

**UNIVERSITÀ
DEGLI STUDI
DI PADOVA**

**Dipartimento di Fisica ed Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia**

**Formazione ed evoluzione dei proto-ammassi di
galassie:
una prospettiva sulla missione SPICA**

**Relatori:
Prof.ssa Giulia Rodighiero
Prof. Mattia Negrello**

**Presentata da:
Cristina Maria Lofaro**

Anno Accademico 2019/2020

A Francesco, anima tra le stelle.

Indice

1	Struttura a larga scala dell'universo	1
2	Ammassi e proto-ammassi	6
2.1	L'importanza dello studio dei (proto)ammassi	6
2.2	Definizione di (proto)ammasso	7
2.3	Metodi di ricerca per proto-ammassi	9
2.3.1	Correlazione con il redshift	9
2.3.2	Tecniche di biased tracers	10
2.3.3	Altre tecniche di ricerca	11
2.4	Dati di proto-ammassi	13
2.5	Perchè crediamo siano proto-ammassi?	15
2.5.1	Il modello sferico	15
2.5.2	Simulazioni numeriche	17
2.5.3	Altri modelli	19
2.6	Proprietà dei proto-ammassi	22
2.6.1	Proto-ammassi: sonde per le regioni di formazione stellare	22
2.6.2	Evidenza di una sequenza rossa nei proto-ammassi	24
2.6.3	Brightest cluster galaxies	26
2.6.4	Altri aspetti delle galassie nei proto-ammassi	27
3	Funzioni di correlazione	30
4	Ricerca di proto-clusters con SPICA	34

4.1	SPICA	34
4.1.1	Osservatorio	34
4.1.2	Strumenti	37
4.1.3	Surveys extragalattiche con SPICA	39
4.2	Osservazioni extra-galattiche con SPICA	41
4.2.1	Proto-clusters con SPICA	41
4.2.2	Predizioni per la rilevabilità di proto-clusters con SPICA/SMI	43
4.2.3	Conclusioni	54
	Bibliografia	57

Sommario

L'obiettivo che questa tesi si pone consiste nel realizzare una vera e propria visione d'insieme su ammassi e proto-ammassi di galassie, strutture di grande rilevanza a livello cosmologico, poichè costituiscono i mattoni portanti del tessuto cosmico. Dopo aver trattato delle diverse proprietà fisiche, aver descritto le dinamiche ed analizzato i diversi metodi di rilevazione dei (proto)ammassi, viene studiato il metodo statistico per eccellenza che fornisce una descrizione delle proprietà del raggruppamento di una distribuzione di punti di sorgenti cosmiche (galassie): le funzioni di correlazione. Infine, sarà presentata la missione SPICA dell'ESA, in collaborazione con la JAXA (l'agenzia spaziale giapponese). Sarà proprio SPICA (se approvata nella call M5 dell'ESA nel 2021) ad investigare direttamente il periodo di intensa formazione stellare, oscurata dalle polveri, che ogni galassia attraversa tramite osservazioni nella banda infrarossa. Con l'obiettivo di rilevare un maggior numero di proto-ammassi anche e soprattutto al alti redshift e di confermare alcuni candidati di altre missioni precedenti, SPICA determinerà la relazione che intercorre tra la Star Formation Rate oscurata dalle polveri e la formazione di strutture che all'epoca attuale vengono definiti ammassi.

Capitolo 1

Struttura a larga scala dell'universo

Uno dei più grandi problemi di natura cosmologica consiste nel cercare di comprendere il perché l'elemento portante dell'Universo visibile, le galassie, mostri una chiara tendenza a raggrupparsi per costruire una struttura di ordine gerarchico detta "Struttura su Grande Scala" (Large Scale Structure). Non sono chiare le origini di tale disposizione né è chiara la natura fisica dietro a questa configurazione, ma è possibile trarre diverse conclusioni sul come sia strutturato effettivamente l'Universo.

Tra blocchi di galassie isolate circondati da vasti spazi, chiamati vuoti, estesi fino a qualche centinaio di Mpc, ammassi, clusters e super-clusters, la distribuzione galattica è altamente disomogenea nell'Universo locale.

Per cominciare, il primo gruppo nel quale ci si imbatte è ovviamente quello in cui ci troviamo: il Gruppo Locale. Assieme alla galassia di Andromeda, la Via Lattea costituisce la componente più massiva ed è accerchiata da una trentina di galassie, di piccole dimensioni, dette nane. Entro una decina di Mpc, sono stati avvistati altri 5 raggruppamenti. In un raggio di 18 Mpc, domina l'imponente ammasso della Vergine: esso costituisce il primo blocco della sequenza gerarchica galattica. Le galassie, infatti, si ritrovano a far parte di queste strutture di grande rilevanza a livello cosmologico. L'ammasso, debole di magnitudine e quindi impossibile da vedere ad occhio nudo anche per la vastità di volume occupato, è posto a grande distanza rispetto al prossimo ammasso osservato di considerevoli dimensioni che racchiude un maggior numero di galassie: Abell 1689.

Concentrazioni di ammassi costituiscono i cosiddetti super-ammassi. La struttura chia-

ramente gerarchica è alla base del tessuto complesso del nostro universo. Il perché di tale configurazione resta tutt'oggi non chiaro ed inoltre due sono le limitazioni osservative principali: la remota distanza che separa l'osservatore rispetto alle strutture cosmiche a causa della quale esse risultano sempre più deboli e che, come sostiene la Relatività Speciale, siamo in grado di accedere solo ad una minima parte dell'universo ossia quella racchiusa entro il cono di luce il cui vertice coincide con la posizione attuale dell'osservatore. Tuttavia, un elemento a favore dell'osservatore è la velocità finita della luce nel vuoto che, essendo appunto finita, impiegherà un tempo finito a percorrere lo spazio permettendoci di aver accesso ad informazioni riguardanti il passato. Tramite opportune valutazioni, risulta piuttosto lampante il come si siano distribuiti questi blocchi portanti nel corso del tempo.

Da quanto accennato prima, se la distribuzione nell'Universo euclideo risulta altamente disomogenea, le osservazioni rivelano che, su larga scala, la distribuzione galattica diventa sempre più omogenea. Evidenze sperimentali ed osservative mostrano tale risultato che fornisce una dimostrazione sulla quale si basa il Principio Cosmologico: l'Universo appare lo stesso in tutte le direzioni a tutti gli osservatori fondamentali che si trovino al medesimo tempo cosmico. A provare ciò, sono stati 2 i traccianti fondamentali: galassie e componenti fotoniche. Per quanto riguarda le prime, fino al 1983 è stato attivo il satellite IRAS (InfraRed Astronomical Satellite) che, in condizioni di stabilità ambientale, ha analizzato più di 500.000 sorgenti in banda infrarossa: in prossimità di ammassi e super-ammassi sono stati rilevati addensamenti, naturalmente previsti, che non hanno tuttavia ostacolato le ipotesi di isotropia che sono state così verificate fino ad una distanza di 500 Mpc (Figura 1.1-1.2) A distanze maggiori, il grado di isotropia è fornito dalle radiogalassie. Le osservazioni in banda infrarossa e radio sono di estrema importanza: l'estinzione dovuta alle polveri, che inevitabilmente si pongono tra l'osservatore e la sorgente, diminuisce all'aumentare della lunghezza d'onda ed è per questa ragione che le osservazioni vengono realizzate nelle bande che vanno dal medio-lontano infrarosso fino al radio. Oltre a ciò, le osservazioni in banda radio permettono di rilevare sorgenti cosmiche al di fuori della nostra galassia essendo che le radio-stelle presenti sul piano galattico, pulsar, sono molto poche (un centinaio circa). Infine, un altro vantaggio osservativo proviene da radio-sorgenti incredibilmente luminose a grande distanza, quindi facilmente rilevabili, come gli AGN (Active Galactic Nuclei) e i quasar.

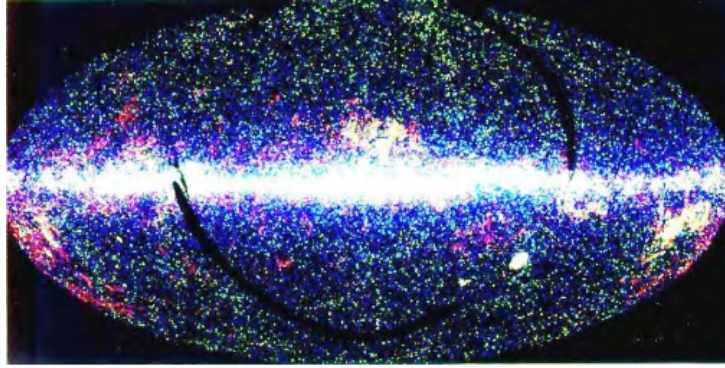


Figura 1.1: Mappa delle 300000 sorgenti dell'IRAS Point Source Catalogue. La maggior parte sono stelle. Compaiono circa 25000 galassie.

Per spingersi oltre qualche centinaio di Mpc, è necessario usufruire delle componenti foniche diffuse che permeano l'Universo. In particolare, il fondo X e nelle microonde hanno permesso uno studio approfondito della struttura a grande scala. L'emissione in banda X è dovuta agli AGN e ricopre una distanza pari a migliaia di Mpc che corrispondono ad alcuni miliardi di anni-luce. Le analisi hanno rilevato un leggero grado di anisotropia (circa 1 %) dovuto al rumore statistico delle sorgenti. Le indagini nella banda delle microonde hanno generato il più rilevante strumento a disposizione della cosmologia, la CMB (Cosmic Microwave Background): si tratta di un fondo di fotoni che hanno mantenuto il più perfetto corpo nero mai studiato e generato solamente circa 380.000 anni dopo il Big Bang.

Eppure, come si riesce a conciliare la perfetta omogeneità ed isotropia della CMB con l'esistenza di queste strutture a larga scala che presentano regioni di differente densità.

L'ipotesi più accreditata si riconduce all'epoca dell'inflazione quando perturbazioni di densità hanno alterato il grado di isotropia e di omogeneità di cui la CMB è testimone. Queste perturbazioni hanno avuto origine nell'epoca in cui l'universo si stava ampiamente e rapidamente espandendo. Gli effetti di tali perturbazioni si sono, quindi, ripercossi su tutto l'universo in espansione generando delle strutture gravitazionalmente instabili. L'ipotesi sembra piuttosto plausibile osservando le disomogeneità della temperatura nel grafico della CMB. Quindi, a strutture notevolmente dense si contrappongono larghi vuoti. Tramite tutte queste potenti osservazioni si è supportato l'idea di un universo strutturato omogeneamente su grandi scale. Negli anni 2000, è stata realizzata la più potente ed ambiziosa survey in astronomia che, in 8

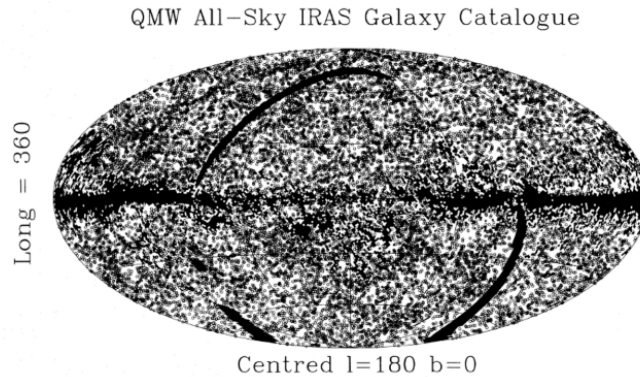


Figura 1.2: Diagramma in coordinate galattiche delle sorgenti IRAs selezionate a $60 \mu\text{m}$. 17664 di queste sono sorgenti extragalattiche con una distribuzione piuttosto isotropa nel cielo. L'adensamento nel piano galattico è dovuto alle stelle che, però, sono molto meno numerose rispetto alla figura precedente a causa dell'elevata lunghezza d'onda. l'82 % di cielo è coperta da questa survey.

anni di analisi del cielo, ha fornito mappe tridimensionali del cielo contenenti un numero esorbitante di sorgenti cosmiche (circa un milione di galassie contenute in una singola mappa) ed ha campionato oltre un quarto di cielo. I risultati dimostrano che la distribuzione galattica è in parte cellulare ed in parte filamentare, con la tendenza delle galassie a distribuirsi sulle pareti di enormi bolle vuote. In conclusione, osservando su scale maggiori, ammassi e superammassi risultano essere distribuiti sulla superficie di enormi spazi vuoti estesi decine di milioni di anni luce. Quindi, l'universo è fortemente strutturato fino ai 100 Mpc, mentre appare più uniforme fino ai 200-300 Mpc.

Come già detto, fino a qualche migliaio di Mpc, le osservazioni della componente fotonica e delle radio-sorgenti attestano l'omogeneità che viene ulteriormente confermata fino a pochi istanti dopo dal Big Bang tramite la CMB. Gli ammassi di galassie, quindi, sono una componente fondamentale della struttura a larga-scala in quanto occupano i nodi filamentosi che costituiscono il tessuto cosmico. Per rilevarli, sono venuti in soccorso i due satelliti dell'ESA a infrarossi e microonde: Herschel e Planck rispettivamente. Essi hanno individuato circa 234 proto-ammassi nella radiazione submillimetrica che risalgono a quando l'universo aveva appena 3 miliardi di anni. È stato il secondo ad identificare questi candidati ad ammassi osservando 234 zone primordiali ad alta densità barionica, dunque potenzialmente ammassi antichi. Her-

schel (grazie alla sua maggiore risoluzione spaziale) ha successivamente eseguito il follow-up osservativo dei candidati proto-ammassi forniti da Planck, confermando la presenza di una sovradensità di galassie in corrispondenza della maggior parte degli ammassi.

