# UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

**Dipartimento di Fisica e Astronomia "Galileo Galilei"**

**Corso di Laurea in Fisica**


**Tesi di Laurea**

# Osservabilità dell'emissione diffusa di [CII] in merging di galassie nell'Universo primordiale con l'interferometro ALMA: il ruolo dell'Atacama Compact Array (ACA)


**Relatore**

**Prof. Paolo Cassata**

**Correlatore**

**Dr. Michael Romano**

**Laureando**

**Michael Durante**



**Anno Accademico 2024/2025**

# Ringraziamenti

Mi è doveroso dedicare questo spazio della tesi a tutte le persone che mi hanno sostenuto durante il mio percorso universitario e non solo.

Per prima cosa vorrei ringraziare il mio relatore, il professor Paolo Cassata, che mi ha seguito con disponibilità e pazienza in ogni fase di questo progetto. Lo ringrazio, inoltre, per avermi concesso la possibilità di conoscere ed approfondire questo ramo della cosmologia. Ringrazio inoltre il mio correlatore Michael Romano per l'aiuto e le informazioni fornite che si sono rivelate di fondamentale importanza.
Un grazie speciale va a mia madre, per avermi sempre incoraggiato e sostenuto con fiducia e affetto in ogni mia scelta.
Grazie a tutti quelli che ho conosciuto durante questo percorso, in particolare alle ragazze che mi hanno adottato e con cui ho condiviso gioie e dolori in questi anni: Beatrice per le giornate in biblioteca e per non aver mollato con Analitica, Elena "Trento" per avermi ricordato con costanza il mio essere diversamente giovane, Giorgia per averci dimostrato che la luce in fondo a questo tunnel esiste. Un grazie particolare alle mie (ormai ex, *sigh*) compagne di laboratorio Elena e Eleonora, ci siamo voluti bene e maltrattati a periodi alterni, vi ringrazio per aver resistito alla tentazione di lanciarmi nel Piovego.
Grazie a Sara, la nostra psicologa personale, poi ci dirai a che punto sono gli studi sui nostri vari e complicati problemi.
Grazie ad Andrea, unico altro rappresentante maschile del gruppo: grazie per aver provato a portare (invano) un po' di equilibrio, lo apprezzo.
Grazie a Martina e Gianmarco, questi anni sono stati belli impegnativi per tutti (ciao Emma e Allen) ma anche se ci hanno tenuti un po' separati so di poter contare sempre su di voi.
Infine, un grazie speciale a Stefania, anche perché senza di lei tutto questo non sarebbe mai successo. Grazie per aver insistito e per avermi sostenuto dal giorno uno.

*"We are just stardust brought to life, then empowered by the Universe to figure itself out; and we have only just begun."*

– **Neil deGrasse Tyson**, Astrophysicist
*(Astrophysics for people in a hurry)*

# Abstract

Galassie in fase di merging nell'Universo primordiale possono presentare una componente di gas freddo diffuso che si prevede emetta radiazione corrispondente alla riga [CII] a 158 $\mu$m. Questa tesi si concentra sull'analisi delle configurazioni delle antenne di ALMA più adatte ad osservare questa emissione, attraverso simulazioni utilizzando il software CASA, con un occhio di riguardo al ruolo dell'Atacama Compact Array (ACA).

Dal confronto delle diverse configurazioni, si scopre che l'ACA è in grado di recuperare una maggiore frazione del flusso totale, molto importante per stimare la luminosità della riga [CII] e, di conseguenza, le proprietà fisiche del gas. Durante lo studio, sono emersi anche alcuni interrogativi riguardo a un miglior utilizzo del software, che meriterebbero di essere approfonditi in lavori futuri.

# Indice


**1 Introduzione** **1**
1.1 Le galassie . . . 1
1.2 Il tasso di formazione stellare . . . 2
1.3 L'importanza del gas molecolare . . . 4
1.4 La riga [CII] 158 $\mu$m . . . 4
1.5 Basi di interferometria . . . 6
1.6 Osservatorio ALMA . . . 9
1.7 ALPINE-ALMA survey . . . 10
1.8 Simulazioni SERRA . . . 11
1.9 Obiettivi della tesi . . . 11

**2 Software CASA** **13**
2.1 Simulazioni con CASA . . . 13
2.1.1 Simobserve . . . 13
2.1.2 Simanalyze . . . 14
2.2 Visualizzare immagini con CASA . . . 15

**3 Configurazione ed Esecuzione Simulazioni** **17**
3.1 Skymodel . . . 17
3.2 Configurazioni . . . 18
3.3 Immagine e analisi . . . 19
3.4 Calcolo del flusso integrato . . . 19

**4 Risultati** **21**
4.1 Simulazioni osservazioni ALMA . . . 21
4.2 Analisi del flusso recuperato . . . 22

**5 Conclusioni e Prospettive Future** **25**
5.1 Conclusioni . . . 25
5.1.1 Interrogativi . . . 25
5.1.2 Prospettive future . . . 26

**A Figure** **27**

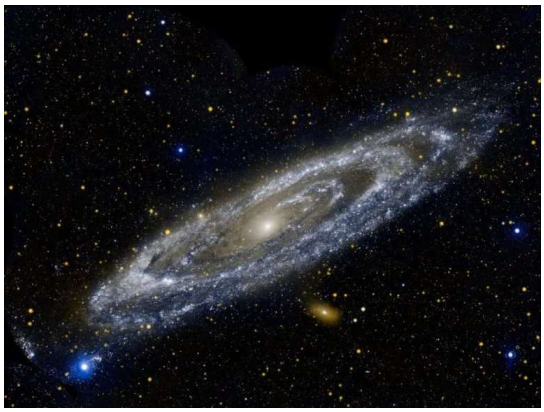
**Bibliografia** **29**

# 1 | Introduzione

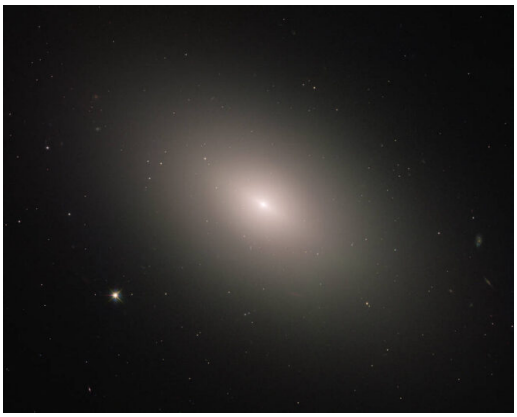
## 1.1 Le galassie

Le galassie sono un grande insieme di stelle, gas e polveri legati dalla reciproca forza di gravità. Sono oggetti molto estesi, che variano dalle più piccole galassie nane, contenenti poche decine di milioni di stelle, fino alle più imponenti galassie giganti, che arrivano a contare al loro interno anche mille miliardi di stelle; tutte orbitanti attorno a un comune centro di massa.

Nell'Universo locale le galassie vengono classificate in base alla loro forma apparente (ad esempio nella banda visuale) in galassie a spirale e galassie ellittiche.



(a) Galassia di Andromeda. Crediti: GALEX, JPL-Caltech, NASA.



(b) Galassia M59. Crediti:Esa/Hubble & Nasa, P. Cote.

Figura 1.1: Galassia del tipo spirale (sinistra) ed ellittica (destra).

Le galassie ellittiche sono la forma più semplice, sono prive di struttura a eccezione del gradiente di luminosità dal centro alla periferia; sono oggetti triassiali la cui proiezione sul piano del cielo appare come un'ellisse. Sono povere di gas e hanno un colore tendente al rosso, evidenza del fatto che non contengono molte stelle giovani e che non formano molte stelle (sono passive).
Le galassie a spirale hanno invece una forma a disco, sul cui piano si sviluppano delle strutture a forma di spirale che si dipartono da un rigonfiamento centrale detto nucleo (o *bulge*). Sono galassie ricche di gas e polvere e questo permette la formazione attiva di stelle nei bracci della spirale e nel disco che circonda il nucleo; inoltre, sono presenti stelle più vecchie distribuite nel loro alone e nel *bulge*.

Questa bimodalità nasce a causa dell'ambiente in cui si origina la galassia. La formazione di galassie a spirale avviene in ambienti in cui il gas si raffredda in un potenziale gravitazionale dominato da materia oscura; si forma un disco rotante e tale rotazione stabilizza il disco, mantenendolo piatto. La presenza di gas freddo permette la formazione stellare continua e le perturbazioni di densità danno origine ai bracci a spirale. Questa tipologia di galassie sopravvive in ambienti relativamente isolati o poco densi; al contrario andrebbero incontro a fenomeni di *quenching* (riduzione della formazione stellare).
Le galassie ellittiche, invece, si formano in ambienti molto densi, in cui il gas che cade nel potenziale della galassia ha un momento angolare basso o disallineato; questo impedisce la formazione di un disco rotante. La dinamica in questi casi è dominata da moti caotici e non da una rotazione. Si originano, inoltre, da processi di *quenching* come prodotto finale dell'evoluzione di galassie a spirale ((Peng et al. 2010)).

Le galassie hanno dimensioni caratteristiche di 10-30 kpc[1], mentre la distanza tipica tra loro è di alcuni Mpc in media; è possibile, però, che galassie vicine interagiscano tra loro. Se tali interazioni sono particolarmente intense, a causa della grande vicinanza tra le strutture galattiche, possono dar luogo alla fusione delle due galassie (*merging*), che può risultare nella formazione di una galassia ellittica o irregolare.
Inoltre, dalla collisione tra due galassie consegue un aumento della densità nel mezzo interstellare, questo dà spesso origine a intensi fenomeni di formazione stellare straordinari chiamati *starburst*. Ci sono delle prove a supporto che i *starburst* sono associati a fenomeni di *merging* tra galassie ricche di gas (Carilli e Walter 2013a), ma è un'area tutt'ora oggetto di studi.

Abbiamo detto che le galassie sono formate principalmente da stelle; il gas e le polveri tra le stelle formano il cosiddetto mezzo interstellare (ISM). Comprendere come queste componenti si influenzano a vicenda è molto importante.
Inoltre, il contenuto di gas freddo è un parametro fondamentale nell'evoluzione della galassia, in quanto fornisce il carburante per la formazione di stelle.

## 1.2 Il tasso di formazione stellare

Il tasso di formazione stellare (SFR) è un parametro fondamentale, da un punto di vista cosmologico, per la caratterizzazione di una galassia, altrettanto quanto lo sono la massa stellare e la luminosità.
Indica la velocità con la quale il gas e la polvere vengono trasformati in stelle e questa quantità viene solitamente misurata in masse solari per anno. Attualmente, la Via Lattea ha una SFR di circa 2 masse solari all'anno; ovvero nella nostra galassia in media ogni anno si forma un numero di stelle la cui massa totale sommata è di circa due volte quella del Sole.

Lo SFR si può misurare dall'intensità di alcune righe, come la $H_\alpha$, o dalle luminosità UV, radio o nel lontano infrarosso (FIR). La presenza di polveri, abbondante in galassie ad attiva formazione stellare, complica la misura del SFR basata su righe d'emissione ottiche o sul continuo UV; per questo motivo, la luminosità bolometrica nell'infrarosso è considerata un miglior stimatore del tasso di formazione stellare. Un altro eccellente indicatore del SFR è la luminosità radio, anche essa non influenzata dalla presenza di polveri.

