Science Institute website <https://www.stsci.edu/>

CASA documentations <https://casadocs.readthedocs.io/>

NASA website <https://webb.nasa.gov/>