Capitolo 2

Ammassi e proto-ammassi

2.1 L'importanza dello studio dei (proto)ammassi

Lo studio dei proto-clusters apre le porte a diverse branche della cosmologia. Difatti, i territori esplorati sono molteplici: recenti studi hanno stabilito il collegamento con la formazione delle galassie nelle regioni ad alta densità nell'universo primordiale; è stato mostrato anche che i proto-clusters hanno massa, corrispondente all'epoca attuale, molto simile a quella dei clusters completamente collassati. Inoltre, gli aloni più massicci ad alti redshift sono stati trovati all'interno dei proto-ammassi, il che fornisce un ulteriore collegamento con la formazione delle galassie e posiziona i mattoni portanti della struttura a larga-scala in prima linea per quanto riguarda uno degli aspetti più importanti della cosmologia: l'evoluzione delle galassie. Ma non solo: essendo evidente il legame tra ammassi ed aloni, essi sono ottimi traccianti per la distribuzione della materia oscura nonché di quella barionica. Oltre a ciò, le galassie coinvolte negli ammassi sono state tra le prime galassie ad alti redshift ad effettuare la transizione da un regime dominato da flussi di gas freddo (formazione stellare) ad un regime dominato da gas caldo osservabili spettroscopicamente. Grazie al potente strumento della spettroscopia, è possibile studiare anche l'evoluzione chimica degli elementi pesanti, i cosiddetti "metalli", presenti nel gas caldo, tramite la forte emissione in banda X. Infine, sono state accreditate diverse ipotesi di connessione dei proto-clusters con le radio-sorgenti quali radio-galassie e Quasars.

2.2 Definizione di (proto)ammasso

Innanzitutto cos'è un ammasso ed in cosa consiste la differenza rispetto ad un proto-ammasso?

Un ammasso è un oggetto cosmico virializzato (è valido il teorema del viriale) con una massa totale $\geq 10 \times 10^{14} M_{\text{sun}}$.

Un proto-ammasso, invece, è una struttura che collasserà in un ammasso di galassie a redshift cosmologico ≥ 0 . In aggiunta, per classificare un oggetto come un proto-ammasso, non è sufficiente conoscere la sua massa o la distanza, ma le informazioni cruciali sono da trovare nelle strutture discendenti all'epoca attuale che, per questa ragione, sono facilmente accessibili. Inoltre, in letteratura, diversi autori definiscono un proto-cluster come una struttura fortemente addensata rispetto alla distribuzione di materia circostante, così da poter essere riconosciuto tramite osservazione. Tuttavia la definizione, per quanto pratica, non è sufficiente, perché per ogni ammasso osservato ce ne sono diversi che non hanno ancora sviluppato un elevato contrasto in densità o che, per qualche ragione, non sono rintracciabili a livello osservativo. Un'altra sottigliezza che rende imprecisa la definizione è da rintracciare negli ammassi di galassie che sono circondati da materia che ancora deve diventare parte della struttura cosmica tramite merging o caduta gravitazionale, quindi l'area di cielo che ricopre è certamente più grande e, conseguentemente, meno addensata. Un ammasso in formazione può essere identificato a $z \sim 6$ grazie al contrasto in densità nella distribuzione della materia oscura (Figura 2.1).

A $z \geq 2$, la distribuzione iniziale di materia consiste in raggruppamenti di numerosi piccoli aloni che sono ammassati in modo più fitto rispetto alla materia oscura ed è caratterizzata dall'assenza di un alone centrale: la fase del collasso del proto-ammasso ha appena avuto inizio. In particolare, l'epoca tra $z \sim 4$ e $z \sim 1$ è stata cruciale per l'assemblaggio delle galassie massive in quanto, sia l'attività dei quasar sia la formazione stellare ha raggiunto il picco e la maggior parte della massa in stelle delle galassie massive è stata assemblata in singole galassie. L'osservazione a questi redshift costituisce un potente strumento per la comprensione del processo di formazione galattica nelle regioni più addensate che sono zone di interesse per lo sviluppo degli ammassi. Ma non solo, è possibile analizzare anche la caduta gravitazionale

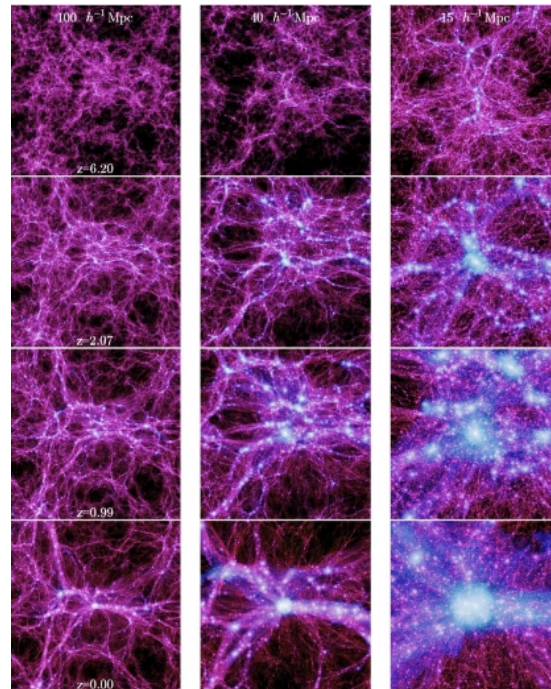


Figura 2.1: Lo sviluppo della galassia massiva simile di tipo Coma nella simulazione della materia oscura del Millenium 2. I pannelli mostrano la distribuzione di materia oscura vicino al (proto)ammasso su 3 scale differenti ed in 4 epoche differenti.

dalla materia sotto forma di filamenti del tessuto cosmico, interazione tra la galassie e galassie co-eve nell'ambiente di formazione, co-evoluzione delle galassie e dei loro SMBHs (Super Massive Black Hole), formazione degli BCGs (Brightest Cluster Galaxy), è possibile esaminare lo stadio iniziale di riscaldamento e di riempimento di metalli del ICM (Intra Cluster Medium) e la nascita dell'ICL (Intra Cluster Light).

Successivamente, a redshift leggermente più bassi, si sviluppa una forte concentrazione di massa centrale e la materia circostante diviene sempre più filamentosa ed alternata a grandi vuoti per poi, in seguito, a $z \sim 1$, diversi aloni di uguali dimensioni si fondono per formare il cluster che, in epoca attuale, ha forma pressoché sferica.

2.3 Metodi di ricerca per proto-ammassi

2.3.1 Correlazione con il redshift

L'intervallo di redshift entro cui collocare i proto-ammassi è determinante poichè ad ogni epoca cosmica corrisponde un metodo di indagine ben preciso. A $z \cong 1.5-2$, la ricerca di proto-ammassi è volta alla rivelazione di concentrazioni di galassie massive e di "red sequence": tutti i clusters di galassie contengono una popolazione ben definita e regolare di galassie ellittiche e lenticolari nota come sequenza rossa. Il colore è dovuto alle popolazioni di stelle di tipo 2 che, essendo vecchie, provocano un arrossamento dello spettro.

Un altro metodo per trovare le strutture portanti dell'universo è tramite emissione nella banda spettrale X del gas caldo o tramite effetto SZ.

L'emissione in banda X è dovuta ad un processo noto come radiazione di Bremsstrahlung, mentre l'effetto SZ consiste nella distorsione della CMB i cui fotoni, caratterizzati da una bassa energia ed attraverso lo scattering Compton inverso, collidono con elettroni ad alta energia del gas caldo causando un aumento dell'energia dei fotoni.

Campioni di clusters, efficientemente selezionati a $z \sim 1$, sono stati individuati tramite filtri in ottico e nel vicino infrarosso ed osservazioni in banda z per identificare regioni di sovradensità tramite serie di Balmer o rottura a 4000 Å. La serie di Balmer è utilizzata come indicatore di età per stabilire se si tratta di galassie ellittiche ad alto tasso di formazione stellare in epoca passata. La lunghezza d'onda a 4000 Å è dovuta, invece, all'assorbimento dei metalli emessi da una supernova di tipo Ia e diventa più profonda con l'avanzare delle età. L'alta concentrazione di metalli ed il colore rosso dimostrano quanto queste ellittiche siano strutture antiche nelle quali la formazione stellare è completamente avvenuta.

Tuttavia, se non ci si volesse servire del colore come metodo di ricerca per gli ammassi, poiché influenzato dal tipo di popolazione presente in funzione del redshift, si possono esaminare regioni di alta densità, avendo, però, a disposizione, il calcolo di redshift fotometrici su una grande area di cielo.

Verso epoche più remote, $z \geq 2$, nelle quali le galassie nei proto-clusters diventano difficili da distinguere dalle galassie di campo dovuto all'assenza di una sequenza rossa ben definita o di un ICM caldo, il segno più tangibile della presenza di un proto-ammasso è la ampia con-

centrazione di galassie e di gas. Gli ammassi di galassie sono oggetti molto rari nell'universo locale e cercarli ad alti redshift è estremamente complicato poiché sono necessari volumi cosmici terribilmente ampi per trovare i loro progenitori. Inoltre, la densità di contrasto tra il proto-ammasso ed il campo è relativamente piccola a z elevati e ciò richiede una survey, ossia un'aria campionata di cielo, estesa ed una buona indagine spettroscopica. Questa tecnica, quindi, ha prodotto pochi risultati.

Eppure, è possibile accelerare il processo tramite una pre-selezione delle regioni ad alta densità dalla mappa fotometrica utilizzando le cosiddette “Ly- α emitters” e le “Lyman break galaxies” per poi proseguire entro le regioni selezionate. Le prime, da come si evince dal nome stesso, sono un tipo di galassie che emettono radiazione da Lyman alpha. Esse ci permettono di esplorare l'universo lontano mediante lunghezza d'onda dell'emissione di Lyman- α pari a 1215,67 Å, causata dall'idrogeno interstellare che viene ionizzato da un continuo scoppio di formazione stellare, che ci permette di determinare il redshift attraverso lo spostamento delle righe spettrali. Le Lyman Break Galaxies (LBGs), invece, sono dovute all'emissione di Lyman a 912 Å. I fotoni ad energia più elevata non sono in grado di sfuggire alla galassia o di viaggiare nell'IGM a causa dell'assorbimento da parte dell'idrogeno neutro. L'interruzione di Lyman genera un colore molto rosso in U-V che, però, potrebbe essere osservato anche per una galassia ellittica. Fortunatamente, l'elemento caratteristico di queste LBGs è il colore blu in V-R che indica, come previsto, la natura di giovane galassia nella quale è attiva la formazione stellare. Un considerevole numero di proto-clusters è stato scoperto utilizzando i dati della missione Planck nel (sub)millimetrico. Nella mappa sono stati rintracciati diversi oggetti compatti e irrisolti freddi che sono creduti essere regioni di alta densità di galassie in formazione. Nonostante la maggior parte degli elementi individuati dalla missione ESA debbano essere ancora confermati spettroscopicamente, la selezione di Planck combacia con altre selezioni di proto-ammassi nell'ottico e nel vicino infrarosso.

2.3.2 Tecniche di biased tracers

Un altro metodo di indagine che si pone il tentativo di bypassare le complicanze dovute alla profonda ed ampia area di cielo da esaminare, visto le vaste regioni da osservare, semplicemente puntando l'ambiente, precedentemente identificato, di galassie che sono conosciute

essere ottimi traccianti di sistemi in formazione. Gli studi pregressi hanno puntato verso oggetti per cui c'è una forte evidenza che siano progenitori delle galassie massive che popolano il centro degli ammassi. Tra i progenitori delle BCGs locali sono stati individuati proprio le radio galassie ad alto redshift. Difatti, un gran numero di proto-ammassi è stato trovato in ambienti di radio galassie. La tecnica del tracciante distorto si compone di una prima fase che porta all'utilizzo di un filtro a banda stretta per identificare le emissioni delle Ly α emitters o le H α emitters vicino al redshift delle sorgenti radio confermati tramite spettroscopia. Da qui, il confronto tra la densità di volume delle emissioni dei candidati vicino le sorgenti radio con quelle ottenute dal campo porta alla luce un enorme numero di radio sorgenti ad alti redshift associate a regioni ad alta densità che sono stati interpretate come proto-ammassi. Queste aree di grande interesse sono state in seguito indagate ad altre lunghezze d'onda mostrando che, queste zone sono accompagnate a loro volta da altre regioni di alta densità costituite da galassie di sequenza rossa, HAEs, LBGs e galassie nel submillimetrico (SMGs). Come le radio galassie, anche i quasars ad alto redshift sono stati associati a galassie massive e alla formazione di galassie in ammassi poiché diversi simulazioni teoriche suggeriscono che dovrebbero essere regioni ad alta densità.

Stesso ragionamento per altre 2 categorie di galassie ad alto redshift: Ly α blob (LABs) e le Submillimeter galaxies (SMGs). Le prime si pensa che siano traccianti di grandi riserve di gas intergalattico freddo associato a zone dense nelle quali è ionizzato ed illuminato da una starburst o da un AGN. Inoltre, le galassie ricche di polvere, coinvolte in formazione stellare, sono ipotizzate essere i progenitori delle galassie massive ellittiche all'epoca attuale. Zone di sovradensità ad alto z potrebbero indicare un proto-ammasso visto allo stadio iniziale quando un ampio numero di proto-ellittiche stavano attraversando il periodo di formazione stellare. Ciò motiva diversi studi a concentrarsi su galassie polverose nei proto-ammassi.

2.3.3 Altre tecniche di ricerca

Una nuova tecnica di selezione di proto-ammassi consiste nello sfruttare tutte le componenti di queste regioni ad alta densità che non sono solamente costituite da materia oscura e barionica, ma contengono anche grandi quantità di gas caldo o freddo e molto denso che può essere rilevato con linee in assorbimento su un continuo favorito dalle radio sorgenti.

Altre strutture sono state rilevate semplicemente “impilando” gli spettri delle galassie di sfondo per cercare linee di assorbimento della Ly- α al redshift che corrisponde alla regione di alta densità. Un metodo ancora più innovativo per individuare proto-ammassi attraverso l’assorbimento, è possibile selezionando spettri di galassie in formazione stellare o quasars di sfondo al fine di rappresentare una “tomografia” del cosmo semplicemente tracciando la linea di assorbimento della Lyalpha dovuto all’idrogeno neutro del mezzo intergalattico.