[1]Si ricorda che il parsec è un'unità di misura della distanza e 1pc equivale a $\sim 3.26$ anni luce, ovvero circa 30.8 $10^{12}$ km.

Con il proseguire degli studi si è osservata una relazione empirica tra il tasso di formazione stellare e la massa totale della galassia; ovvero, nelle galassie a spirale, e nelle altre galassie in formazione stellare, si osserva che più una galassia è massiccia e più velocemente forma stelle. La relazione è approssimativamente lineare in scala logaritmica

$$\log(SFR) \propto \log(M).$$

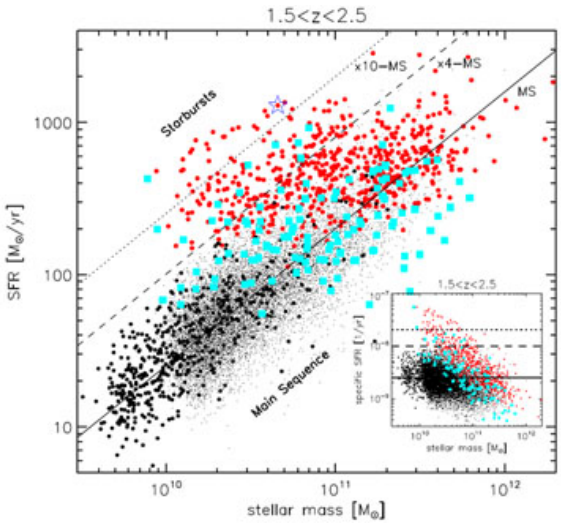



Figura 1.2: Tasso di formazione stellare in funzione della massa stellare per galassie tra $1.5 < z < 2.5$. La linea continua nera indica la sequenza principale (MS) e una popolazione di *starburst* è visibile nell'angolo in alto a sinistra. L'inserto propone la stessa relazione ma in funzione del tasso di formazione stellare specifico (sSFR), ovvero il rapporto tra SFR e massa della galassia. Crediti: (Rodighiero et al. 2011).

Le galassie che stanno attivamente formando stelle (galassie a spirale) si distribuiscono lungo una sequenza ben definita, chiamata sequenza principale o *Main Sequence*; questa correlazione potrebbe indicare la presenza di qualche meccanismo interno alle galassie che regola lo SFR. Fenomeni straordinari di formazione stellare (*starburst*) si trovano al di sopra della sequenza principale, mentre galassie ellittiche che hanno smesso di formare stelle si trovano al di sotto.

La SFRD cosmica, o densità del tasso di formazione stellare, indica il tasso di formazione stellare per unità di tempo e di volume a un specifico redshift. Questa quantità varia nel tempo e, in particolare, si evidenziano 3 epoche principali: l'Epoca della Reionizzazione ($z = 6 \sim 8$) quando l'Universo non aveva ancora un miliardo di anni e la luce proveniente dalle prime galassie stava ionizzando nuovamente l'ISM neutro che permeava l'Universo, l'epoca del *Galaxy Assembly* ($z = 2 \sim 3$) periodo in cui si formano circa la metà delle stelle dell'Universo attuale (Carilli e Walter 2013a) e l'epoca che va da $z \sim 1$ ad oggi ($z = 0$).

Come varia la SFRD è mostrato in Figura 1.3: a partire dall'Epoca della Reionizzazione è avvenuto un repentino aumento nella densità del tasso di formazione stellare fino a un picco che si verifica all'interno dell'epoca del *Galaxy Assembly*. Arrivando all'epoca attuale, c'è stata una diminuzione della SFRD di circa un fattore 20.

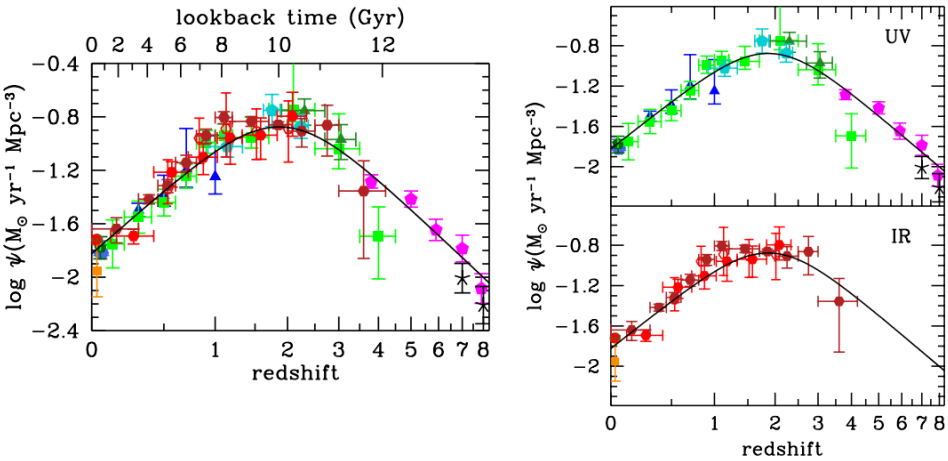



Figura 1.3: La storia della formazione stellare cosmica in funzione del redshift da misurazioni nell'UV (in alto a destra), nell'infrarosso (in basso a destra) e combinate (pannello a sinistra). La linea nera mostra il best-fit. Figura tratta da (Madau e Dickinson 2014).

## 1.3 L'importanza del gas molecolare

Studi sul contenuto di gas molecolare freddo all'interno delle galassie (Carilli e Walter 2013a) sono fondamentali per comprendere come queste evolvono e il loro potenziale per la formazione stellare. Osservazioni recenti hanno rivelato, inoltre, che il contenuto di gas molecolare nelle galassie aumenta significativamente con il tempo di *lookback*[2].
La fase del gas molecolare si pensa preceda immediatamente la fase di formazione stellare, e quindi, di grande importanza per studiare il potenziale di una galassia nel formare nuove stelle. In altre fasi dell'ISM non si riescono a formare direttamente stelle a meno che non si raffreddino sufficientemente fino a formare un gas molecolare freddo e denso.

In aggiunta alle righe spettrali emesse dalle molecole, ci sono diverse righe di struttura fine atomica che forniscono informazioni chiave sulle condizioni del mezzo interstellare. Ad alti redshift il mezzo interstellare ionizzato può essere studiato attraverso una combinazione di righe di emissione nell'ottico (ad esempio Ly$\alpha$ e H$\alpha$) e nel lontano infrarosso (ad esempio [CII], [NII] e [OIII]). Il mezzo neutro può essere studiato invece ricorrendo a righe nel lontano infrarosso (ad esempio [CI] e [CII]).
La riga [CII] è la più intensa da galassie in formazione stellare in range radio attraverso lunghezze d'onda nel lontano infrarosso; in particolare, la riga [CII] 158 $\mu$m è la riga più forte emessa dal gas freddo nelle galassie (Carilli e Walter 2013a). Questo rende l'osservazione di tale riga un ottimo metodo di tracciamento del gas molecolare ad alto redshift, in quanto riesce a tracciare essenzialmente tutte le fasi dell'ISM.

## 1.4 La riga [CII] 158 $\mu$m

Come accennato in precedenza, il gas contenuto nel mezzo interstellare costituisce una componente fondamentale delle galassie, in quanto necessario alla formazione delle stelle che le compongono; lo studio di questa componente diffusa fornisce quindi numerose in-

[2]Il tempo di lookback indica l'età dell'Universo ponendo lo zero all'epoca attuale e aumentando fino al Big Bang.

formazioni sull'evoluzione delle galassie.
In particolare, la riga di emissione [CII] ha assunto un ruolo da protagonista in questo campo e viene analizzata per indagare le proprietà fisiche del gas interstellare.

La riga [CII] 158 $\mu$m è una riga spettrale prodotta da una transizione di struttura fine ($^2P_{3/2} \rightarrow {}^2P_{1/2}$), a $\simeq 91K$, nel carbonio ionizzato singolarmente ($C^+$).
Il fotone emesso ha una frequenza $\nu_{rest} \simeq 1900.5\,\mathrm{GHz}$ corrispondente a una lunghezza d'onda $\lambda_{rest} \simeq 158\,\mu\mathrm{m}$. La linea si trova quindi all'interno dello spettro del lontano infrarosso (FIR).
Questa transizione è eccitata principalmente da collisioni da elettroni nel gas ionizzato, da atomi di idrogeno (H) e molecole ($H_2$) nel gas neutro; questo permette di studiare le proprietà sia delle regioni di fotodissociazione[3] (PDRs) che del mezzo interstellare (ISM) neutro e ionizzato (Goldsmith et al. 2012).

La riga [CII] rappresenta uno dei principali processi che permettono il raffreddamento del mezzo interstellare, contribuendo fino al 30-50% del raffreddamento del gas neutro nelle PDRs (Stacey et al. 2010), e viene utilizzata per studiare la componente fredda del gas diffuso in galassie ad alti redshift($z \gtrsim 4$) (Carilli e Walter 2013b). In quanto la lunghezza d'onda originata a tali distanze si osserva nello spettro millimetrico, è di conseguenza meno soggetta all'assorbimento da parte delle particelle presenti nell'atmosfera terrestre.

Il vantaggio della riga [CII] risiede nel fatto che viene emessa nel lontano infrarosso e quindi subisce meno l'effetto di estinzione da parte delle polveri rispetto a righe più energetiche; questo fa in modo che buona parte del flusso emesso venga poi raccolto dagli osservatori, con una perdita minima.
Infatti la legge di estinzione per le polveri segue

$$S = S_0 e^{-(\frac{1}{\lambda})^{3/2}}$$

dove $S$ è il flusso osservato, $S_0$ il flusso emesso e $\lambda$ la lunghezza d'onda. Essendo questa legge esponenziale, all'aumentare della lunghezza d'onda, e quindi al diminuire dell'energia, la frazione $S/S_0$ di flusso assorbito dalla polvere (e quindi perso) diminuisce esponenzialmente.

Si è osservata nel tempo una relazione tra il tasso di formazione stellare e la luminosità della riga [CII]; per alcuni autori potrebbe essere un buon indicatore del SFR, ma potrebbe anche solo essere una correlazione secondaria in quanto la riga traccia la presenza di gas molecolare e le galassie con maggior contenuto di gas molecolare hanno anche un tasso di formazione stellare più alto. Seppur la dispersione nella relazione dipenda da fattori come la metallicità[4] della galassia (a bassa Z c'è meno $C^+$ disponibile) e il campo di radiazione interstellare (ISRF) in cui l'intensità del campo UV influenza l'eccitazione (Lagache, Cousin e Chatzikos 2018; De Looze et al. 2014a; Vallini et al. 2015); l'affidabilità di questa riga è ancora oggetto di studi per verificare l'esistenza di una legge che lega queste due quantità.
In Figura 1.4 viene mostrata tale relazione.

Inoltre, [CII] è un ottimo tracciante per lo studio del contenuto di gas neutro e ionizzato, della sua distribuzione e della sua dinamica; quindi può anche essere usato per confermare

[3] In astrofisica, sono regioni del mezzo interstellare principalmente neutre, nelle quali sono presenti fotoni UV in numero sufficiente a dissociare un numero significativo di molecole di $H_2$, con il risultato di favorire la presenza di idrogeno atomico H.

[4] La metallicità indica la frazione in massa di elementi di materia diversi da idrogeno o elio, definiti appunto metalli in astronomia.

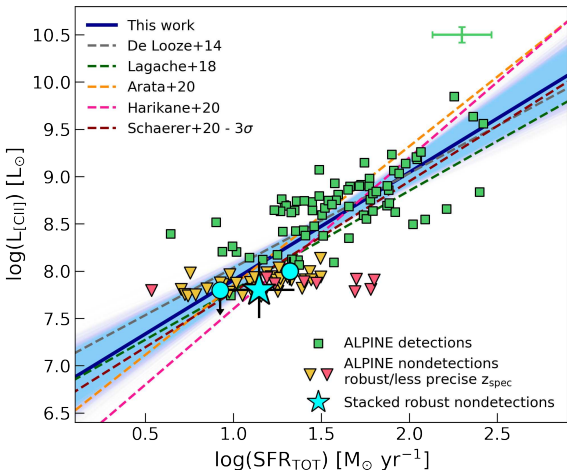



Figura 1.4: Luminosità riga [CII] in funzione del SFR totale (FIR+UV). In verde, rosso e giallo (M. Romano et al. 2022) (da cui è tratta la figura), altre relazioni da studi precedenti (Lagache, Cousin e Chatzikos 2018; De Looze et al. 2014b; Arata et al. 2020; Harikane et al. 2020; Schaerer et al. 2020).

tramite spettroscopia il redshift delle galassie, oltre a fornire strumenti per lo studio della struttura e della morfologia delle galassie (Le Fèvre et al. 2020).

Come accennato in precedenza, la riga [CII] viene emessa a riposo nel lontano infrarosso (FIR), ma studiando galassie ad alti redshift la frequenza osservata diminuisce secondo

$$\nu_{oss} = \frac{\nu_{rest}}{1+z}$$

e quindi è osservata nel regime mm/sub-mm.
Per mantenere una buona risoluzione è necessario passare dall'osservazione diretta all'interferometria, di cui verrà data una base nella prossima sezione; in particolare, un importante miglioramento nell'osservazione di galassie polverose ad alti redshift è stato dato dall'Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA), di cui verrà data una descrizione in seguito.

## 1.5 Basi di interferometria

Questa tecnica viene principalmente usata per osservazioni nello spettro radio/millimetrico dove la risoluzione angolare[5] di una singola antenna sarebbe bassa in quanto proporzionale alla lunghezza d'onda stessa.
Infatti, $\theta_{res} \sim \lambda/D$ dove D è il diametro dell'antenna e $\lambda$ la lunghezza d'onda osservata.
Per ottenere migliori risoluzioni angolari si utilizza l'interferometria, questo permette di ottenere una risoluzione angolare $\theta_{res} \sim \lambda/B$ che non dipende più dalla dimensione dello specchio ma dalla *baseline* (B), ovvero la distanza tra una coppia di antenne.
Se la massima distanza tra due antenne definisce la risoluzione angolare, la minima *baseline* determina la massima scala angolare recuperabile $\theta_{MRS}$, ovvero la più grande struttura angolare che può essere osservata efficacemente da un interferometro.

La tecnica dell'interferometria prevede di raccogliere il segnale proveniente da più antenne e processarlo utilizzando un correlatore, simulando il comportamento di un singolo

[5] La risoluzione angolare è il minimo angolo che un sistema ottico è in grado di distinguere, senza che il fenomeno della diffrazione confonda l'immagine.

telescopio di diametro maggiore.
Un interferometro misura i modelli di interferenza prodotti dalla sovrapposizione tra più segnali a diverse scale angolari, in questo caso dovute alla distanza fisica tra le singole antenne; questi modelli vengono chiamati visibilità.

Considerando un sistema di sole due antenne (Romano 2021; Birkinshaw e Lancaster 2005) puntate sullo stesso oggetto (Figura 1.5) che emette a frequenza $\nu$, la differenza di cammino che il fotone percorre, pari a $b \sin\theta$, produce un ritardo del segnale che indichiamo con $\tau = \vec{b} \cdot \hat{s}/c = b \sin\theta/c$, con $c$ velocità della luce nel vuoto e $\hat{s}$ versore in direzione della sorgente; di questo se ne dovrà tener conto per fare in modo che il segnale arrivi con la stessa fase al correlatore.
La tensione misurata alle due antenne sarà rispettivamente

$$V_1 = Ve^{i\omega(t+\tau)} \quad \text{e} \quad V_2 = Ve^{i\omega t}$$

dove $\omega = 2\pi\nu$.

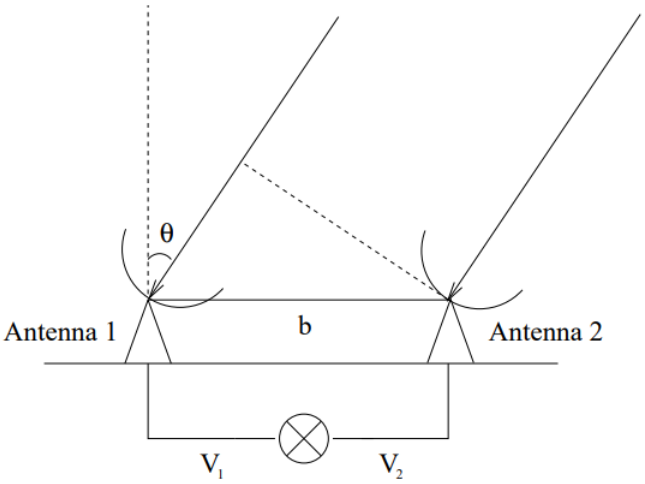



Figura 1.5: b corrisponde alla baseline, la distanza fisica tra le due antenne; $\theta$ è l'angolo compreso tra la sorgente e la normale al piano verticale. Figura tratta da (Birkinshaw e Lancaster 2005).

Il segnale in uscita al correlatore sarà dato da

$$A(\tau) = V_1 V_2 = \int V^2 e^{-i\omega\tau} d\tau.$$

Convenzionalmente si esprime il vettore $\vec{b}$ della baseline in coordinate $(u, v, w)$, dove $w$ è nella direzione della sorgente, $u$ e $v$ puntano rispettivamente a est e nord, viste dalla posizione della sorgente; le distanze sono misurate in unità di lunghezza d'onda. Inoltre, la posizione della sorgente nel cielo è descritta dalle coordinate $(l, n, m)$; si noti che $u$ e $v$ rappresentano la proiezione della baseline nel piano del cielo, di conseguenza si può riscrivere il segnale in uscita come

$$A(u, v) = \int\int V^2 e^{-2\pi i(ul+vm)} dl dm.$$

Si definisca $I$ la distribuzione di intensità nel cielo, essa è proporzionale alla potenza misurata dalle antenne che a sua volta è proporzionale a $V^2$, quindi si riscrive

$$A(u, v) = \int\int I(l, m) e^{-2\pi i(ul+vm)} dl dm$$

che si chiama visibilità complessa, ed è evidente che sia la trasformata di Fourier bidimensionale della distribuzione di luminosità del cielo $I(l, m)$, ovvero la quantità fisica a cui siamo interessati e che quindi possiamo ottenere tramite l'antitrasformata di Fourier

$$I(l, m) = \int\int A(u, v)e^{2\pi i(ul+vm)}dudv. \tag{1.1}$$

In una configurazione con più di due antenne, come quelle utilizzate da ALMA, ad ogni baseline corrisponderanno due visibilità $A(u, v)$ e $A(-u, -v)$ nel piano $(u, v)$ (dovuto al fatto che $A(u, v) \in \mathbb{C}$).
Per avere una maggiore e omogenea copertura del piano $(u, v)$ (un esempio in Figura 2.1) si possono aggiungere antenne poste a diverse *baseline* per sondare distanze angolari diverse; inoltre, sfruttando la rotazione terrestre, la proiezione delle baseline sul piano del cielo cambia sebbene la distanza fisica tra le antenne rimanga invariata (questo processo si chiama sintesi di rotazione terrestre o *aperture synthesis*); ovviamente, il tempo di osservazione incide particolarmente sulla copertura del piano.

Anche per tempi di osservazione molto lunghi il piano $(u, v)$ non verrà mai coperto completamente, si introduce quindi la funzione di campionamento $S(u, v)$ che vale l'unità dove viene raccolto il segnale, zero altrimenti. Possiamo così definire $I^D(l, m)$ (*dirty image*, o luminosità misurata del cielo) da (1.1)

$$I^D(l, m) = \int\int A(u, v)S(u, v)e^{2\pi i(ul+vm)}dudv.$$

Infine, dalla *dirty image* si può risalire alla luminosità del cielo $I$,

$$I^D = I \otimes B \tag{1.2}$$

dove $\otimes$ indica l'operazione di convoluzione e $B(l, m)$ è la *Point Spread Function*[6] (PSF), definita come l'antitrasformata di Fourier della funzione di campionamento

$$B(l, m) = \int\int S(u, v)e^{2\pi i(ul+vm)}dudv.$$

Questo processo, chiamato problema di deconvoluzione, viene solitamente fatto tramite l'algoritmo CLEAN (Högbom 1974); il cui procedimento può essere riassunto in questo modo:

1. si inizializza la mappa dei residui alla *dirty image*;
2. in modo iterativo, i picchi vengono sottratti dalla *dirty image* usando la *PSF*, o *dirty beam*, vengono poi aggiunti alla lista delle componenti pulite;
3. raggiunto un numero di iterazioni prestabilito (*niter*) o una differenza minima (*threshold*) tra la *dirty image* e la mappa dei reidui, le componenti pulite vengono convolute con un *clean beam* gaussiano;
4. infine, viene prodotta l'immagine pulita sommando le componenti pulite alla mappa dei residui.

[6]La Point Spread Function descrive la risposta del sistema ottico ad una sorgente puntiforme, ovvero come viene distribuito nell'immagine un punto luminoso osservato attraverso quel sistema.

Solitamente viene usata una funzione di peso per attribuire importanze diverse alle varie visibilità nel processo di ottenimento dell'immagine (M. Romano et al. 2022), in modo da tener conto delle variazioni di rumore tra i vari campioni o con lo scopo di migliorare la sensibilità.
Il peso *naturale* fornisce il maggior rapporto segnale-rumore (SNR) ma le immagini prodotte hanno minore risoluzione in quanto vengono favorite le baseline più corte.
Il peso *uniforme* favorisce invece le baseline più lunghe, fornendo una maggiore risoluzione angolare a discapito del SNR poiché la dispersione del rumore aumenta.
Infine, il peso *robusto di Briggs* permette, variando i parametri *robusti*, di avere dei pesi intermedi tra quello *naturale* e quello *uniforme*.

## 1.6 Osservatorio ALMA

ALMA si trova sull'altopiano Chajnantor, nel deserto dell'Atacama in Cile, a 5000 metri di altitudine; un'area in cui l'atmosfera è secca, rarefatta e con una minima presenza di vapore acqueo, essenziale per ridurre il rumore e l'attenuazione del segnale nel regime sub-mm/radio.

Le antenne sono suddivise in due gruppi principali, il *12m-array* composto da 50 antenne da 12 metri di diametro, e l'Atacama Compact Array (ACA), composto da 12 antenne da 7 metri (*7m-array*) e da 4 antenne da 12 metri (*Total Power*); quest'ultimo rimane solitamente in una configurazione fissa e viene usato per osservare strutture su larga scala che il *12m-array* non è in grado di campionare.