2.4 Dati di proto-ammassi

Attualmente abbiamo a disposizione una grande varietà di dati di possibili proto-ammassi da verificare. Alcuni proto-clusters sono stati identificati in base alle regioni ad alta densità di diverse popolazioni galattiche (galassie in formazione stellare, LBGs, HAEs e LAEs) che sono fortemente ammassate in coordinate co-moving o in distanza spazio-temporale ossia in redshift (figura 2.2-2.3). La figura 2.4 mostra, invece, tutti i proto-clusters conosciuti fino

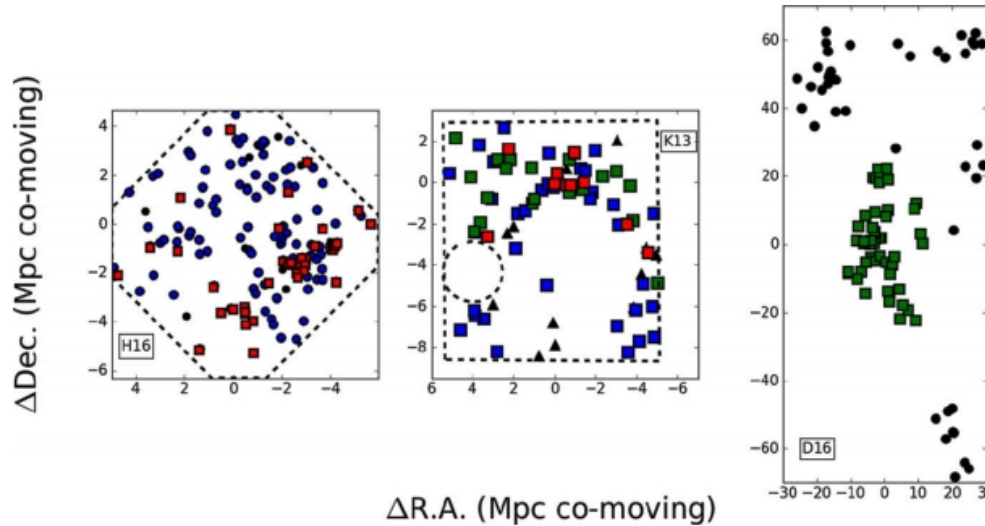


Figura 2.2: Esempi di proto-ammassi con particolare evidenza della distribuzione spaziale delle galassie membri in queste regione di sovradensità. il pannello di sinistra mostra la distribuzione di galassie con redshift in una proto-ammasso a $z = 1.62$ (i quadrati rossi rappresentano le galassie a sequenza rossa, i cerchi blu simboleggiano le galassie con una $SFR > 5 \text{ Msun/year}$, le nere sono le rimanenti. Il pannello centrale mostra un proto-ammasso a $z = 2.16$. I quadrati rossi, verdi e blu rappresentano le HAEs. Il pannello di destra, a $z = 3.78$ rivela le LAEs (verdi) tra $3.77 < z < 3.81$, i cerchi neri, le rimanenti.

al 2016, distribuiti in redshift. Tutti gli oggetti inseriti hanno un $z \geq 1.5$ con masse calcolate all'epoca attuale $\sim 10 \times 10^{14} \text{ Msun}$. Circa metà di tutti i proto-ammassi sinora conosciuti sono stati trovati tra $z = 2$ e $z = 3$ e l'altra metà tra $z = 3$ e $z = 8$. In verità, altri oggetti sono conosciuti, ma non sono stati ancora confermati come proto-ammassi (Figura 2.5). Le misurazioni raccolte nella figura sono utili ad illustrare il range di regioni ad alta densità associato tipicamente a proto-clusters. È bene dire che questi dati raccolti non possono essere confrontati direttamente

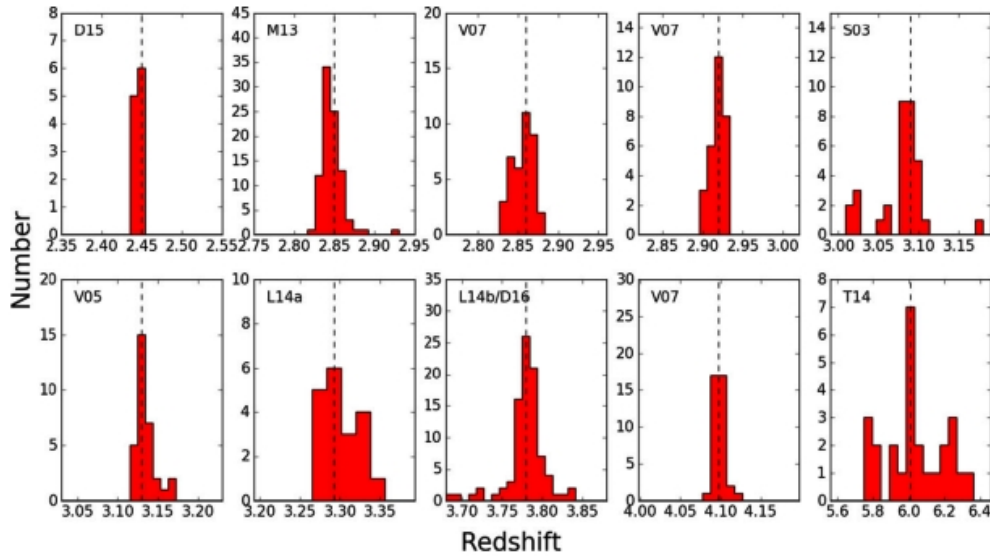


Figura 2.3: Esempi di proto-ammassi a $z \sim 2-6$. Il grafico sottolinea la distribuzione delle galassie confermate spettroscopicamente in queste regioni alta densità.

in quanto differenti sono i metodi di selezione e di misurazione per ogni dato. Tuttavia, il range determinato risulta consistente con alcune simulazioni teoriche.

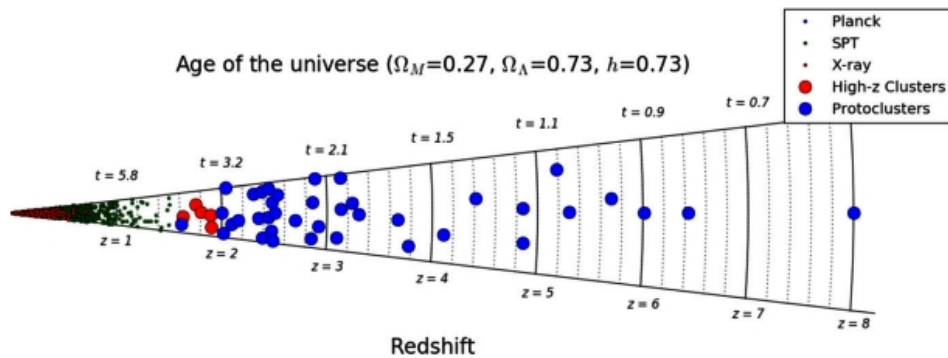


Figura 2.4: Distribuzione del redshift di proto-ammassi presenti in letteratura (cerchi blu). Entro $z = 1.5$, i dati sono stati presi dal rilevamento tramite raggi X ed effetto SZ.

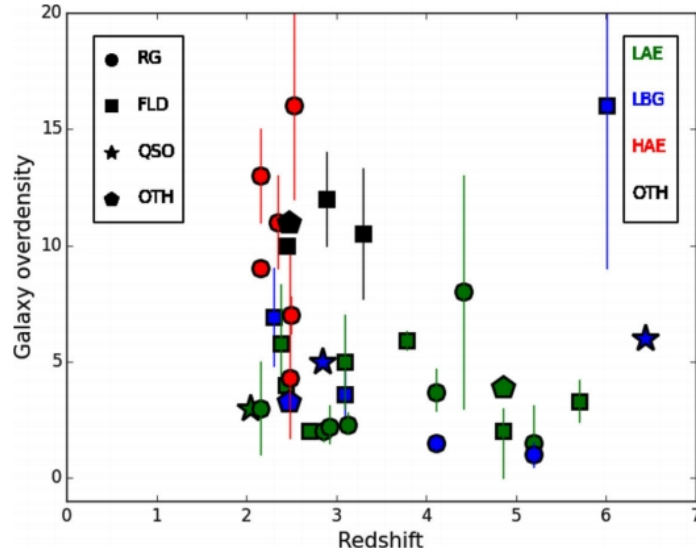


Figura 2.5: Differenza di regioni ad alta densità di galassie misurate per una selezione di proto-ammassi a $z > 2$. I simboli indicano i proto-ammassi rilevati utilizzando le radio-galassie (cerchi), quasars (stelle), ed altre tracce (pentagoni). I colori, invece, dicono come siano state individuate queste regioni: LAEs (verde), LBGs (blu), HAEs (rosse) ed altre galassie (nere).

2.5 Perché crediamo siano proto-ammassi?

2.5.1 Il modello sferico

In figura 2.6 è rappresentata la distribuzione delle masse stellari di proto-ammassi, stimate all'epoca attuale provenienti dalla letteratura. La maggior parte di essi ha $\log \frac{M}{M_{\odot}} = 14.6$, ma il grafico include alcune strutture di massa eccezionalmente $\sim 10 \times 10^{15} M_{\odot}$. Siamo giustificati a identificare questi oggetti cosmici con il termine di proto-ammassi poiché le masse calcolate a redshift 0 corrispondono perfettamente con il range di masse trovate tramite effetti di assorbimento quindi in banda spettrale X ed utilizzando anche l'effetto SZ.

Sono due i requisiti da soddisfare affinché sia possibile identificare regioni ad alta densità come complessi che evolveranno nei cluster di oggi: prima di tutto, tali regioni devono essere ampie abbastanza da essere in grado di allontanarsi dalla materia di universo in espansione circostante per permettere una contrazione ed un collasso e, al termine di questo, la massa deve essere almeno pari a $10 \times 10^{14} M_{\odot}$.

Infine, poiché l'interesse è posto sui progenitori dei cluster osservati all'epoca attuale, il

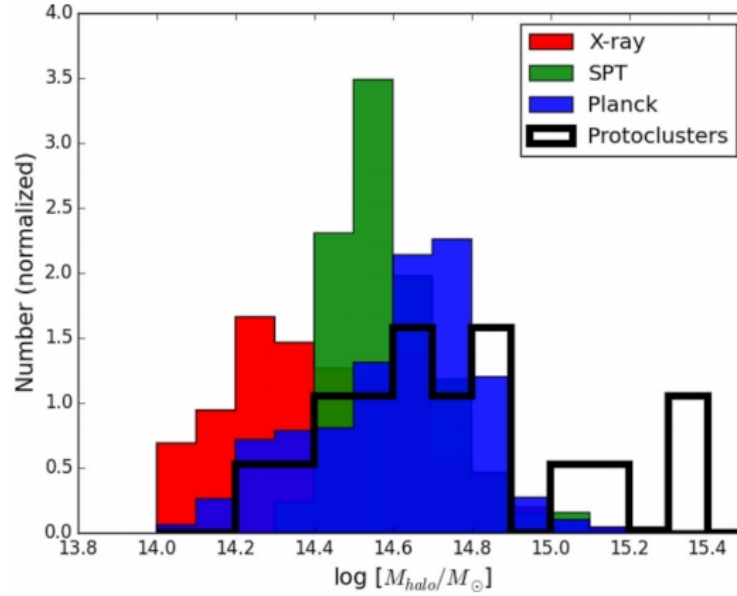


Figura 2.6: Distribuzione della massa al tempo attuale per il campione di proto-ammassi analizzato in figura 5 (istogramma nero) a confronto con la distribuzione di massa di galassie in ammassi trovati nella banda spettrale X (rosso), dall’SPT (verde) e da Planck (blu).

processo descritto nel primo punto deve essere completato prima che $z=0$. Diversi sono gli approcci che possono essere utilizzati per determinare che le strutture che sono state rilevate soddisfino questi 2 criteri e possano essere identificati come ammassi. L’approccio più semplice consiste nell’utilizzare l’approssimazione di un modello con collasso sferico applicato ad una sfera omogenea. In questo caso, la massa calcolata all’epoca attuale è data da:

$$M_{z=0} = \bar{\rho} V_{true} (1 + \delta_m) \quad (2.1)$$

dove $\bar{\rho}$ rappresenta la densità media dell’universo, δ_m la sovradensità in massa della materia oscura e V_{true} è il volume comovente. Definiamo la sovradensità in massa della materia oscura come:

$$\delta_m = \frac{\rho(x) - \bar{\rho}}{\bar{\rho}} \quad (2.2)$$

Una complicazione potrebbe sorgere a causa della distorsione dovuta al redshift che induce la regione altamente densa ad apparire leggermente compressa nello spazio e di conseguenza anche la sovradensità appare leggermente aumentata. Per ovviare questo problema e determinare il volume reale è necessario dividere il volume apparente per una certa costante C data

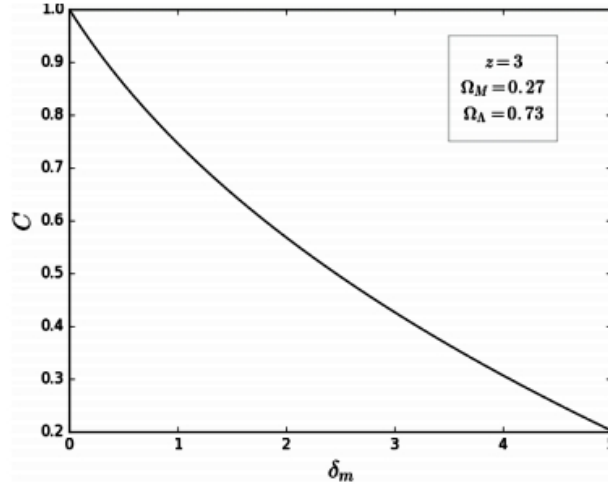


Figura 2.7: Distorsione del redshift C in funzione della δ_m per $z = 3$.

dalla seguente equazione (figura 2.7):

$$1 + b\delta_m = C(1 + \delta_{gal,obs}) \quad (2.3)$$

dove $\delta_{gal,obs}$ rappresenta la sovradensità osservata delle, mentre la costante C esprime la distorsione del redshift della struttura cosmica. Il modello del collasso sferico offre anche la possibilità di predire il futuro di queste regioni molto dense. Semplicemente evolvendo la "linear theory peak height", δ_L , è possibile stimare a quale redshift la sovradensità oltrepasserà la densità critica per il collasso di una perturbazione sferica simmetrica prevista dal modello (δ69). La sovradensità lineare viene determinata utilizzando delle approssimazioni analitiche o simulazioni numeriche. La δ_L evolve con il redshift secondo

$$\delta_L(z_2) = \frac{D(z_1)\delta_L(z_1)}{D(z_2)} \quad (2.4)$$

con $D(z) = \frac{g(z)}{(1+z)}$, dove $g(z)$ è il fattore di crescita gravitazionale. Grazie a questo semplice modello di approssimazione sferica del collasso è stato dimostrato che un gran numero di protoammassi osservati sono sufficientemente massivi e densi da evolvere in ammassi all'epoca attuale.