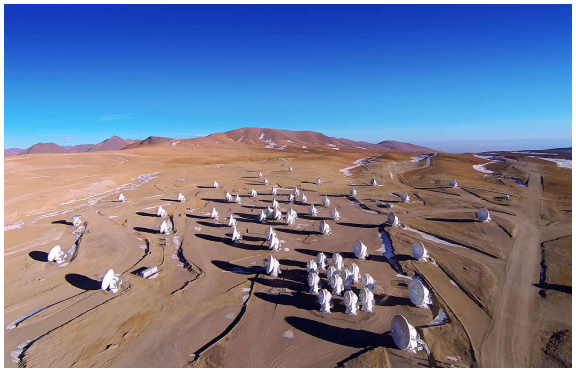


Figura 1.6: Immagine aerea che mostra l'altopiano Chajnantor dall'alto. Dozzine di antenne sono distribuite sull'altopiano e gettano ombra sulla sabbia rossa. Al centro dell'immagine è possibile vedere l'ACA. Crediti: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), A. Marinkovic/X-Cam.

L'intervallo di frequenze su cui opera ALMA[7] si divide in 10 bande, iniziando da 35 GHz in banda 1, fino a $\sim$ 950 GHz in banda 10, ovvero un intervallo nelle lunghezze d'onda tra 0.3 e 3.6 mm (in Figura 1.7 la frazione di trasmissione e la dipendenza dal PWV[8]).

Il campo visivo dell'interferometro dipende dalla dimensione delle singole antenne e dalla frequenza di osservazione, è quindi indipendente dalla configurazione usata. A 300 GHz, per le antenne da 12 metri vale $19''$ mentre vale $33''$ per le antenne da 7 metri; scala linearmente con la lunghezza d'onda.

[7]Per maggiori informazioni: https://almascience.eso.org/about-alma/alma-basics

[8]PWV: *precipitable water vapor*, indica la quantità totale di vapore acqueo presente in una colonna verticale di atmosfera. Influisce sulla quantità di segnale trasmesso dall'atmosfera.

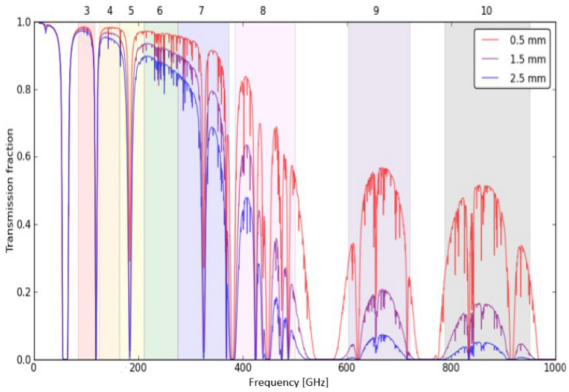



Figura 1.7: Bande osservabili con ALMA. Sull'asse delle ordinate la frazione di trasmissione atmosferica, dipende dalla presenza di vapore acqueo nell'atmosfera (pwv) (rosso: media annuale sull'altopiano, blu: maggiore presenza di vapore acqueo). Si noti come alcune bande vengano affette maggiormente dal meteo.

La risoluzione spaziale invece dipende dalla configurazione utilizzata, il *12m-array* permette 10 diverse configurazioni. La configurazione 1, la più compatta (*baseline* ∼160 m), permette una risoluzione che varia tra $0.5''$ osservando a 950 GHz fino a $4.3''$ a 110 GHz. Nella più estesa (*baseline* ∼16 km), la configurazione 10, la risoluzione varia da 20 mas a 230 GHz fino a 43 mas a 110 GHz.

## 1.7 ALPINE-ALMA survey

Una delle più recenti survey con lo scopo di studiare le proprietà del mezzo interstellare (ISM) nelle galassie a redshift $z = 4 \sim 6$ è stata ALPINE, *ALMA Large Program to INvestigate [CII] at Early times*.

Gli obiettivi di ALPINE (Le Fèvre et al. 2020) erano quelli di osservare la riga [CII] 158 $\mu$m in 118 galassie a $z = 4.4 \sim 5.9$; poi combinando i dati ALMA con fotometria multi-banda (UV-IR) per ricostruire il tasso di formazione stellare (SFR), il contenuto di gas, la struttura dinamica e la morfologia delle galassie.
La [CII] è stata rilevata nel 64% dei target con un rapporto segnale/rumore (SNR) maggiore di 3.5 (40% con SNR maggiore di 5); la frazione di non rilevazione potrebbe suggerire una bassa metallicità oppure un tasso di formazione stellare inferiore alla soglia di rilevabilità.

Sulla base di controlli visivi, è stato trovato un vasto insieme di tipi di galassie; tra i quali galassie in *merging* (40%), estese e dominate dalla dispersione (20%), compatte (13%), a disco in rotazione (11%) e il rimanente 16% con segnale troppo debole per essere classificate.

Essendo state usate solo le configurazioni compatte del *12m-array*, la 1 e la 2 dei cicli 5 e 6, la dimensione media del beam[9] era di $0''.85 \times 1''.13$. Questo ha portato a una buona frazione di rilevazione ma anche a una non totale risoluzione delle sorgenti; inoltre, l'uso del solo *12m-array* può aver portato a una perdita del flusso diffuso.

[9]Il beam viene definito dalla FWHM (larghezza a metà altezza) della PSF, indica la risoluzione della configurazione ed è determinato quindi dalla *baseline* massima.

Questo lavoro vuole, almeno qualitativamente, confermare se il mancato utilizzo di un elemento dell'ACA possa aver determinato una possibile perdita di flusso e identificare in ACA lo strumento giusto da considerare in eventuali osservazioni future.

## 1.8 Simulazioni SERRA

SERRA è un insieme di simulazioni cosmologiche ad alta risoluzione, con il fine di studiare le proprietà delle galassie ad alto redshift durante l'Epoca della Reionizzazione. L'articolo (Pallottini et al. 2022), in particolare, si concentra su un sottoinsieme di galassie a $z = 7.7$ con massa compresa tra $10^7$ e $5 \times 10^{10}$ masse solari e tassi di formazione stellare specifici (sSFR) di circa 100 $\mathrm{Gyr}^{-1}$, per galassie giovani e poco massicce, fino a circa 10 $\mathrm{Gyr}^{-1}$ per quelle più giovani e massicce.

Il progetto nasce dalla necessità della fisica cosmologica moderna di conoscere le proprietà delle galassie nell'Epoca della Reionizzazione ($z \gtrsim 5.5$) . Negli ultimi decenni sono state portate avanti diverse survey, nell'ottico e nell'infrarosso, per identificare galassie, misurare i loro tassi di formazione stellare e seguire l'evoluzione della loro crescita in massa fino a $z \sim 10$.
Lo studio dell'ISM ad alti redshift è ancora ai suoi albori, ma è cruciale per rispondere a domande fondamentali sulla formazione delle galassie; combinare simulazioni e future osservazioni potrebbe essere fondamentale per comprendere come nascono ed evolvono le galassie attraverso l'Epoca della Reionizzazione.

Inoltre, il progetto SERRA (Pallottini et al. 2022) conferma che le galassie primordiali si dispongono sulla relazione standard [CII]-SFR; una correlazione ancora in fase di studio che lega la luminosità della riga [CII] con il tasso di formazione stellare, ancora però non si è riusciti a verificare la causalità tra le due quantità.

Per le simulazioni di questa tesi verrà utilizzato come modello iniziale uno dei risultati di SERRA.

## 1.9 Obiettivi della tesi

Per quanto detto in precedenza, l'analisi della riga [CII] 158 $\mu$m si rivela essere importante nello studio del mezzo interstellare ad alti redshift, in particolare nell'Epoca della Reionizzazione. L'avvento di osservatori come ALMA ha definito un punto di svolta nell'osservazione dell'Universo freddo e polveroso fino alla comparsa delle prime galassie, grazie alla loro sensibilità e risoluzione senza precedenti.

L'obiettivo di questa tesi è quindi quello di individuare la configurazione di ALMA in grado di recuperare la maggiore frazione di flusso totale della riga [CII] in galassie ad alto redshift, attraverso l'analisi di simulazioni effettuate con il software CASA.
Un occhio di riguardo sarà riservato all'Atacama Compact Array, e in particolare al *7m-array*. L'ipotesi alla base di questo lavoro è che l'utilizzo di questa configurazione porti alla raccolta della maggiore frazione possibile di flusso totale.

In seguito verrà descritto il software con le sue varie funzioni principali e sarà poi presentata la modalità con cui sono state eseguite le simulazioni.
Infine verranno esposti i risultati di questo lavoro e ciò che possiamo dedurre da essi.

# 2 | Software CASA

CASA[1], il *Common Astronomy Software Applications*, è il principale software di analisi dati per ALMA e il Karl G. Jansky Very Large Array (VLA), oltre ad essere usato per altri radiotelescopi.

## 2.1 Simulazioni con CASA

Il software permette di simulare osservazioni e set di dati da ALMA, VLA e altri osservatori, presenti e futuri. Non solo permette di comprendere le capacità di questi strumenti per condurre ricerche scientifiche, ma è anche utile per fissare dei parametri di riferimento per le prestazioni e l'utilità del software nel processare veri set di dati.
Nel nostro caso si è utilizzato per produrre e confrontare decine di simulazioni al variare delle possibili configurazioni di ALMA e dei parametri delle varie funzioni disponibili nel software.

Le principali funzioni utilizzate per le simulazioni sono le seguenti:

- *simobserve*: permette di simulare e creare dei *MeasurementSets* (MS) artificiali, ovvero dei set di dati al cui interno sono contenute le visibilità (la copertura del piano $(u, v)$);
- *simanalyze*: usato per ottenere l'immagine pulita dai MS prodotti da *simobserve* e analizzarla;
- *simalma*: questa funzione combina *simobserve* e *simanalyze* richiamandoli al suo interno più volte, permette risultati più veloci ma fornisce meno libertà nella modifica dei parametri.

### 2.1.1 Simobserve

Questa funzione svolge due compiti: crea un'immagine modello rappresentativa della distribuzione di luminosità del cielo e crea il MS, la visibilità nel piano $(u, v)$.

Il modello viene creato a partire da un'immagine FITS (*Flexible Image Transport System*) rappresentante l'oggetto che si vuole simulare (*Skymodel*); attraverso i parametri richiesti dalla funzione vengono poi riscalati gli assi spaziali, la risoluzione dell'immagine e il flusso per approssimare ciò che si osserverebbe per un target con queste caratteristiche al variare della sua distanza.

[1] Per maggiori informazioni: https://casadocs.readthedocs.io/en/stable/index.html

Infine, si fornisce la lista delle configurazioni di antenne che si vogliono utilizzare per la simulazione, il tempo di osservazione per ciascuna di esse, la frequenza che si vuole osservare ed eventuali parametri per simulare del rumore aggiuntivo.
Verrà fornito come risultato uno skymodel riscalato, il MS contenente le visibilità e la PSF calcolata a partire dalla copertura del piano $(u, v)$.

In Figura 2.1 è riportato un esempio di copertura del piano $(u, v)$ tratto da una delle simulazioni effettuate; in questo caso è stata usata la configurazione più compatta ottenibile con il *12m-array*, nella quale la baseline massima è $\sim 160$ m. La frequenza dell'osservazione è $\nu \sim 351$ GHz corrispondente a $\lambda \sim 0.9$ mm.

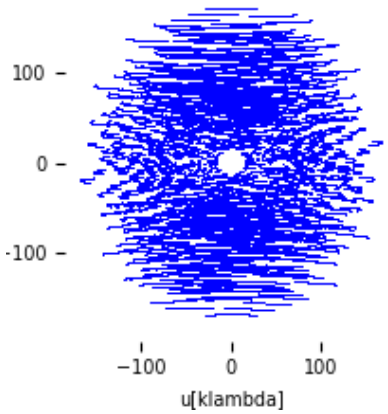



Figura 2.1: Esempio di copertura del piano $(u, v)$, output di una simulazione con CASA.

### 2.1.2 Simanalyze

Questa operazione richiede in ingresso le visibilità contenute nel MS e da queste produce l'immagine finale utilizzando la funzione *tclean*, ovvero un processo iterativo di pulizia dell'immagine prodotta dalle visibilità (*dirty image*) che segue i passaggi dell'algoritmo CLEAN. La funzione *tclean* ammette la gestione di diversi parametri, i più importanti per questo lavoro sono: il deconvolver[2] (utile variarlo per osservazioni che riguardano oggetti puntiformi, sorgenti estese o una combinazione delle due precedenti categorie), la soglia minima alla quale l'algoritmo si ferma (*threshold*) e il numero massimo di iterazioni del processo (*niter*).
In particolare, i parametri *threshold* e *niter* saranno oggetto di discussione nel corso di questo lavoro, in quanto la loro gestione può incidere in maniera significativa sulla produzione di un'immagine il più conforme possibile al modello in input, e di conseguenza determinare la differenza tra una buona simulazione e una meno ottimale.

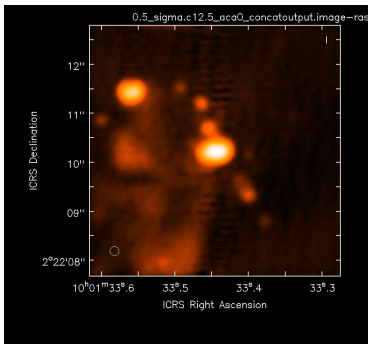
Una volta prodotta l'immagine pulita, *simanaluze* calcola e mostra la differenza tra il modello in input (*skymodel*) e l'immagine osservata (prodotta dalla simulazione, dopo il processo di pulizia), la mappa dei residui dall'algoritmo CLEAN e l'immagine *fidelity* definita come

$$\frac{I}{|I - T|},$$

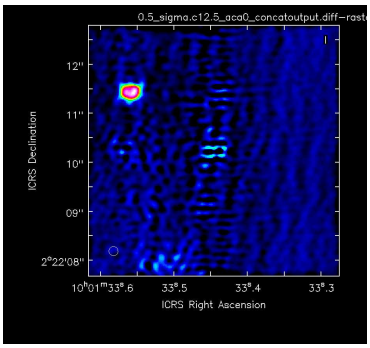
[2] Il deconvoler è uno strumento che, durante il processo di pulizia dell'immagine, ha lo scopo di correggere le distorsioni introdotte dalla simulazione, restituendo una versione dell'immagine più vicina possibile alla distribuzione reale della sorgente osservata.

dove $I$ è l'immagine osservata e $T$ è la vera mappa di intensità, data in questo caso dallo *skymodel*.

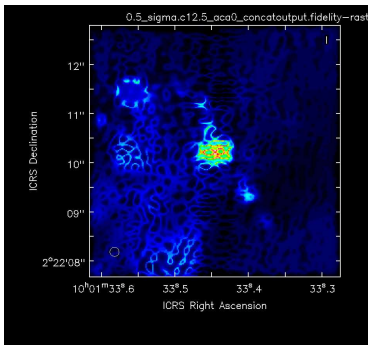
Una buona riuscita dell'utilizzo dell'algoritmo CLEAN dovrebbe produrre delle immagini *differenza, fidelity e residui* in cui non è possibile facilmente osservare delle strutture presenti nella *dirty image*.
In Figura 2.2, in particolare in (b) e (c) vengono forniti degli esempi di processi di pulizia non ottimali; in (d) non si osservano strutture riconducibili a quelle presenti nel modello (per un confronto visivo si osservi l'immagine pulita (a)) e questo è indicatore di un utilizzo ideale dell'algoritmo di pulizia.



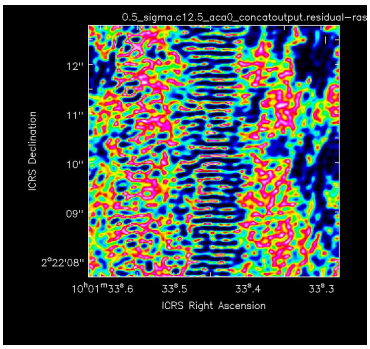

(a) Immagine pulita




(b) Differenza




(c) Fidelity




(d) Mappa dei residui

Figura 2.2: Esempio di risultati della funzione *simanalyze*, nelle immagini *Differenza* e *Fidelity* si noti la presenza di strutture non casuali come invece ci si aspetterebbe.

## 2.2 Visualizzare immagini con CASA

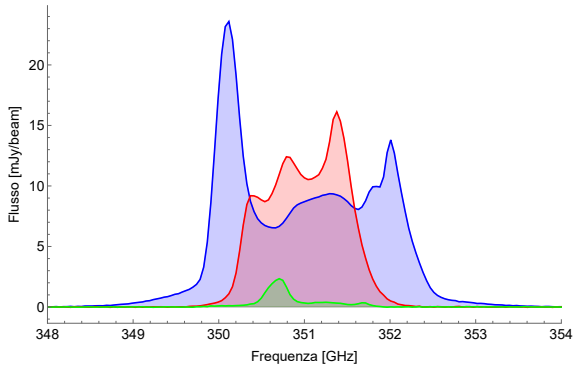
Per visualizzare le immagini si utilizza la funzione *imview*; fornisce anche utili strumenti per l'analisi dei dati, come la possibilità di visualizzare la distribuzione del flusso attraverso degli istogrammi, di interpolare (con funzioni gaussiane o meno) regioni dell'immagine, di osservare lo spettro in varie regioni del cielo nel caso di datacubi, dove la terza dimensione si riferisce alla frequenza (un esempio di spettri è riportato in Figura 3.1).

# 3 | Configurazione ed Esecuzione Simulazioni

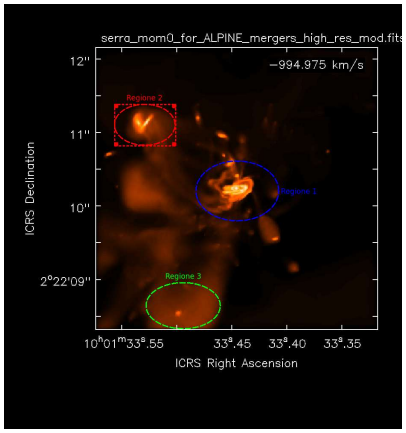
## 3.1 Skymodel

Come *skymodel* si è scelto di utilizzare il risultato di una simulazione ad alta risoluzione (SERRA (1.8), (Pallottini et al. 2022)) del gas ([CII]) in galassie in merging ad alto redshift.

Il modello è un datacubo, ovvero un set di dati tridimensionale, in cui le prime due dimensioni rappresentano la posizione angolare sul cielo[1] e la terza dimensione rappresenta la frequenza osservata, spesso convertita in velocità radiale tramite l'effetto Doppler. Ogni *voxel* (elemento 3D del datacubo, come un pixel ma in 3D) contiene un valore di intensità in Jy/beam.km/s misurato in una specifica banda passante (canale).
Al variare dei canali, e quindi della frequenza osservata, si può visualizzare come varia lo spettro della sorgente. In Figura 3.1 è riportato lo spettro (a) di tre regioni dello *skymodel* evidenziate all'interno del modello (b).




(a) Spettro delle regioni.




(b) Immagine 2D del cubo collassato con le regioni evidenziate.

Figura 3.1: Spettro di alcune regioni interessanti all'interno del datacubo SERRA.

Il datacubo è stato poi fatto collassare[2], integrando sui canali che contengono la riga

[1] Le due informazioni spaziali sono rispettivamente la *Right Ascension (RA)* e la *Declination (Dec)*.

[2] Per collassato si intende che, fissata la posizione spaziale, vengono sommati i valori di ogni voxel, aventi dimensione Jy/beam.km/s, al variare della terza dimensione (definita in frequenza o velocità radiale) ottenendo così dei valori per ogni pixel in Jy/beam.

[CII], per ottenere un'immagine 2D contenente la sola informazione spaziale. Il modello è infine stato riscalato in modo da avere lati di $5''.12$, o equivalentemente, di circa 34.5 kpc a $z \sim 4.4$[3].

Considerando che la frequenza a riposo della riga [CII] è circa $\nu_{rest} \simeq 1900$ GHz, alla distanza considerata si ottiene una frequenza osservata pari a $\nu \simeq 351$ GHz, la quale si trova all'interno della banda 7 di ALMA; è stata quindi impostata in questo modo la frequenza di osservazione nella simulazione, banda confermata anche dallo spettro delle regioni nel datacubo (Figura 3.1).

## 3.2 Configurazioni

Modellato lo *skymodel* in input si è passati alla creazione dei MS contenenti le visibilità utilizzando la funzione *simobserve*. Si è scelto di utilizzare per le osservazioni le configurazioni dalla c12.1 alla c12.6, dove c12 indica una configurazione del cycle12 di ALMA, ovvero quello attuale. In configurazioni più estese della c12.6 la baseline minima aumenta, comportando una peggiore scala angolare massima recuperabile ($\theta_{MRS}$) e, di conseguenza, una perdita di sensibilità a strutture estese che potrebbe portare a una sottostima del flusso integrato.

Al variare del tempo di osservazione non si sono notate grandi differenze per gli obiettivi di questa tesi, si è quindi scelto un tempo di integrazione di 3h per ogni configurazione del *7m-array* e di 22h per il *7m-array* dell'Atacama Compact Array. La gestione del tempo di osservazione è importante in osservazioni reali in quanto idealmente la dispersione del rumore segue la legge $\sigma_{noise}(t) \propto \frac{1}{\sqrt{t}}$, è quindi di fondamentale importanza nel caso si voglia ottenere un rapporto segnale-rumore (SNR) sopra determinate soglie.

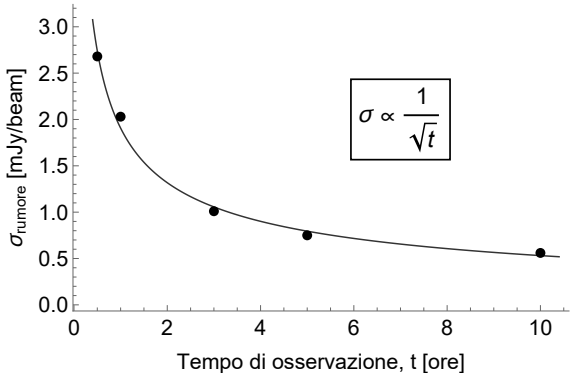



Figura 3.2: Verifica della legge sulla dispersione del rumore.