2.5.2 Simulazioni numeriche

Un metodo alternativo e più efficace di interpretazione dei dati di proto-clusters consiste nel confrontare le scoperte osservative direttamente con i risultati prodotti dalle simulazio-

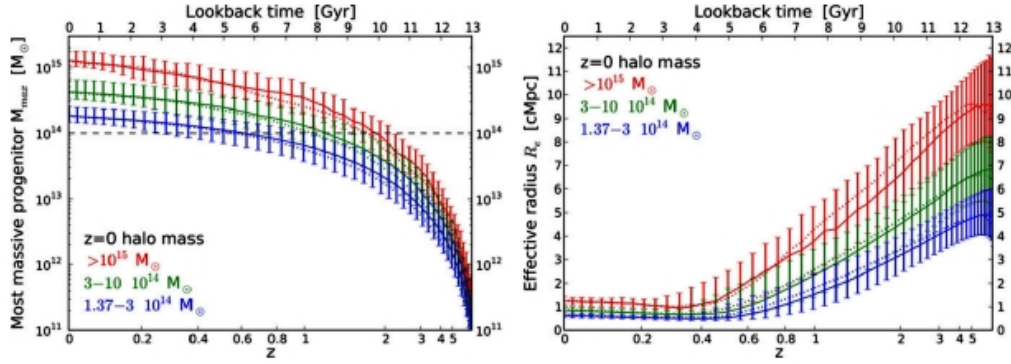


Figura 2.8: Nel pannello a sinistra: evoluzione della massa per gli aloni più massivi in un proto-ammasso. A destra: evoluzione delle dimensioni dello stesso. le regioni blu sono proto-ammassi di tipo Fornax, quelle verdi, di tipo Vergine e quelle rosse di tipo Coma.

ni numeriche cosmologiche di formazione galattica. La tecnica presenta numerosi vantaggi. Innanzitutto, le simulazioni cosmologiche odierne indagano volumi cosmologici sufficientemente grandi da fornire ottime informazioni statistiche sulle proprietà degli ammassi e sui loro progenitori ad alti redshift. In secondo luogo, il modello a collasso sferico non risulta essere una descrizione accurata della formazione di ammassi, basti guardare la figura 1.1 (overdensities). Infine, nelle simulazioni che sono estremamente importanti perché forniscono previsioni per le proprietà osservabili delle galassie, bisogna fare attenzione agli effetti di selezione ed ad altre limitazioni osservative. Tenuto conto di questo, è possibile confrontare accuratamente una sovradensità di galassie ad un determinato redshift in una survey con oggetti simili trovati nelle simulazioni numeriche. Ovviamente, da non trascurare, la precisazione più importante va fatta in merito all'accuratezza delle simulazioni: il metodo e l'esattezza dei risultati che ne emergono dipendono fortemente da quest'ultima.

Una simulazione numerica di grande rilevanza, la Millennium Run, condotta da Chiang et al.(2013) ha suddiviso in 3 categorie circa 3000 clusters: ammassi poveri (esempio Fornace, caratterizzati da una massa pari a $1-3 \times 10^{14}$ Msun), ammassi medi (esempio Virgine con 3×10^{14} Msun) e ammassi ricchi (esempio Coma con massa $> 1 \times 10^{15}$) (figura 2.8). Da come si evince dalla figura, molto intuitivamente, i più grandi ammassi si originano da volumi più estesi e quindi, possiedono dimensioni più ampie in cielo. L'evoluzione dell'alone in massa per gli aloni trovati in ogni proto-cluster in funzione del redshift, invece, rivela che perfino i più

grandi ammassi all'epoca attuale hanno avuto una massa pari a $1 \times 10^{14} M_{\text{sun}}$ a $z \sim 2$. Queste osservazioni sono estremamente potenti per l'interpretazione dei dati osservativi delle regioni ad alte densità a grandi redshift. Sempre Chiang et al. 2013 ha portato in auge una correlazione molto forte ed evidente tra queste zone sovradense con la massa degli aloni di oggi (Figura 2.9). I progenitori degli ammassi massivi possono essere identificati dalle sovradensità delle galassie in formazione stellare con $\delta_{\text{gal}} = 6$. Il fatto che $\delta_{\text{gal}}(z)$ sia un indicatore della massa finale dell'ammasso anche durante la fase del pre-collasso implica che è possibile calcolare la massa dell'ammasso al tempo attuale grazie ai proto-ammassi osservati ad alti redshift. In perfetto accordo con il modello a collasso sferico e tramite uno studio basato sulla più precisa calibrazione tra le proprietà osservate dei proto-clusters e la massa a $z=0$ nelle simulazioni numeriche, le masse attuali sono $\log \frac{M}{M_{\text{sun}}} = 14 - 15.5$.

Nel futuro, sarà possibile rilevare e pesare il centro di un dato proto-ammasso grazie alla velocità di dispersione della galassia o osservazioni nella banda spettrale X. Alternativamente, sarà possibile determinare la concentrazione di un proto-ammasso per valutare il suo stato di collasso. Da questo genere di simulazioni si possono stabilire 2 parametri utili: la purezza e la completezza. Per quanto riguarda il primo, fissa i falsi positivi dei proto-clusters. Si può notare un esempio di questo nella figura 2.9. All'aumentare della sovradensità, la frazione di regioni a cui corrisponde quella determinata sovradensità aumenta. A $z \sim 3$, è praticamente certo che con una $\delta_{\text{gal}} > 8$, la regione ad alta densità evolverà come un proto-ammasso, mentre una regione con $\delta_{\text{gal}} \sim 1$ non corrisponderà ad un progenitore di un ammasso di galassie. L'altro utile parametro, la completezza, permette di selezionare un campione di proto-ammassi con flusso superiore ad un certo flusso limite. Una survey significativa è contrassegnata da un alto valore di purezza e completezza.

2.5.3 Altri modelli

Oltre al modello di collasso sferico e alle simulazioni numeriche, un altro è il metodo di determinazione della massa dei (proto)-ammassi: mediante osservazioni in X. Tuttavia, è bene prestare attenzione alle indagini in questa banda spettrale perché, ad alti redshift, le galassie radio sono spesso associate ad emissioni in banda X che possono essere confuse con il mezzo dell'ammasso (ICM). Inoltre, vi è evidenza che i proto-ammassi hanno un'elevata frazione

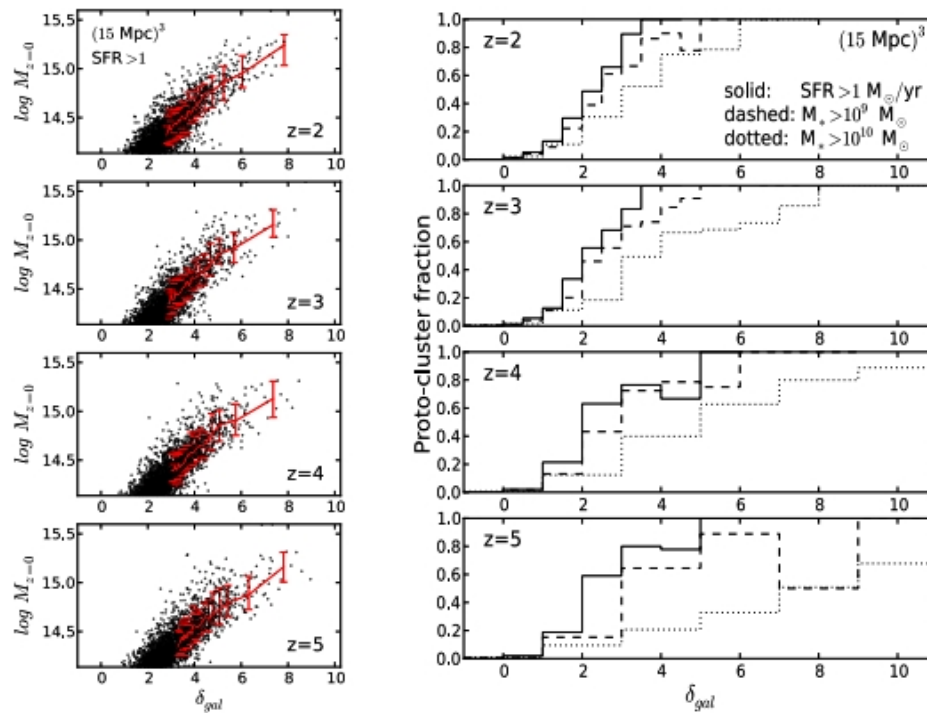


Figura 2.9: Nel pannello a sinistra: relazione tra la massa dell'ammasso calcolata al tempo attuale e la sovradensità δ_{gal} misurata per una galassia in formazione stellare a differenti redshift. Pannello di destra: frazione di regioni di una data sovradensità che collasseranno per formare un ammasso. I grafici differenti sono abbinate a situazioni in massa differenti.

di nuclei galattici attivi (AGN) che possono alterare le stime della massa basate sulla bassa risoluzione con i dati a raggi X.

2.6 Proprietà dei proto-ammassi

2.6.1 Proto-ammassi: sonde per le regioni di formazione stellare

I proto-ammassi giacciono sulle intersezioni di filamenti densi e ricchi di gas. È risaputo che le galassie con massa stellare maggiore si siano formate prima delle galassie con massa minore e le galassie presenti in regioni ad alta densità tendono a formarsi prima delle galassie di egual massa, ma in regioni a densità più bassa. Poiché i redshift di formazione degli ammassi sono elevati, ci si aspetta che i (proto)ammassi contengano galassie che sono più vecchie e massive rispetto a quelle di campo allo stesso redshift. Inoltre si può dedurre che vi siano differenze contrastanti tra le galassie all'interno o all'esterno degli ammassi: le galassie viste al tempo attuale hanno sperimentato molti più mergers, incontri ravvicinati tra galassie, rispetto alle galassie di egual massa confinate all'esterno dell'ammasso. L'attività di merging, ossia di fusione tra due o più galassie che si verifica quando le galassie coinvolte si scontrano dando vita allo scontro più violento di interazione galattica, stimola sia l'attività di formazione stellare sia degli AGNs, quindi è estremamente fondamentale in termini di evoluzione galattica, oltre che determina le proprietà morfologiche e cinematiche della galassia.

Un'altra sostanziale differenza consiste proprio nel gas che fluisce nel proto-ammasso che è nettamente diverso rispetto al gas attorno alle galassie di campo. L'inizio ed il potenziamento dell'attività di formazione stellare e degli AGNs, dovuto al merging, influenzerà la fuoriuscita di gas caldo e la redistribuzione dei metalli che si mescoleranno con il gas freddo in affluenza, mentre la crescita dell'alone stabilirà una regione di gas caldo che si estende al di là del raggio viriale dell'alone.

Al di sotto di una certa massa critica di riscaldamento da shock ($M_{\text{shock}} = 1 \times 10^{12} M_{\text{sun}}$), le galassie sono costituite da flussi di gas freddo (in aggiunta al merging) che non sono ostacolati dal riscaldamento viriale da shock. Per gli aloni più massivi, quindi al di sopra della massa critica, invece, la questione è decisamente più complicata: a bassi redshift ($z < 2$), il gas accresciuto dall'IGM subirà immediatamente l'aumento di temperatura viriale dell'alone e diverrà disponibile solo per la formazione stellare dopo un lungo periodo di raffreddamento. A redshift più alti, si presume che il gas freddo sia capace di penetrare l'ambiente di gas caldo degli aloni tramite flussi freddi formati prima della formazione del gas dovuto al processo di

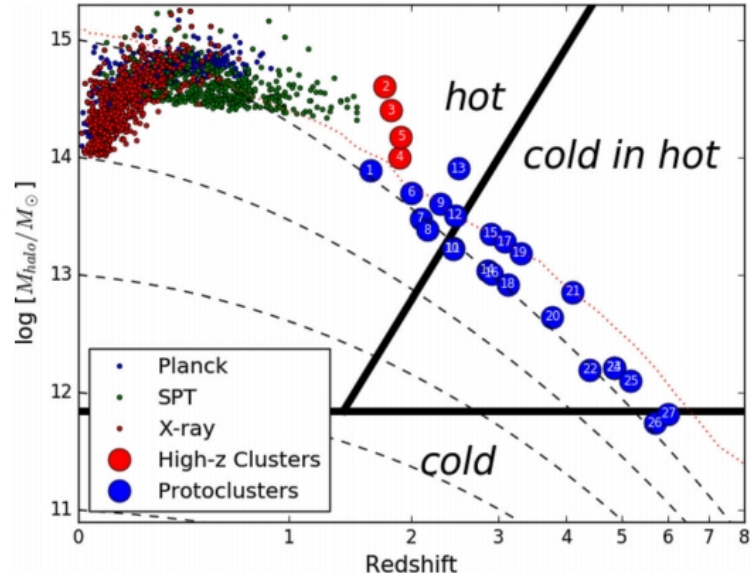


Figura 2.10: Storia di accrescimento di un (proto)ammasso. Tra $z \sim 2$ - $z \sim 3$, gli aloni del centro dei protoammassi si suppone che passino da un regime in cui il gas freddo è ancora possibile (cold in hot) ad un regime in cui tutto il gas viene riscaldato alla temperatura shock (hot). I punti blu rappresentano i proto-ammassi, quelli rossi gli ammassi. La massa calcolata ad un $z < 1.5$ sono state calcolate sulla base di osservazioni in X e tramite effetto SZ.

shock. Questo scenario appena descritto riproduce fedelmente ed essenzialmente le caratteristiche più rilevanti dell'evoluzione galattica (figura 2.10). La figura 2.10 propone un primo tentativo di posizionare nel diagramma tutti i dati a disposizione dei clusters e proto-clusters ad alti redshift in termini della massa dell'alone in funzione di z con particolare attenzione agli ammassi con $1.5 < z < 2$ i cui dati sono stati ottenuti tramite assorbimento a raggi X o effetto SZ.