La Figura 3.2 mostra la verifica della legge di dispersione del rumore al variare del tempo di osservazione; si sono eseguite diverse simulazioni con gli stessi parametri al variare del solo tempo di osservazione. Calcolata la dispersione del rumore, si è poi messa in relazione con il tempo stesso.

Si è poi creato un MS per ogni configurazione singola, quindi un totale di 7 MS (1 per l'ACA e gli altri 6 del *12m-array* dal c12.1 al c12.6). Utilizzando la funzione *concat*, fornita da CASA, si è poi combinata ogni singola configurazione del *12m-array* con quella compatta del *7m-array*, creando ulteriori 6 MS per un totale di 13.

[3] A $z \sim 4.4$, $1''$ corrisponde a circa 6.75 kpc.

Di seguito si riportano per ogni configurazione singola[4] la baseline massima e minima, la risoluzione angolare $\theta_{res}$ e la massima scala angolare recuperabile $\theta_{MRS}$.

| Configurazione | ACA | c12.1 | c12.2 | c12.3 | c12.4 | c12.5 | c12.6 |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| Baseline minima (m) | 8.7 | 14.6 | 14.6 | 14.6 | 14.6 | 14.6 | 14.6 |
| Baseline massima (m) | 45 | 160.7 | 313.7 | 500.2 | 783.5 | 1397.9 | 2516.9 |
| $\theta_{res}$ (arcsec) | 3.68 | 0.93 | 0.88 | 0.62 | 0.38 | 0.23 | 0.13 |
| $\theta_{MAS}$ (arcsec) | 19.3 | 8.25 | 6.54 | 4.68 | 3.26 | 1.94 | 1.19 |

Tabella 3.1: Specifiche delle diverse configurazioni di ALMA utilizzate.

## 3.3 Immagine e analisi

Avendo ora a disposizione i MS, si è utilizzato *simanalyze* per produrre l'immagine pulita attraverso il processo *tclean*; successivamente si sono analizzati i risultati.

La funzione *tclean* utilizza i pesi di *Briggs*; si è impostato un alto numero di iterazioni ($niter$=$10^5$) mentre per fissare la *threshold* non è stato immediato. Solitamente si adopera un valore proporzionale alla dispersione del rumore della *dirty image*; nel nostro caso la media del rumore ($\mu_{noise}$) non era nulla e quindi si è optato per una *threshold* pari a $\mu_{noise} + 0.5\sigma_{noise}$. Con fattori maggiori di 0.5 la *threshold* veniva raggiunta prima di una completa pulizia dell'immagine, lasciando una componente di rumore artificiale non trascurabile.
Un'altra scelta è stata quella di fissare invece un valore uguale per tutte le configurazioni (pari a 1 mJy); in linea teorica l'utilizzo di una *threshold* fissa incide maggiormente sulle configurazioni combinate (ACA + *12m-array*) che generalmente hanno rumore maggiore rispetto alle singole configurazioni del *12m-array*.

Successivamente verranno presentati con la dicitura *threshold 0.5*$\sigma_{noise}$ i risultati con soglia variabile e con *threshold 1 mJy* quelli con soglia fissa.

Inoltre, per questo lavoro, si è scelto di mantenere il deconvolver *Clark*, default in simanalyze; questo deconvolver è ottimo per sorgenti puntiformi ma probabilmente non il migliore per lo studio di strutture estese come quelle presenti in questo lavoro. Come verrà discusso in seguito, l'utilizzo di un deconvolver *multiscale* potrebbe migliorare ulteriormente i risultati ottenuti.

## 3.4 Calcolo del flusso integrato

L'ultimo step di questa analisi è stato il calcolo del flusso integrato delle simulazioni. Si è proceduto inizialmente isolando cinque regioni contenenti componente di gas diffusa (Figura 3.3), da interpolare con una gaussiana bidimensionale. Questo approccio non si è rivelato ideale in quanto sono sorti diversi problemi, in particolare sulla convergenza di queste interpolazioni, essendo la forma delle diverse sorgenti non facilmente approssimabile.

[4] Poiché $\theta_{MAS}$ e $\theta_{res}$ dipendono dalla baseline minima e massima rispettivamente vengono riportate solo i valori per le 7 configurazioni singole, quelle combinate hanno $\theta_{MAS}$ del *7m-array* e $\theta_{res}$ della configurazione più estesa appartenente al *12m-array*.

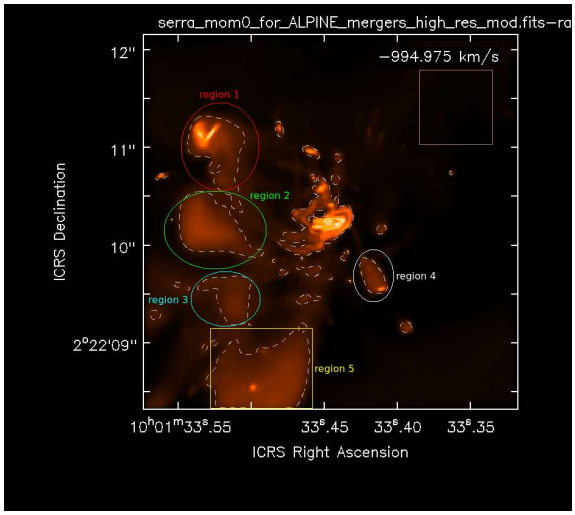



Figura 3.3: Le 5 regioni analizzate inizialmente e l'area priva di sorgenti (in marrone) selezionata per calcolare media e dispersione del rumore.

La scelta è quindi stata quella di calcolare il flusso integrando direttamente i valori dei singoli pixel sull'intera immagine, considerando solo tali pixel i cui valori sono superiori a una determinata soglia, dettata dalla media e dalla dispersione del rumore:

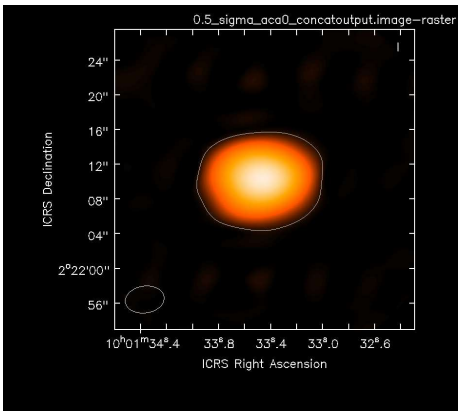
$$soglia_{flusso} = \mu_{noise} + 3\sigma_{noise}$$

Per stimare la media $\mu_{rumore}$ e la dispersione $\sigma_{rumore}$ del rumore si è scelta una regione dello *skymodel* priva di sorgenti (riquadro marrone in Figura 3.3), si è calcolata la soglia per il flusso e si è proceduto con il calcolo del flusso integrato.
Ogni pixel dell'array bidimensionale contiene un valore relativo alla luminosità dell'area di cielo che copre, in unità di Jy/beam; sommando su tutti i pixel validi, ovvero con valore superiore alla soglia, si ottiene un risultato in Jy.pixel/beam e quindi, per arrivare all'unità del flusso in Jy, si è normalizzato il risultato dividendo la somma per l'area del beam in pixel. I grafici dei risultati sono riportati in Figura 4.2.

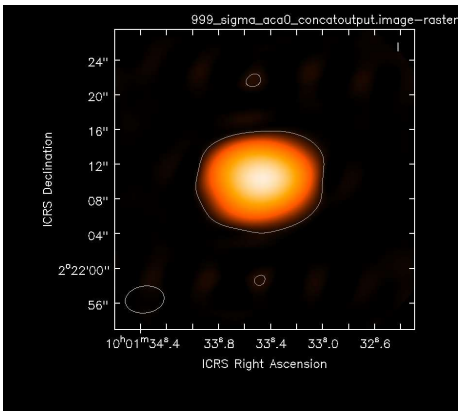
Si è poi analizzata visivamente l'immagine prodotta dalla simulazione, a cui è stata sovraimposta la linea di livello che delimita i pixel validi per il calcolo del flusso; alcuni esempi sono riportati in Figura 4.1 mentre tutti i risultati delle simulazioni possono essere trovati in Appendice A

# 4 | Risultati

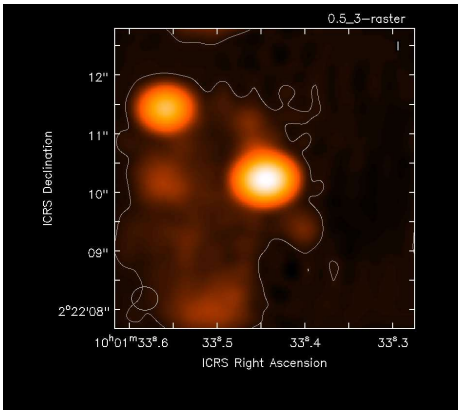
## 4.1 Simulazioni osservazioni ALMA



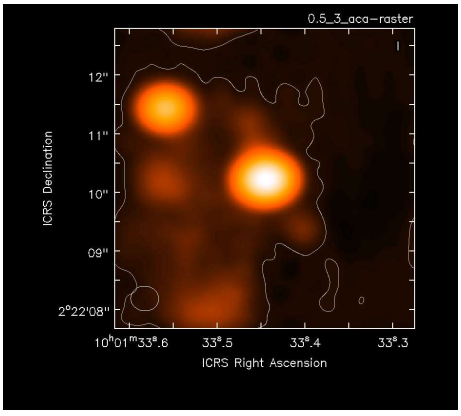

(a) ACA, *threshold* $0.5\sigma_{noise}$




(b) ACA, *threshold 1 mJy*




(c) c12.3, *threshold* $0.5\sigma_{noise}$




(d) c12.3 + ACA, *threshold* $0.5\sigma_{noise}$

Figura 4.1: Alcune delle immagini simulate. Nella prima riga confronto tra le due *threshold* di *tclean* con la singola configurazione del *7m-array*. Nella seconda riga a confronto la presenza o meno dell'ACA. Si rimanda a Appendice A per tutte le figure.

In Figura 4.1 sono riportate alcune delle immagini risultato delle simulazioni; si ricorda che la linea di livello indica la soglia su cui è stato calcolato il flusso integrato, mentre nell'angolo in basso a sinistra dell'immagine è riportata la dimensione del beam.

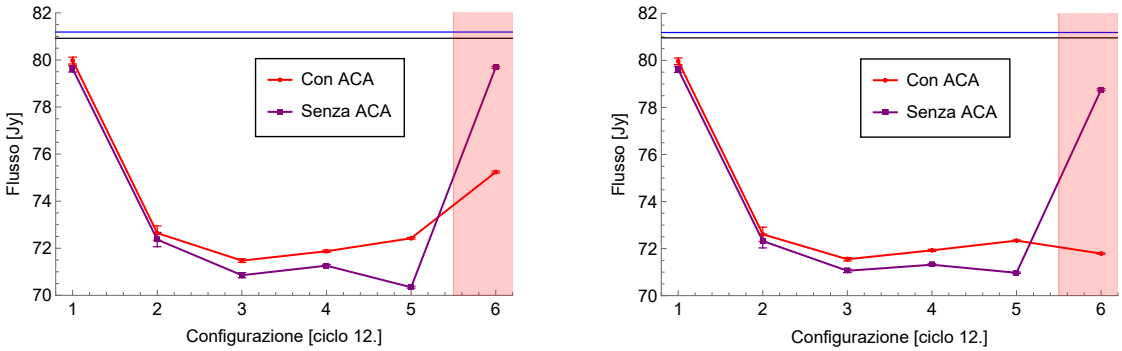
In particolare (a) e (b) raffigurano il risultato del solo utilizzo del *7m-array*. Si noti la dimensione del beam e come questo influenzi la dimensione angolare coperta della sorgente, più che raddoppiata rispetto agli esempi (c) e (d); questo si ripercuote anche sulla risoluzione dell'immagine e quindi sulla perdita di capacità nel risolvere le diverse strutture che compongono il target.
Sopra e sotto la sorgente, inoltre, si notano delle strutture simmetriche; si tratta di artefatti di rumore prodotti dalla simulazione e, nel caso specifico di (b), alcuni di questi segnali sono sufficientemente forti da rientrare nella soglia del calcolo del flusso; sarà fonte di discussione nel capitolo dedicato alle conclusioni.

In figura (c) e (d) si riportano a titolo di esempio un confronto tra due simulazioni, una con sola configurazione c12.3 del *12m-array* (c) e un'altra con la configurazione *7m-array* dell'ACA in aggiunta alla stessa configurazione del *12m-array* (d). La risoluzione angolare di queste due immagini è molto simile[1] ma si nota un aumento della frazione di area con flusso maggiore della soglia; questo contribuirà in modo minore alla differenza sistematica in flusso raccolto tra la presenza o meno dell'ACA che si nota in Figura 4.2.

Si rimanda all'Appendice A per le altre immagini.

## 4.2 Analisi del flusso recuperato

In Figura 4.2 viene riportata la variazione del flusso integrato dell'immagine simulata al variare della configurazione di ALMA utilizzata. Le linee orizzontali indicano il flusso integrato dello *skymodel* (in blu), pari a $(81.186 \pm 0.003)$ Jy, e della sola configurazione *7m-array* di ACA (in nero), pari a $(80.92 \pm 0.06)$ Jy in (a) e $(80.96 \pm 0.05)$ Jy in (b).




(a) Con threshold a 0.5 noise

(b) Con threshold fissata a 1 mJy

Figura 4.2: Grafico risultati; in blu il flusso integrato dello *skymodel*, in nero il flusso integrato della simulazione con solo l'ACA (*7m-array*).

Per la stima degli errori si è tenuto conto della dispersione del rumore, calcolata come descritto in precedenza, e del fatto che i vari pixel sono correlati tra loro in quanto convoluti con il beam della configurazione. In particolare

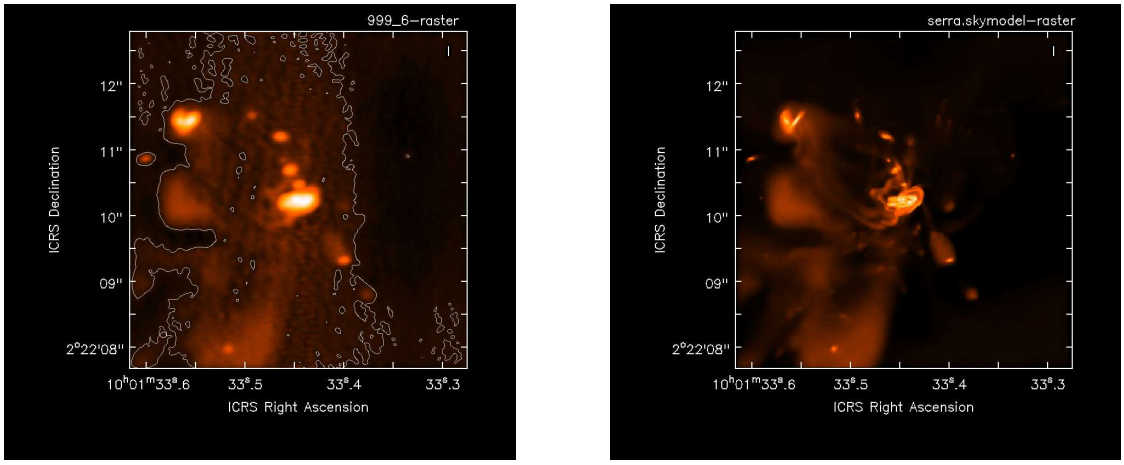
$$\sigma_{flusso} = \sigma_{rumore} \cdot \sqrt{N_{beam}}$$

[1]Non perfettamente uguale in quanto la determinazione del beam dipende dalla baseline massima, che in questo caso coincide, ma anche da altri fattori che incidono in maniera minore.

dove $N_{beam}$ indica il numero di beam indipendenti; ovvero il numero di pixel utilizzati nel calcolo del flusso divisi per l'area di un singolo beam in pixel

$$N_{beam} = \frac{N_{pix}}{A_{beam}}$$

La singola configurazione c12.6 presenta un flusso maggiore di quello che ci si aspetterebbe[2]; il motivo di questo risultato pare ovvio nel momento in cui si osserva l'immagine risultato della simulazione. Questa presenta delle ampie aree di segnale in zone che nello skymodel sarebbero più povere; questi artefatti, probabilmente dovuti alla non completa pulizia delle immagini tramite tclean, sono ovviamente andati a influire sul flusso totale dell'immagine.




(a) Configurazione c12.6 *threshold 1 mJy*

(b) Skymodel da SERRA

Figura 4.3: Confronto tra la configurazione c12.6 e lo *skymodel*, si noti la presenza di segnale sopra soglia anche dove non dovrebbe essere presente.

Da un punto di vista qualitativo, i risultati con le diverse threshold sono molto simili, l'uso combinato di una configurazione compatta (ACA) e di una estesa (*12m-array*) fornisce un flusso maggiore rispetto all'utilizzo di una sola configurazione estesa del *12m-array*. Quantificando l'aumento sistematico del flusso raccolto combinando le configurazioni del *12m-array* con l'ACA: questo aumento vale in media 0.79 Jy con la *threshold* $0.5\sigma_{noise}$ e 0.62 Jy con la *threshold 1 mJy*; un aumento di circa l'1%.

Inoltre, la configurazione che massimizza il flusso totale raccolto è la configurazione *7m-array* dell'ACA usata singolarmente, con una frazione superiore al 99.5% del flusso contenuto nello *skymodel*.

[2]Avendo una baseline grande ci si aspetta una massima scala angolare recuperabile bassa, e quindi un flusso minore.

# 5 | Conclusioni e Prospettive Future

## 5.1 Conclusioni

Dai risultati riportati nel Capitolo 4 si può concludere che combinare una configurazione compatta, come il *7m-array* dell'Atacama Compact Array, e una estesa del *12m-array* comporta un aumento del flusso raccolto sebbene in quantità non così incisiva, ovvero dell'ordine dell'1%.
Se invece si considerano osservazioni con il solo utilizzo del *7m-array*; dalle simulazioni si evince che potrebbe essere in grado di recuperare frazioni importanti (in questo caso fino al 99% e più) del flusso totale.

Concludendo, i tempi di osservazione richiesti (22h per l'ACA e 3h per il *12m-array*) per l'utilizzo combinato dei due array potrebbero non essere giustificabili dalla maggiore frazione di flusso raccolto, in quanto non così rilevante. L'utilizzo dell'ACA in solitaria ha fornito invece risultati che vanno a confermare le ipotesi iniziali; ovvero, si conferma essere la configurazione ideale di ALMA da utilizzarsi quando l'obiettivo principale è la massima raccolta del flusso totale del target.
Inoltre, essendo una delle configurazioni meno richieste tra quelle proposte da ALMA per le osservazioni, avrebbe il vantaggio di essere favorita in future richieste all'osservatorio per ottenere tempo di osservazione.

### 5.1.1 Interrogativi

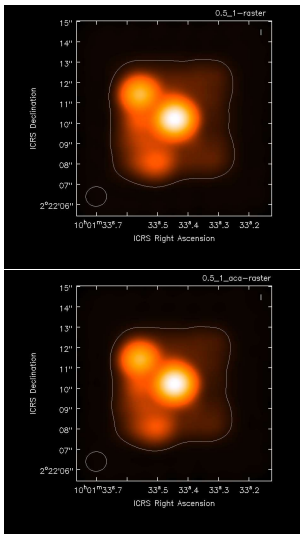
Da un'analisi visiva delle immagini prodotte dalle simulazioni nascono diversi interrogativi, in particolare sul peso che ha l'algoritmo di pulizia dell'immagine sul flusso totale e sui parametri che vengono utilizzati in esso (numero di iterazioni *niter* e *threshold* soglia per il blocco del processo iterativo).
Un altro interrogativo che nasce è dato anche dal deconvolver utilizzato durante l'algoritmo CLEAN. L'utilizzo di un deconvolver più adatto a strutture estese (ad esempio il deconvolver *multiscale*) potrebbe migliorare notevolmente i risultati, riducendo il peso del rumore nella soglia di calcolo del flusso totale e correggendo eventuali artefatti introdotti in fase di simulazione dal software CASA.

Una maggiore comprensione, oltre a un utilizzo più accurato, del software CASA può sicuramente portare a risultati più accurati anche dal punto di vista quantitativo.

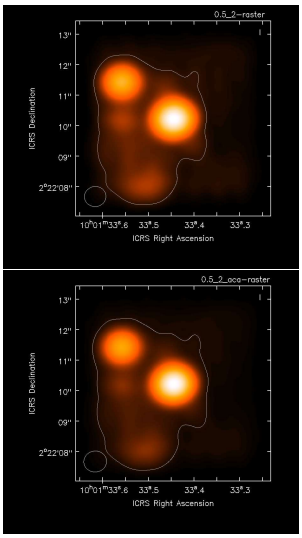
### 5.1.2 Prospettive future

Oltre alla conferma delle ipotesi iniziali, questo lavoro vuole fare un piccolo passo nell'indicare una possibile direzione per lavori futuri; in particolare, di nuove osservazioni di sorgenti già studiate in altre survey (ad esempio ALPINE), con lo scopo di recuperare il maggior flusso possibile e, di conseguenza, ricavare maggiori informazioni.

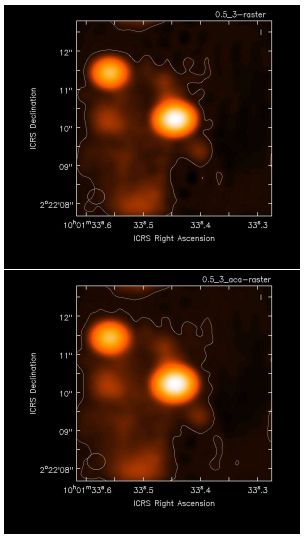
# A | Figure



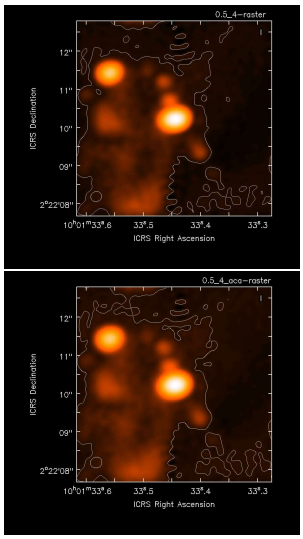

(a) c12.1.