Per quanto riguarda gli altri proto-ammassi è più difficile una collocazione nel diagramma, poiché non esiste alcuna stima della loro massa. Tuttavia, è lecito fornire un calcolo della massa dei più grandi aloni presente in ogni proto-ammasso evolvendo indietro nel tempo la massa a redshift nullo. Per fare questa estrapolazione, bisogna utilizzare la relazione tra la massa dell'alone più massivo presente nel proto-ammasso ad ogni redshift per una data massa calcolata in base alle simulazioni al tempo attuale. Sebbene la grande incertezza di questa estrapolazione dovuta sia a poche statistiche sia ad un probabile errore della stima della massa

a $z=0$, è interessante notare il trend generale di questi proto-ammassi a qualsiasi redshift. Il diagramma mostra che la massa di shock sia relativamente indipendente rispetto alla distanza spazio-temporale, essendo correlata alla massa dell'alone oltre la quale uno shock può estendersi fino al raggio viriale. Invece, la massa tipica di transizione dal gas freddo a quello caldo ha una forte dipendenza dal redshift: gli aloni di massa $\sim 1 \times 10^{12} M_{\text{sun}}$ effettuano la transizione a $z \sim 1$, mentre per gli aloni di massa $\sim 1 \times 10^{13} M_{\text{sun}} - 1 \times 10^{14} M_{\text{sun}}$, ci aspettiamo che la transizione si verifichi a $z \sim 2 - z \sim 3$.

La regione centrale del proto-ammasso si suppone contenga il primo alone massivo che realizza il passaggio di regime dal gas freddo a quello caldo. Nel grafico, infine, è possibile osservare che oltre la linea diagonale che separa i 2 regimi, ci sono ammassi e proto-ammassi ad alti redshift nei quali ambienti ci aspettiamo grandi cambiamenti essendo che questi sistemi evolvono da proto-clusters a clusters.

2.6.2 Evidenza di una sequenza rossa nei proto-ammassi

Una delle questioni più interessanti è la formazione di una sequenza rossa nell'evoluzione galattica dei (proto)ammassi. Netta è la differenza rispetto alla densità di massa stellare delle galassie quiescenti di diversa massa. Le galassie massive $> 1 \times 10^{11} M_{\odot}$ hanno una densità pressoché costante tra $0 < z < 1$, mentre quella delle galassie quiescenti di massa inferiore aumenta al diminuire del redshift sia per quanto riguarda le galassie di campo sia per quelle coinvolte nell'ammasso. Innanzitutto, una galassia viene definita quiescente quando possiede una quantità minima o nulla di gas necessario per l'attività di formazione stellare a redshift nullo. Pertanto, galassie quiescenti e sequenza rossa sono intimamente legati e congiunti essendo che le galassie ellittiche hanno smesso di produrre stelle e sono popolate da stelle vecchie che arrossiscono lo spettro. Questo "spegnimento" della formazione stellare è probabilmente dovuto all'attività degli AGNs o alla realizzazione di riserve di gas caldo attorno alle galassie massive. A $z \sim 1 - z \sim 2$, la frazione di galassie quiescenti in ambienti più densi o in aloni più massivi continua ad aumentare verso alti redshift. Generalmente, gli ammassi più imponenti, a $z \sim 1$, sono caratterizzati dalla presenza di una forte sequenza rossa. Questi sistemi ospitano un'intensa attività di formazione stellare o galassie ricche di polvere sebbene non si riesca a vedere a più bassi redshift.

L'evoluzione di una sequenza rossa è il risultato di un processo prolungato responsabile dell'accensione o dello spegnimento della produzione di stelle nelle galassie. Esse, nei proto-ammassi, offrono una opportunità unica di investigare la formazione della sequenza rossa poiché permettono lo studio di regioni altamente dense ad alti redshift ossia vicino all'epoca di formazione stellare e di spegnimento della galassie massive degli ammassi. Sebbene vi siano a disposizione diversi dati, bisogna essere cauti e corretti nell'interpretazione. Doherty et al. ha ottenuto un grande numero di spettri nell'ottico e nel vicino infrarosso delle galassie rosse in 2 proto-ammassi che sono stati mostrati avere un eccesso di galassie rosse. Tra 90 oggetti identificati, solo 2 sono stati confermati essere 2 galassie rosse. Tra questi 2, solo uno ha mostrato effettivamente essere una galassia a formazione stellare arrossata dalla polvere, mentre l'altra potrebbe essere quiescente. Entrambi possiedono una massa stellare pari a 1×10^{11} Msun e sono, quindi, ottimi candidati per diventare una galassia di ammasso con sequenza rossa.

Lo studio della formazione della red sequence è tuttavia limitato dalla mancanza di redshift spettroscopici disponibili per i membri candidati a clusters. Questo in parte è dovuto alle surveys di proto-ammassi ed alle tecniche di selezione che fanno affidamento sulle popolazioni di galassie in formazione stellare piuttosto che sulle galassie quiescenti. Nel 2016, Contini et al. si è particolarmente concentrato sulla red sequence di proto-ammassi con massa attuale pari a $\sim 1 \times 10^{15}$ Msun. Gli autori hanno predetto che a $z \sim 3$, ~ 90 per cento dei progenitori delle galassie a red-sequence degli ammassi sono ancora star-forming. La red sequence si forma tramite l'estinzione della galassie satellite poiché esauriscono le riserve di gas freddo dopo essersi aggregate all'ammasso. Le galassie coinvolte nell'accrescimento a più alti redshifts ($z \sim 2$ - $z \sim 3$) hanno una star formation rate ed uno spegnimento molto più veloce rispetto alle galassie satellite a bassi redshifts ($z \sim 1$ - $z \sim 2$). Questo accade in quanto le galassie a più alti redshifts hanno una frazione di gas più alta ed aloni di massa più bassa dove le fuoriuscite (?) sono più efficaci a rimuovere il gas freddo.

Per quanto riguarda le galassie centrali, invece, lo spegnimento avviene molto più tardi ($z < 1$) ed è principalmente dovuto a all'azione degli AGNs che controbilanciano il raffreddamento del gas caldo.

2.6.3 Brightest cluster galaxies

Al centro degli ammassi sono situate le cosiddette “brightest cluster galaxies”, altrimenti denominate come BCGs, come ci dimostra il picco nella banda X. Esse rappresentano le galassie più luminose del cluster, come si evince dal nome. Sono più grandi in ammassi più massivi e all’aumentare della massa, la frazione totale di luce che contengono diminuisce. Principalmente accumulano la loro massa tramite merging, e la frazione di massa delle stelle contenute nel mezzo intracluster (che si crede possano essere frutto di questi scontri tra galassie) aumenta con la massa del cluster. Sono galassie cD: la c è indice della loro imponente dimensione, la D della loro classificazione a galassie ellittiche amorphe. Alcune di esse contengono 2 o più nuclei segno del loro precedente cannibalismo. La loro formazione non è solamente correlata all’evoluzione delle galassie massive, ma dipende fortemente dalla formazione dell’ammasso e dagli effetti dell’ambiente che le circondano. Tramite confronto tra l’evoluzione delle BCGs osservate nei cluster ad epoche differenti e l’evoluzione predetta nelle simulazioni, è possibile testare sia l’assemblaggio su larga scala dell’ammasso sia il processo di assemblaggio della galassia più luminosa nel centro dell’ammasso. Si ipotizza che la formazione delle BCGs sia accompagnata da merging, genesi stellare e attività degli AGN nell’ambiente più denso dei proto-ammassi, con particolare riguardo agli alti redshift. Uno degli esempi più conosciuti è la Spiderweb galaxy collocata al centro di un protocluster a $z=2.2$. L’AGN mostra una forte interazione con il mezzo circostante capace di rimuovere una vasta parte di gas e spegnere la formazione stellare. Un AGN (nucleo galattico attivo) è una regione molto compatta al centro di una galassia che presenta una luminosità molto elevata. Gran parte della produzione di energia degli AGN è di tipo non termico (non stellare), con molti AGN che sono forti emettitori di raggi X, radio e radiazioni ultraviolette, nonché radiazioni ottiche. Si suppone che la radiazione non stellare derivi dall’accrescimento di materia di un buco nero presente al centro della galassia. Diversi proto-ammassi mostrano una evidenza di BCGs in diverse fasi della formazione come galassie massive e quiescenti al centro di densi gruppi di proto-ammassi, gruppi ristretti di galassie centrali interagenti, massivi AGN che ospitano galassie e gruppi di enormi quiescenti galassie in star-forming con massa consistente con quella che ci si aspetta per i progenitori delle BCGs. Tuttavia, ci sono diversi campioni di proto-ammassi nei quali

non sono presenti membri particolari o che ancora non sono stati identificati.

2.6.4 Altri aspetti delle galassie nei proto-ammassi

I dati di proto-ammassi che abbiamo a disposizione, sebbene ci siano diverse limitazioni, ci offrono l'opportunità di studiare la formazione galattica in un regime che era accessibile solo nella teoria e nelle simulazioni, essendo che i proto-clusters contengono un ampio numero di galassie coeve. Oltre a ciò, lo studio sugli ammassi ci concede la possibilità di studiare approfonditamente la morfologia delle galassie nelle regioni più dense con $z \geq 2$.

Alcuni proto-ammassi sono stati ampiamente campionati da HST (Hubble Space Telescope) fornendo ulteriori dettagli su alcuni componenti quali le LAEs e le LBGs. Le dimensioni delle prime sono più ristrette e ciò riflette il fatto che sono più faint e più giovani. Quanto detto equivale sia per le galassie coinvolte nell'ammasso sia per quelle di campo. Dallo studio di Hine et al. è emerso un rate di merging particolarmente elevato a $z=3.1$. Questo rate rilevante potrebbe essere la causa di un innumerevole serie di effetti su tutto l'ambiente circostante come un'attività di AGN potenziata, un eccesso di formazione stellare e di galassie massive quiescenti. Simulazioni di regioni di proto-ammassi mostrano che questi ambienti contengono galassie massive che sono più compatte (dense) rispetto a quelle di campo e che queste galassie richiedano un gonfiamento per attenersi alle strutture locali. Tuttavia, Wang et al. ha recentemente scoperto che sia le galassie quiescenti sia quelle ad alta formazione stellare nel proto-cluster CL J1001 a $z=2.5$ sono più compatte rispetto ai cluster locali early-type, ma non vi è alcuna differenza rispetto alle galassie di campo. Quindi, i cambiamenti in dimensioni delle galassie in tali ambienti altamente densi devono ancora verificarsi.

Oltre alla morfologia, come si è potuto desumere da quanto scritto, è imprescindibile il legame tra clusters e star formation. Steidel et al., particolarmente interessato all'ammasso HS1700+643 a $z=2.30$, ha trovato che le galassie sono più massive e vecchie delle galassie selezionate spettroscopicamente nelle vicinanze (figura 2.11). Sebbene sia riconosciuto che questo proto-ammasso non contenga una sequenza rossa, questi risultati sono fortemente indicativi del fatto che le proprietà delle galassie in alcuni proto-ammassi differiscono rispetto a quelle di campo.

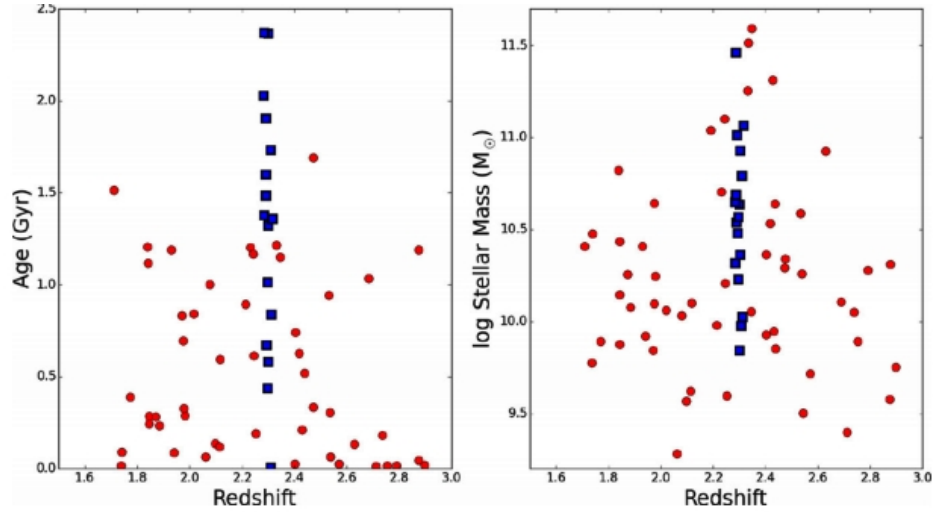


Figura 2.11: Età delle stelle (pannello a sinistra) e massa stellare (pannello a destra) delle galassie selezionate nell'UV nel proto-ammasso HS1700+643 a $z = 2.30$.