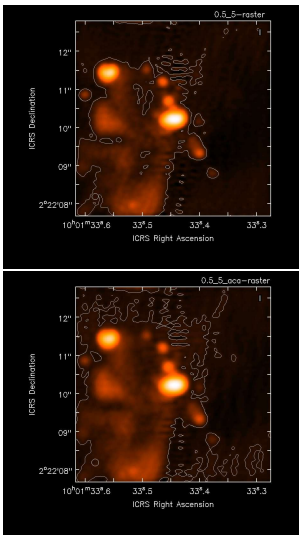

(b) c12.2.



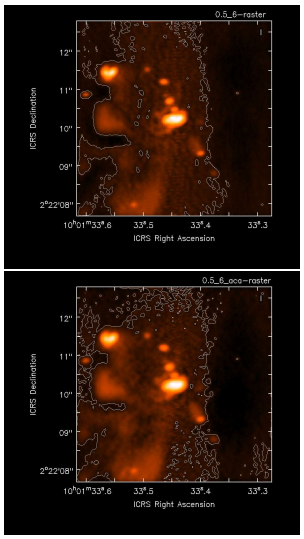

(c) c12.3.




(d) c12.4.

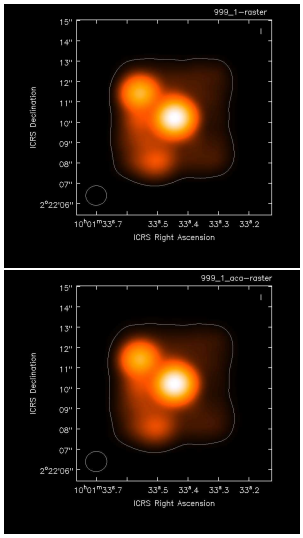



(e) c12.5.

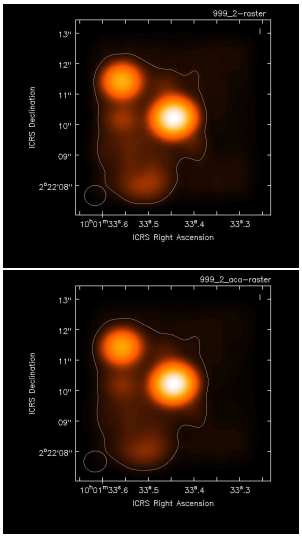



(f) c12.6.

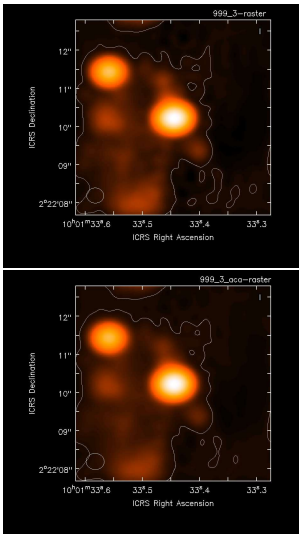
Figura A.1: Per ogni coppia di immagini, quella superiore è la simulazione con la configurazione estesa appartenente al *12m-array*, mentre quella inferiore simula l'aggiunta dell'ACA (*7m-array*). *Threshold* $0.5\sigma_{noise}$.



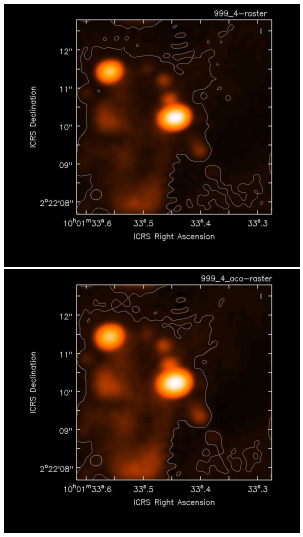

(a) c12.1.



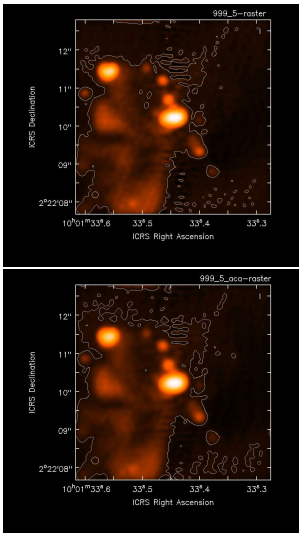

(b) c12.2.



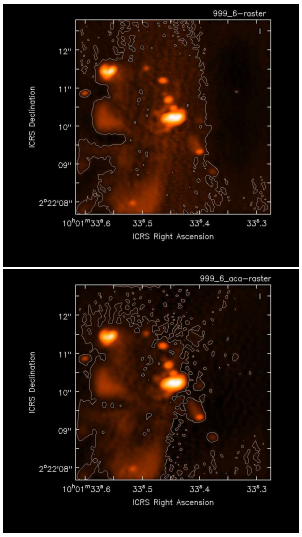

(c) c12.3.




(d) c12.4.




(e) c12.5.




(f) c12.6.

Figura A.2: Per ogni coppia di immagini, quella superiore è la simulazione con la configurazione estesa appartenente al *12m-array*, mentre quella inferiore simula l'aggiunta dell'ACA (*7m-array*). *Threshold 1 mJy.*

# Bibliografia


Peng, Ying-jie et al. (set. 2010). «Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function». In: *The Astrophysical Journal* 721.1, pp. 193–221. DOI: 10.1088/0004-637X/721/1/193. arXiv: 1003.4747 [astro-ph.CO].

Carilli, C. L. e F. Walter (ago. 2013a). «Cool Gas in High-Redshift Galaxies». In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 51.1, pp. 105–161. DOI: 10.1146/annurev-astro-082812-140953. arXiv: 1301.0371 [astro-ph.CO].

Rodighiero, G. et al. (ott. 2011). «The Lesser Role of Starbursts in Star Formation at z = 2». In: *The Astrophysical Journal Letters* 739.2, L40, p. L40. DOI: 10.1088/2041-8205/739/2/L40. arXiv: 1108.0933 [astro-ph.CO].

Madau, Piero e Mark Dickinson (ago. 2014). «Cosmic Star-Formation History». In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 52, pp. 415–486. DOI: 10.1146/annurev-astro-081811-125615. arXiv: 1403.0007 [astro-ph.CO].

Goldsmith, Paul F. et al. (nov. 2012). «Collisional Excitation of the [C II] Fine Structure Transition in Interstellar Clouds». In: *The Astrophysical Journal Supplement* 203.1, 13, p. 13. DOI: 10.1088/0067-0049/203/1/13. arXiv: 1209.4536 [astro-ph.GA].

Stacey, G. J. et al. (dic. 2010). «A 158 $\mu$m [C II] Line Survey of Galaxies at z ~1-2: An Indicator of Star Formation in the Early Universe». In: *The Astrophysical Journal* 724.2, pp. 957–974. DOI: 10.1088/0004-637X/724/2/957. arXiv: 1009.4216 [astro-ph.CO].

Carilli, C. L. e F. Walter (ago. 2013b). «Cool Gas in High-Redshift Galaxies». In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 51.1, pp. 105–161. DOI: 10.1146/annurev-astro-082812-140953. arXiv: 1301.0371 [astro-ph.CO].

Lagache, G., M. Cousin e M. Chatzikos (gen. 2018). «The [CII] 158 $\mu$m line emission in high-redshift galaxies». In: *Astronomy & Astrophysics* 609, A130, A130. DOI: 10.1051/0004-6361/201732019. arXiv: 1711.00798 [astro-ph.GA].

De Looze, Ilse et al. (ago. 2014a). «The applicability of far-infrared fine-structure lines as star formation rate tracers over wide ranges of metallicities and galaxy types». In: *Astronomy & Astrophysics* 568, A62, A62. DOI: 10.1051/0004-6361/201322489. arXiv: 1402.4075 [astro-ph.GA].

Vallini, L. et al. (nov. 2015). «On the [CII]-SFR Relation in High Redshift Galaxies». In: *The Astrophysical Journal* 813.1, 36, p. 36. DOI: 10.1088/0004-637X/813/1/36. arXiv: 1507.00340 [astro-ph.GA].

Romano, M. et al. (apr. 2022). «The ALPINE-ALMA [CII] survey: The population of [CII]-undetected galaxies and their role in the $L_{[CII]}$-SFR relation». In: *Astronomy & Astrophysics* 660, A14, A14. DOI: 10.1051/0004-6361/202142265. arXiv: 2202.02334 [astro-ph.GA].

De Looze, Ilse et al. (ago. 2014b). ≪The applicability of far-infrared fine-structure lines as star formation rate tracers over wide ranges of metallicities and galaxy types≫. In: *Astronomy & Astrophysics* 568, A62, A62. DOI: 10.1051/0004-6361/201322489. arXiv: 1402.4075 [astro-ph.GA].

Arata, Shohei et al. (nov. 2020). ≪Starbursting [O III] emitters and quiescent [C II] emitters in the reionization era≫. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 498.4, pp. 5541–5556. DOI: 10.1093/mnras/staa2809. arXiv: 2001.01853 [astro-ph.GA].

Harikane, Yuichi et al. (giu. 2020). ≪Large Population of ALMA Galaxies at z ¿ 6 with Very High [O III] 88 $\mu$m to [C II] 158 $\mu$m Flux Ratios: Evidence of Extremely High Ionization Parameter or PDR Deficit?≫ In: *The Astrophysical Journal* 896.2, 93, p. 93. DOI: 10.3847/1538-4357/ab94bd. arXiv: 1910.10927 [astro-ph.GA].

Schaerer, D. et al. (nov. 2020). ≪The ALPINE-ALMA [C II] survey. Little to no evolution in the [C II]-SFR relation over the last 13 Gyr≫. In: *Astronomy & Astrophysics* 643, A3, A3. DOI: 10.1051/0004-6361/202037617. arXiv: 2002.00979 [astro-ph.GA].

Le Fèvre, O. et al. (nov. 2020). ≪The ALPINE-ALMA [CII] survey. Survey strategy, observations, and sample properties of 118 star-forming galaxies at 4 ¡ z ¡ 6≫. In: *Astronomy & Astrophysics* 643, A1, A1. DOI: 10.1051/0004-6361/201936965. arXiv: 1910.09517 [astro-ph.CO].

Romano, M (2021). ≪Lighting up the dark side of the Universe: new insights on the galaxy build-up through the ALPINE survey≫. Tesi di dott. Università degli Studi di Padova.

Birkinshaw, M. e K. Lancaster (gen. 2005). ≪Observational issues in radiometric and interferometric detection and analysis of the Sunyaev-Zel'dovich effects≫. In: *Background Microwave Radiation and Intracluster Cosmology*. A cura di F. Melchiorri e Y. Rephaeli, p. 127. DOI: 10.48550/arXiv.astro-ph/0410336. arXiv: astro-ph/0410336 [astro-ph].

Högbom, J. A. (giu. 1974). ≪Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines≫. In: *Astronomy and Astrophysics Supplement* 15, p. 417.

Pallottini, A et al. (mag. 2022). ≪A survey of high-z galaxies: SERRA simulations≫. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. ISSN: 1365-2966. DOI: 10.1093/mnras/stac1281. URL: http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stac1281.