Per quanto riguarda la relazione SFR-Mstar è indistinguibile tra l'ambiente del proto-ammasso e quello di campo (figura 2.12). I risultati ottenuti da questi studi sono in favore di una crescita accelerata nelle regioni di alta densità rispetto al campo. Inoltre, la possibile contaminazione degli AGN o dell'inesatta correzione della polvere potrebbe facilmente deviare i risultati rispetto al vero, avendo a che fare con un campione di proto-clusters relativamente piccolo. Nonostante ciò, vi è una forte evidenza che i proto-ammassi siano spesso associati con un ampio eccesso di formazione stellare oscurata dalle polveri a $z \sim 2$ - $z \sim 4$. L'alto livello di formazione stellare oscurata dalle polveri suggerisce che siano galassie massive in rapida formazione. Probabilmente, i proto-ammassi ricchi di polvere rappresentano una fase particolarmente importante durante la quale una grande frazione di massa in stelle nella sequenza rossa dell'ammasso all'epoca attuale è stata formata nel giro di un tempo estremamente breve. La coda di queste fase starburst può ancora essere vista in qualche ammasso ad alto redshift. Non appena questa attività diminuisce con il calare del redshift, la frazione delle galassie quiescenti aumenta rapidamente da $z \sim 2.5$ a $z \sim 1.5$ indicando che l'epoca principale degli ammassi di formazione è terminata.

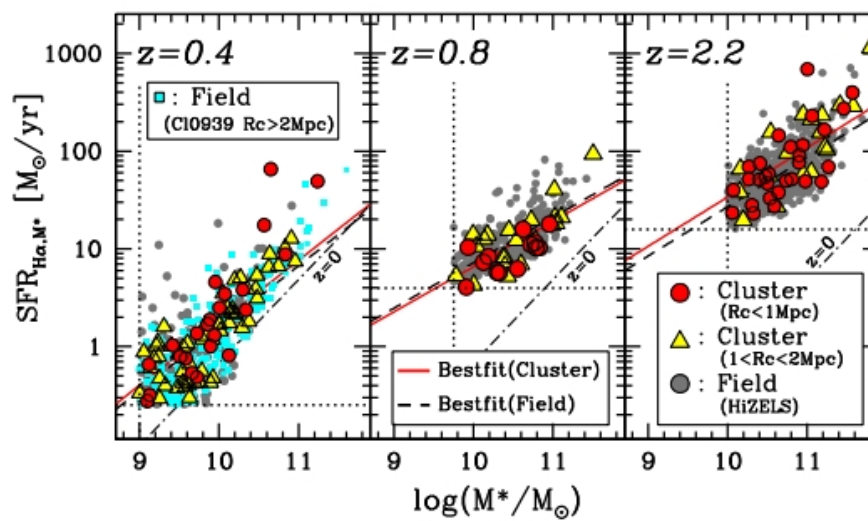


Figura 2.12: Relazione tra massa stellare e SFR basata sulle linee H α per galassie coinvolte in un ammasso e galassie di campo a 3 differenti redshifts. Si può notare che la differenza è pressochè indistinguibile eccetto per un possibile aumento del numero di galassie con massa elevata nei (proto)ammassi

Capitolo 3

Funzioni di correlazione

Lo studio dei (proto)ammassi è estremamente all'avanguardia nel panorama della cosmologia moderna, perchè fondamentale nella determinazione della distribuzione della materia oscura.

Come già accennato precedentemente, nell'analisi dello spettro della CMB, sono emerse delle minuscole variazioni in densità che hanno poi determinato la struttura a larga scala che conosciamo. Ma non solo: grazie allo studio della CMB, sono emerse delle piccole perturbazioni nella distribuzione iniziale di materia. Tutto ciò è ampiamente descritto nel modello cosmologico standard. Queste oscillazioni attraggono fortemente la materia: la componente di essa ad essere maggiormente attratta è la materia oscura, essendo soggetta solamente ad interazione gravitazionale. Tali strutture vengono definite aloni che possono aumentare in dimensioni tramite accrescimento di particelle, fusioni oppure processi di cannibalismo. Gli aloni di materia oscura determinano il destino di tutti i loro componenti. Essi rappresentano il tessuto dell'intero universo e sul quale ha inizio l'evoluzione delle galassie.

Come già scritto nelle sezioni precedenti, la rete cosmica è interamente composta di aloni di materia oscura che fungono da nodi densi e ricchi di materia barionica. Proprio al loro interno si sviluppano le galassie a partire dalla materia ordinaria che aumenta grazie ai processi di accrescimento di aloni di materia oscura. Gli aloni tendono a raggrupparsi così come le galassie al loro interno intente nel raccogliersi in una configurazione caratteristica che è quella degli ammassi. Non avendo alcun tipo di interazione elettromagnetica, ma godendo solo di interazione gravitazionale, gli aloni di materia oscura sono pressochè impossibili da rilevare.

Tuttavia, gli ammassi al loro interno costituiscono i traccianti indiretti per eccellenza necessari per determinare la distribuzione della dark matter. Più gli ammassi contenuti sono grandi, maggiore sarà l'estensione dell'alone all'interno dei quali si trovano. Le strutture su grande scala possono essere considerate come aloni di materia oscura al centro dei quali si formano sottostrutture di materia luminosa osservabile. Gli ammassi di galassie sono composti per circa l'80 % di materia oscura, il 15 % è composto principalmente da gas caldo (fluido di elettroni e ioni che emettono in X) ed il restante 4-5 percento dalla materia visibile (stelle).

Da un'indagine di ammassi, quindi, si arriva ad un'analisi approfondita, seppur indiretta, sugli aloni. Uno strumento potente utilizzato in cosmologia per descrivere le proprietà statistiche degli ammassi è costituito dalle funzioni di correlazione. La funzione di correlazione rappresenta l'eccesso di probabilità, rispetto a quella descritta da Poisson, di trovare una coppia di galassie a distanza r una dall'altra. Essa fornisce una descrizione delle proprietà del raggruppamento di una distribuzione di punti in spazi multi-dimensionali: infatti, si assume che tali punti rappresentino le galassie o qualsiasi altra sorgente cosmica di indagine. In entrambi i casi, non vi è differenza poichè, essendo le distanze cosmologiche particolarmente rilevanti, qualsiasi oggetto è descritto in maniera puntiforme. In poche parole, è possibile stabilire quanto le galassie siano tra loro aggregate. Le funzioni di correlazione sono 2: spaziale, ovvero una distribuzione di punti nello spazio tridimensionale, oppure angolare, ossia una distribuzione di punti proiettati sulla sfera celeste.

Supponiamo di avere 2 punti (2 galassie) e 2 elementi di volumi differenziali dV_1 e dV_2 che li contengono. La probabilità di trovare una galassia nel volume differenziale dV_1 in un posizione generica x è:

$$dP_1 = n_v dV \quad (3.1)$$

dove n_v rappresenta la densità numerica delle galassie nello spazio. Assunto valido il Principio Cosmologico, la probabilità è indipendente dalla posizione.

Definiamo ora, invece, la probabilità congiunta di trovare una galassia in un volume differenziale dV_1 ed una seconda galassia in un volume differenziale dV_2 ad una r_{12} dalla prima:

$$d^2P_2 = n_v^2 [1 + \xi(r_{12})] dV_1 dV_2 \quad (3.2)$$

$\xi(r_{12})$ è chiamata funzione di correlazione a due punti spaziale. Essa dipende esclusivamente dallo scalare r_{12} , definito tale e non vettore perchè è stato assunto valido il Principio cosmologico. La funzione di correlazione esprime, quindi, l'eccesso di probabilità di trovare 2 galassie, ad una certa distanza mutuale, rispetto ad una distribuzione casuale. Difatto, la densità numerica totale è espressa dalla seguente relazione:

$$n(V) = nV + n \int \xi(r)dV \quad (3.3)$$

Se le galassie fossero sparse in maniera casuale, avremo $\xi(r_{12}) = 0$. Se le galassie, invece, risultano raggruppate, allora $\xi(r_{12}) > 0$, altrimenti non sono assolutamente correlate tra loro. Detto ciò, il numero medio di galassie entro una distanza generica r di un dato oggetto è:

$$N(r) = \frac{4\pi}{3} n_v r^3 + 4\pi n_v \int_0^r \xi(r_{12}) r_{12}^2 dr_{12} \quad (3.4)$$

dove il secondo addendo esprime il termine di eccesso. Esso può convergere a zero quando, con una survey vengono coperte grandi aree di cielo e di volumi, le galassie sono troppo distanti, condizione per cui la funzione di correlazione converge a zero e di conseguenza tutto l'integrale.

Nella maggior parte dei casi, si lavora con coordinate di 2 punti proiettate sulla sfera celeste. Definiamo, quindi, la funzione di correlazione angolare a 2 punti, $w(\theta)$ in relazione alla probabilità congiunta di trovare una galassia (o una qualsiasi sorgente cosmica) in una cella di area infinitesima $d\omega_1$ e l'altra in una cella di area $d\omega_2$ separate da un angolo θ_{12} :

$$d^2 P_2 = n_\theta^2 [1 + w(\theta_{12})] d\omega_1 d\omega_2 \quad (3.5)$$

dove n_ω rappresenta la densità areale delle galassie proiettate nel cielo per unità di angolo solido. (Figura 3.1) In generale, definiamo la funzione di correlazione ad n -punti come la probabilità congiunta di trovare n galassie in n volumi elementari dV separate da una distanza r_n l'una dall'altra.

la funzione di correlazione a 2 punti delle galassie dusty è stata calcolata utilizzando il formalismo della distribuzione dell'occupazione dell'alone (Halo Occupation Distribution): la componente 1-halo domina su piccole scale ed esprime la distribuzione delle galassie entro lo stello alone, la componente 2-halo, invece, descrive la distribuzione di galassie in aloni differenti e quindi domina su grandi scale. La teoria HOD fornisce una descrizione statistica di

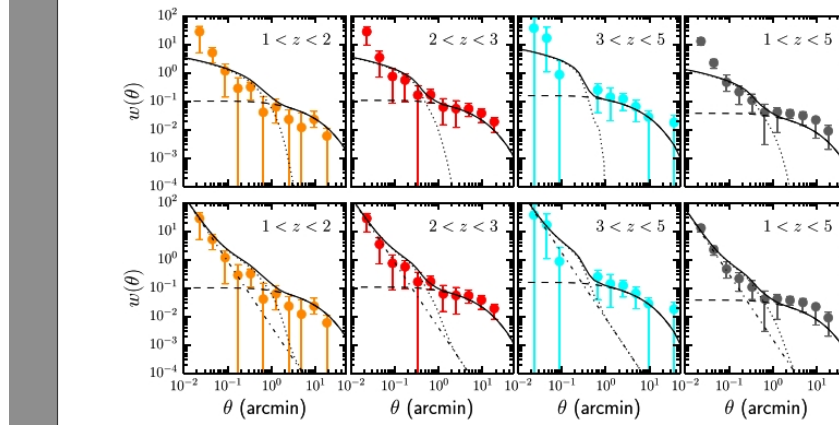


Figura 3.1: Funzione di correlazione di galassie sub-millimetriche del modello di Chen et al., 2016, a diversi intervalli di redshifts. Nel pannello superiore, sono illustrate le funzioni di correlazione previste da CAi et al., 2013. Il termine 1 e 2 di alone sono rispettivamente rappresentate dalle curve con puntini e tratteggi. Nel pannello inferiore è stata aggiunta una componente al termine 1 di alone modellato con una legge di potenza.

come le galassie popolino gli aloni di materia oscura assieme al formalismo centrale-satellite: la prima galassia ospitata dall'alone risiede al suo centro, mentre le rimanenti sono distribuite in proporzione al profilo della massa dell'alone e sono classificate come satelliti.

Capitolo 4

Ricerca di proto-clusters con SPICA

4.1 SPICA

4.1.1 Osservatorio

Le misurazioni nel dominio della lunghezza d'onda dell'infrarosso ci consentono di valutare direttamente lo stato fisico ed il bilancio energetico della materia fredda nello spazio, consentendo così lo studio dettagliato dei vari processi che governano la formazione e l'evoluzione delle stelle e dei sistemi planetari nella Via Lattea e nelle altre galassie. Le precedenti missioni a infrarossi, dall'IRAS a Herschel, hanno effettuato diverse scoperte sull'universo oscurato dalle polveri, ma la sensibilità è stata limitata perché finora non è stato possibile far volare un telescopio che sia grande e freddo. SPICA, frutto di una collaborazione tra ESA e JAXA, è una missione volta a compiere il passo successivo nell'osservazione a medio e lontano infrarosso combinando un telescopio grande e freddo con strumenti che impiegano rivelatori ultrasensibili e all'avanguardia.. La missione prevede un telescopio di 2,5 metri di diametro raffreddato a meno di 8 K (figura 4.1). Invece di utilizzare il criogeno liquido, verrà utilizzata una combinazione di raffreddamento passivo e dispositivi di raffreddamento meccanici per raffreddare sia il telescopio sia gli strumenti. Con il raffreddamento non dipendente da una fornitura criogenica limitata, la durata della missione può estendersi significativamente oltre i tre anni richiesti. La combinazione di telescopio e gli strumenti del telescopio con rilevatori all'avanguardia significa che SPICA può portare ad un enorme progresso rispetto alle capacità

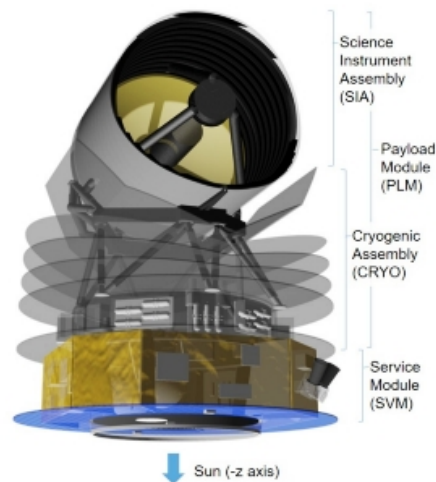


Figura 4.1: Configurazione dello spacecraft di SPICA. Gli strumenti scientifici sono montati sulla banca ottica sul retro del telescopio.

delle precedenti missioni. La strumentazione a bordo di SPICA offrirà una potenza di risoluzione spettrale che varia da $R \sim 50$ a 11000 nel dominio $17\text{-}230 \mu\text{m}$ e $R \sim 28.000$ tra 12 e $18 \mu\text{m}$. Inoltre SPICA sarà in grado di eseguire estese mappe del cielo in imaging a banda larga tra $30\text{-}37 \mu\text{m}$, di spettroscopia a piccolo campo ed imaging polarimetrico nell'intervallo $100\text{-}350 \mu\text{m}$. SPICA consentirà la spettroscopia nell'infrarosso lontano con una sensibilità senza precedenti di $\sim 5 \times 10^{-20} \text{ W / m}$ ($5\sigma / 1\text{hr}$) - almeno due ordini di miglioramento della grandezza rispetto a ciò che è stato raggiunto fino ad oggi. Con questo eccezionale salto di prestazioni, nuovi domini nell'astronomia ad infrarossi diventeranno accessibili, permettendoci, ad esempio, di svelare definitivamente l'evoluzione della galassia e la produzione di metallo nel tempo cosmico, per studiare la formazione e l'evoluzione della polvere sin dalle epoche molto antiche. Le informazioni tecniche sullo strumento più rilevanti sono contenute nella tabella in figura 4.2.

Item Specification
<i>Spacecraft system</i>
Height: ~ 5.9 meter
Diameter: ~ 4.5 meter
Mass including consumables: 3.65 tonnes
Launcher: JAXA H3
Attitude control: 3-axis stabilized with star-tracker, gyro and fine attitude sensors
Absolute Pointing Error $\sim 0.5''$
Power: ~ 14 m ² solar array providing 3 kW
Data handling: 24 hour autonomous operation, 100 GB on-board data storage, X-band downlink at ~ 10 Mbps
<i>Cooling system</i>
Passive cooling combined with mechanical coolers
End of life cooling power:
Stirling coolers: > 200 mW at 20K
4K Joule-Thomson coolers: 40 mW at 4.5K
1K Joule-Thomson coolers: 10 mW at 1.7K
<i>Telescope</i>
2.5 meter Ritchey-Crétien
Strehl ratio for telescope/instruments > 0.80 at 20 μm
Cooled below 8 K
<i>Instruments</i>
Mid-infrared spectroscopy 12-36 μm - SMI
Far-infrared spectroscopy - 34-250 μm - SAFARI
Mid-infrared imaging 30-37 μm - SMI
Far-infrared imaging polarimetry 100/200/350 μm - POL

Figura 4.2: Principali parametri di SPICA

4.1.2 Strumenti

3 sono gli strumenti che SPICA ha a disposizione:

- SMI, ossia lo SPICA Mid-Infrared Instrument (figura 4.3). Lo spettrometro / telecamera SMI mid-IR copre la gamma di lunghezze d'onda da 12 a 36 μm con tre canali separati: la funzione di spettroscopia a bassa risoluzione LR, $R = 50-120$, per la gamma da 17-36 μm , la funzione di spettroscopia a media risoluzione MRS, $R = 1300-2300$, per 18-36 μm e la funzione di spettroscopia ad alta risoluzione HR, $R = 28000$, nell'intervallo 12-18 μm . SMI è composto da due catene ottiche principali, una per la combinazione LR e una per la combinazione MR / HR, ognuna con le relative ottiche anteriori e posteriori. Non ci sono parti in movimento ad eccezione di un otturatore nella catena LR e uno specchio di sterzata del fascio nelle catene MR / HR. La scheda tecnica SMI mostra le specifiche complete per la SMI di base. Le caratteristiche principali di SMI sono riassunte nella figura 4.6

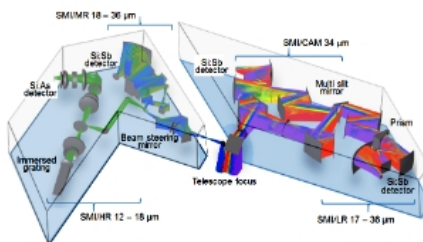


Figura 4.3: Visuale di SMI

- SAFARI, ossia Spettrometro Far-Infrared (figura 4.4). Con scopo principale la scienza dell'evoluzione della galassia, lo spettrometro SAFARI è principalmente ottimizzato per raggiungere la massima sensibilità, entro i limiti delle risorse disponibili (termica, numero di rivelatori, potenza, massa), a una risoluzione moderata di $R \sim 300$ istantaneamente nell'intero dominio da 34 a 230 μm . Un driver secondario ha il compito di studiare, anche ad una risoluzione di lunghezza d'onda più elevata, le proprietà più dettagliate dei profili di linea, ad esempio per la caduta e il deflusso della materia dai nuclei galattici attivi. Con il design a griglia, la sensibilità SAFARI / SPEC della modalità $R \sim 300$ sarà di

circa $5 \times 10^{-20} \text{ W / m}^2$ (5σ , 1hr). Le caratteristiche principali di SAFARI sono riassunte nella figura 4.6

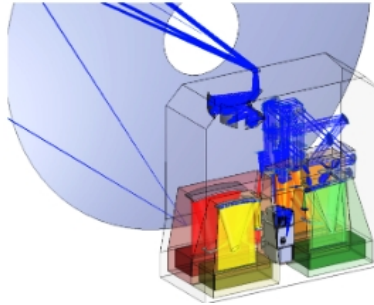


Figura 4.4: Visuale di SAFARI

- B-POP, il polarimetro SPICA nel Far-Infrared (Figura 4.5). Il principale driver scientifico per la componente di imaging nell'IR lontano di SPICA è la mappatura polarimetrica delle strutture filamentose galattiche, che richiede un ampio intervallo dinamico sia nelle scale spaziali che nella densità del flusso. Per un'elevata efficienza di mappatura è richiesto un ampio campo visivo istantaneo, simultaneamente in tutte le bande di lunghezze d'onda, entro il budget stabilito dal satellite (termico, elettrico, di massa, di volume). Questo deve essere implementato usando rivelatori che offrano un'alta sensibilità a livelli di flusso deboli, ma con un'alta immunità a livelli di flusso elevati. Le bande di lunghezze d'onda sono definite dalla necessità di osservare i filamenti su entrambi i lati della loro emissione di picco, suggerendo bande centrate attorno a $100 \mu\text{m}$, $200 \mu\text{m}$ e $350 \mu\text{m}$. Per una polarimetria efficiente, vengono utilizzati rilevatori di polarizzazione. Le caratteristiche principali di B-POP sono riassunte nella figura 4.7

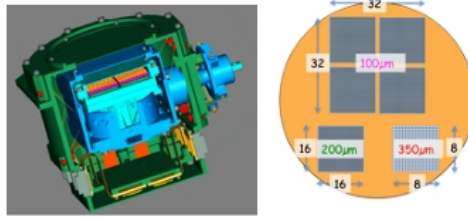
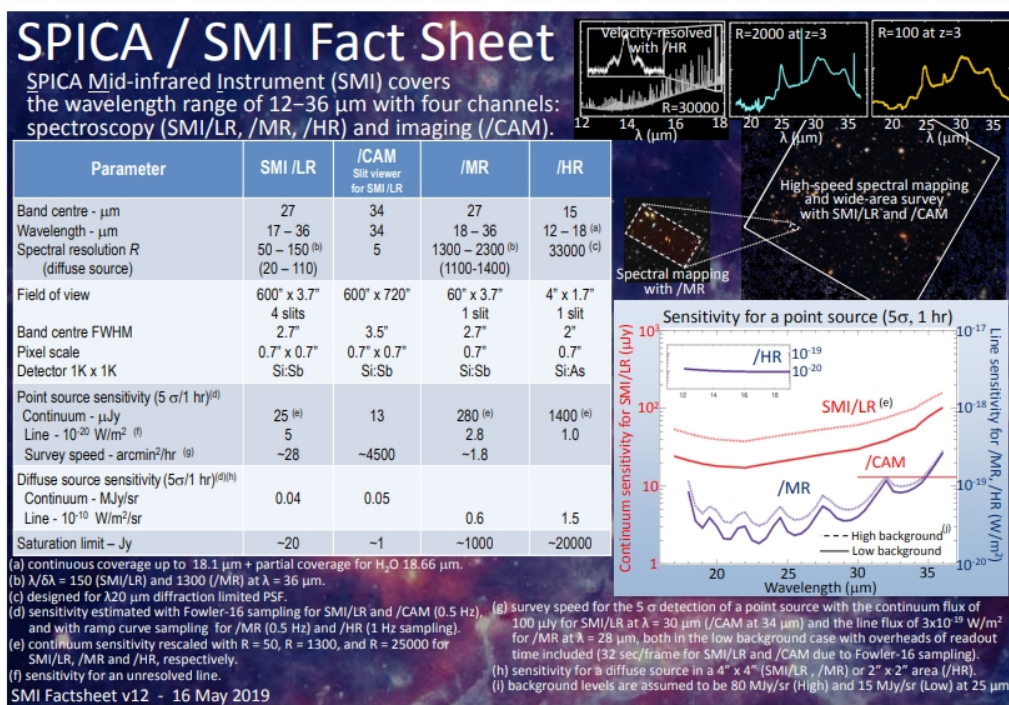


Figura 4.5: Visuale di B-POP

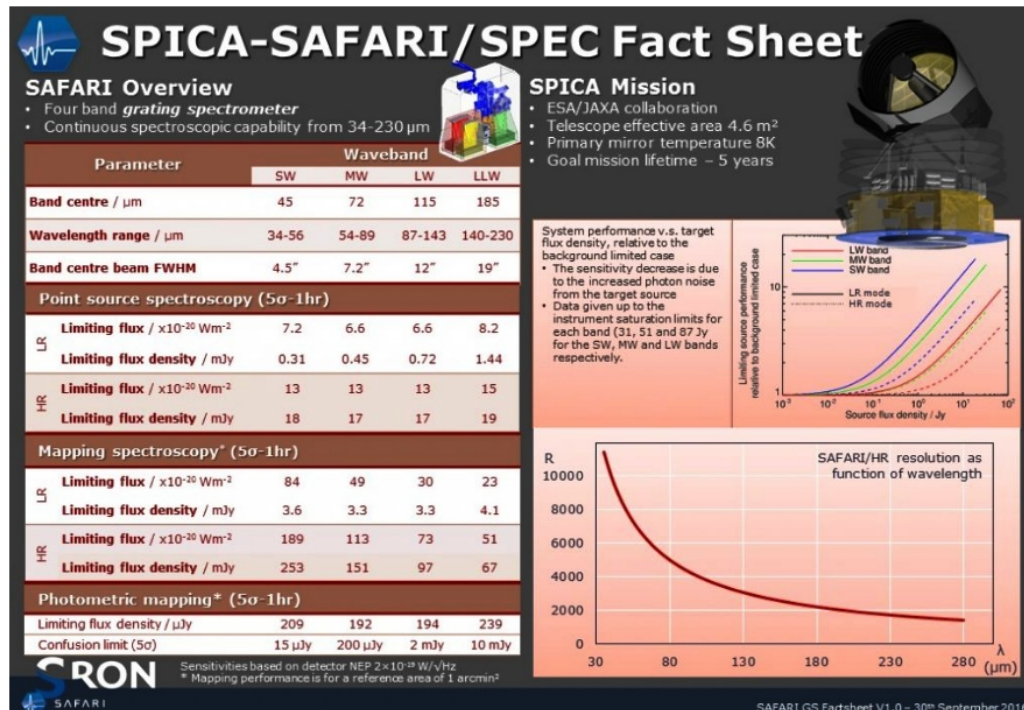
4.1.3 Surveys extragalattiche con SPICA

Per ottenere dati di sorgenti cosmiche, delle quali si vuol determinare la densità di galassie star-forming e la conseguente SFR, flussi e densità a redshift elevati ($z > 2$) sono necessari 3 tipi diversi di surveys, ognuna con uno scopo ben preciso:

- **Shallow Survey.** Con l'obiettivo di indagare l'ambiente degli ammassi, trovare proto-ammassi, scoprire ed analizzare i Quasars ad alti z oscurati dalla polvere e studiare i più luminosi, quindi massivi, oggetti cosmici. Con un'estensione nel medio infrarosso ($30-37 \mu\text{m}$) e nel lontano infrarosso ($60-80 \mu\text{m}$), ricopre un'area di cielo pari a $10 \times 10 \text{ deg}^2$ con sensibilità pari a $50 \mu\text{Jy}$ a 5σ nel canale mid-IR ($34 \mu\text{m}$).
- **Medium-deep survey.** Tramite questa osservazione sarà possibile esaminare le Polycyclic Aromatic Hydrocarbons (PAH), calcolare le funzioni di luminosità e la funzione di massa stellare a bassi ($z < 1$) e ad alti redshift ($z > 5$). La determinazione della formazione stellare e dell'attività di accrescimento durante il loro picco, $z \sim 5-6$ permette di indagare la crescita parallela delle stelle assieme ai buchi neri super massicci (SMBHs) e scoprire se vi sia o meno un legame. L'area di cielo che viene coperta corrisponde a 10 deg^2 con sensibilità pari a $13 \mu\text{Jy}$ a 5σ nel canale mid-IR ($34 \mu\text{m}$).
- **Ultra-deep survey.** Ben oltre la survey più profonda del satellite Herschel, attraverso un'area pari a 1 deg^2 , sarà possibile rilevare galassie ad alti redshift (con $M_* > 1 \times 10^9 M_\odot$ fino a $z \sim 8$) e studiare le galassie più faint ($M_* = 1 \times 10^8 - 1 \times 10^{10} M_\odot$) all'epoca del picco della formazione stellare cosmica ($z \simeq 2$). La sensibilità raggiunta sarà pari a $3 \mu\text{Jy}$ a 5σ nel canale mid-IR ($34 \mu\text{m}$), un fattore 3 al di sotto del limite di confusione strumentale.



(a)



(b)

Figura 4.6: Fact Sheets di SMI (a) e di SAFARI (b)



Figura 4.7: Fact Sheet di B-POP (c)

4.2 Osservazioni extra-galattiche con SPICA

4.2.1 Proto-clusters con SPICA

Una delle domande chiave a cui SPICA vuole rispondere è la seguente: qual è il ruolo della formazione stellare oscurata dalle polveri delle galassie nel passato nella costruzione degli ammassi di galassie massive che osserviamo all'epoca attuale?

Se a $z \leq 1-1.5$ il nucleo centrale degli ammassi è dominato principalmente da galassie passive early-type ed è costituito da gas caldo, permettendo così il loro rilevamento tramite sequenza rossa e/o osservazioni in X o con effetto SZ, a più alti redshift i proto-ammassi sono difficili da individuare, poichè le galassie non sono ancora cresciute oppure il gas non è ancora virializzato. In ogni caso ci si aspetta che i membri del cluster attraversino una fase di formazione stellare oscurata dalle polveri. La tecnica di selezione si basa, quindi, sull'identificazione di proto-ammassi con osservazioni nell'infrarosso. Lo studio di proto-clusters lontani e le proprietà fisiche dei loro membri forniscono ingredienti cruciali per comprendere l'assemblaggio

delle più grandi strutture nell'universo locale e la relazione formazione stellare-densità a $z \geq 1.3$. Con le osservazioni in infrarosso, verranno tracciate galassie che sono star-forming. Le misurazioni del clustering fissano la distribuzione spaziale di queste galassie che stanno attraversando una crescita rapida e tracciano la loro posizione, tecnica che viene utilizzata per i proto-ammassi più distanti.

Gli studi del clustering nell'ottico/vicino infrarosso tracciano galassie con popolazione stellare vecchia e sono sensibili alle galassie che hanno assemblato la maggior parte della loro massa. In parallelo, Spitzer ed Herschel hanno già sondato la componente oscurata della struttura su larga scala, facendo emergere che le SMGs (submillimeter galaxies) mostrano un'evoluzione della loro lunghezza di correlazione con il redshift. Inoltre, le missioni spaziali passate che hanno analizzato l'infrarosso quali Planck, Herschel e lo SPT (South Pole Telescope) hanno identificato un grande numero di candidati proto-clusters, alcuni dei quali sono stati confermati da ALMA. Tuttavia, un'interpretazione fisico-statistica di questi oggetti manca completamente e richiede un'informazione spettroscopica adeguata per l'estinzione dovuta alle polveri. SPICA si pone come obiettivi:

- la realizzazione di un follow-up di proto-ammassi già noti tramite SMI. In particolar modo, le osservazioni nelle survey deep ed ultra-deep forniranno una visuale tridimensionale delle features PAH del proto-ammasso, così da poter identificare il redshift dei membri di ammassi di cui non è nota la distanza. Queste osservazioni, inoltre, risolveranno la moltitudine di osservazioni precedenti nel lontano-infrarosso e nel submillimetrico utilizzate principalmente per rilevare le sovradensità di galassie. Oltre a ciò, sarà possibile ottenere un chiarimento sulla distribuzione della polvere calda entro il proto-ammasso. La luminosità delle PAH (polycyclic aromatic hydrocarbons) sono strettamente correlate con le emissioni del gas molecolare (in particolare il monossido di carbonio, CO), quindi saranno fondamentali per tracciare il contenuto di gas a diverse epoche.
- Il contributo più importante della missione è certamente dato dalla possibilità di poter rilevare nuovi proto-ammassi con SMI. Un modo per ottenere questo importante risultato è dato dalla identificazione di una sequenza di colore rossa in eccesso nelle mappe spettrali, coinvolgendo l'emissione del continuo nello spettro di SMI per replicare

le misurazioni della fotometria a banda larga (come Spitzer, ma a più alti redshift); il procedimento va ripetuto anche per le ricerche più deep. In ogni caso, la presenza di una sequenza rossa è indissolubilmente legata all'esistenza di una popolazione matura di galassie entro il proto-ammasso. Tuttavia, i proto-clusters più giovani sono difficili da rilevare con questa tecnica. Perciò, il proto-ammasso viene identificato come una distribuzione altamente densa di sorgenti cosmiche (almeno 5 membri fino a 10) con le linee PAH rilevate allo stesso redshift spettroscopico. Questo tipo di approccio permette di individuare proto-clusters tra $1 < z < 4$ con luminosità integrata totale nell'infrarosso al di sopra di $1 \times 10^{11} L_{\odot}$.

4.2.2 Predizioni per la rilevabilità di proto-clusters con SPICA/SMI

Il numero di proto-ammassi rilevabili da SMI su un'area di 1 deg^2 è calcolato utilizzando la funzione di luminosità totale nell'infrarosso (8-1000 μm) di proto-ammassi ricchi di polvere a $z > 1$ realizzate da Negrello et al. (2017, MNRAS; 470, 2253) (Figura 4.8).

I passaggi da realizzare sono i seguenti:

1. La funzione di luminosità del proto-ammasso è ricampionata in intervalli di luminosità (L) e z , su tutta l'area considerata.
2. Ad ogni proto-cluster è assegnato un numero di membri campionato casualmente da una distribuzione uniforme tra 5 e 15 (numero tipico di cluster members ad alto redshift identificati in proto-ammassi noti).
3. Ad ogni membro del proto-ammasso è assegnata una luminosità totale nell'infrarosso campionata casualmente da una distribuzione uniforme in \log_{10} tra 7.0 e la luminosità totale nell'infrarosso del proto-cluster, assicurandoci che la somma delle luminosità di tutti i membri del proto-ammasso sia uguale alla luminosità del proto-ammasso stesso.
4. Ad ogni proto-cluster member sono assegnate le luminosità dovute alle PAH utilizzando la relazione osservativa tra la luminosità totale nell'infrarosso e la luminosità in riga come suggerito da Bonato et al. (2019, PASA, 36) con la corrispettiva dispersione. Sono

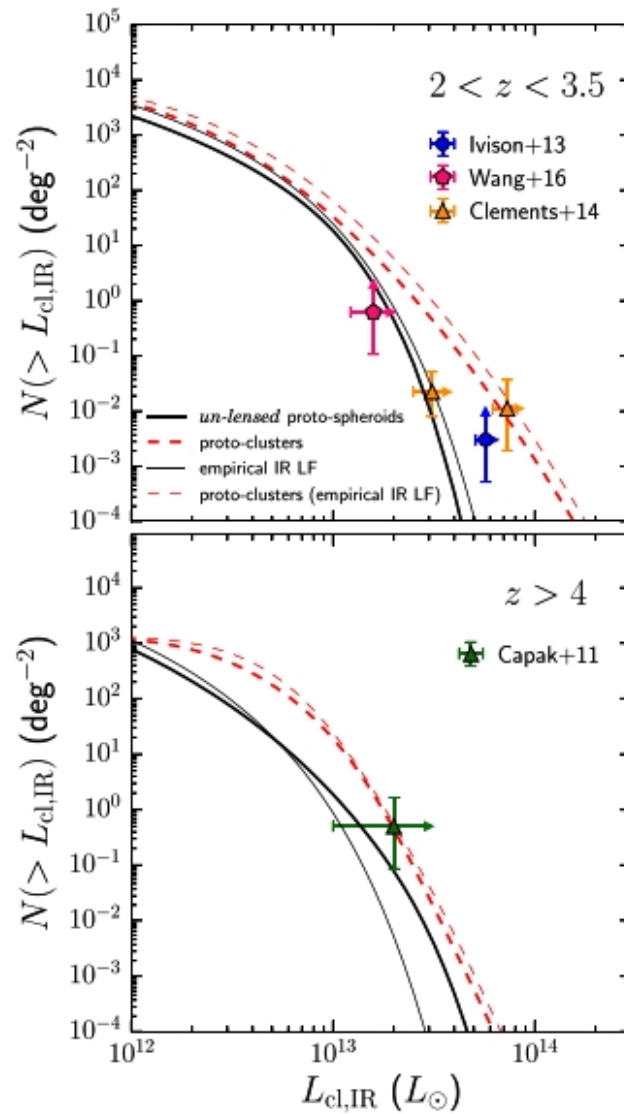


Figura 4.8: Pannello superiore: funzioni di luminosità di proto-ammassi con $2 < z < 3.5$. Pannello inferiore: funzioni di luminosità di proto-ammassi con $z < 4$. Le predizioni basate sul modello di Cai et al. sono mostrate in figura dalla linea spessa e rossa tratteggiata. Le curve più chiare sono predizioni basate sulle funzioni di luminosità nell'infrarosso di Mancuso et al. per le galassie polverose (curva nera) e proto-ammassi (curva rossa tratteggiata)

state considerate le seguenti righe di emissione PAH: 3.3 μm , 6.2 μm , 7.7 μm , 8.6 μm , 11.3 μm , 12.7 μm .

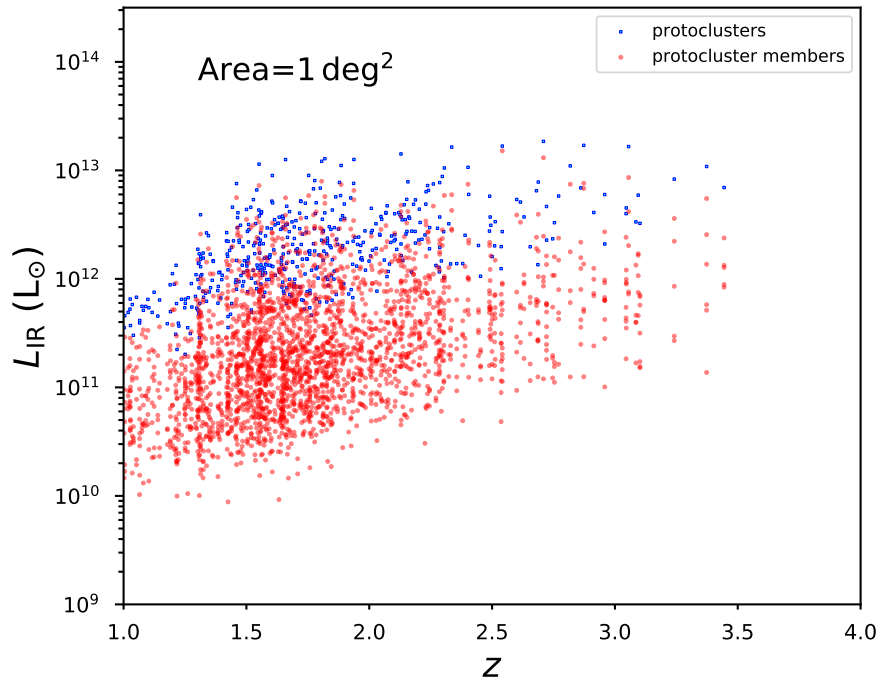
5. Ogni luminosità delle PAH è convertita in flusso e confrontata con il flusso limite di rilevazione in riga ($5 \times 10^{-20} \text{ W m}^{-2}$, vedasi Fig. 4.6, facsheet di SMI). Il limite di rilevazione corrisponde ad una riga non risolta. In questo esercizio si è deciso di considerare rilevabile da SMI un proto-ammasso se sono identificate almeno 2 righe di PAH in almeno 5 dei suoi membri.

Secondo questo approccio, il numero atteso di proto-ammassi rilevato su un'area di 1 deg^2 è ~ 450 . La figura 4.9 mostra la distribuzione della luminosità totale (Figura 4.9, a) nell'infrarosso dei proto-ammassi individuati in funzione del redshift (punti azzurri), i punti rossi, invece, rappresentano la luminosità totale nell'infrarosso dei membri dei proto-ammassi.

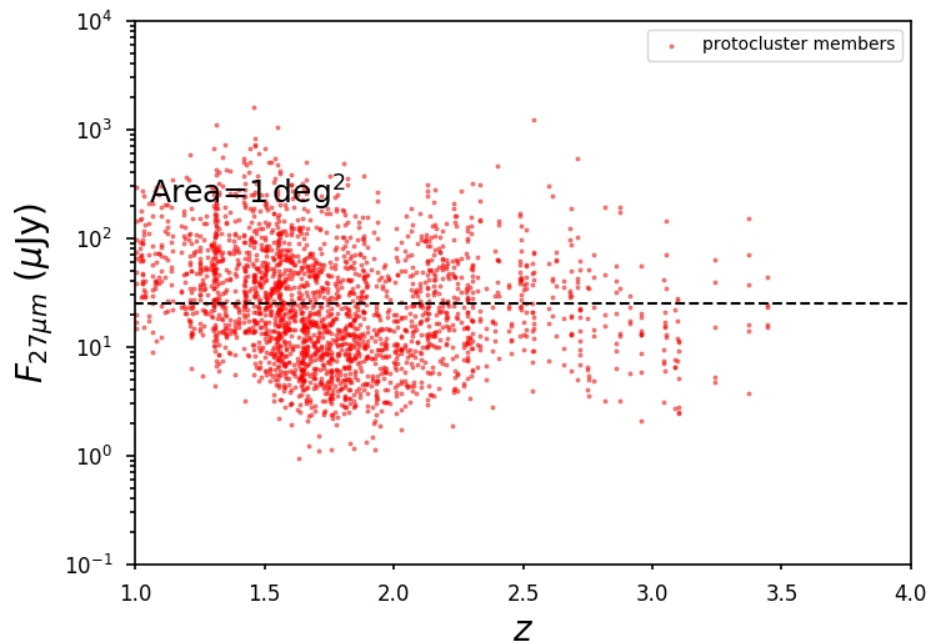
È ritratta, inoltre, la distribuzione della densità di flusso (figura 4.9, (b)), a 27 μm , dei membri dei proto-ammassi rilevati. Il grafico è stato realizzato utilizzando la SED di M82 normalizzata alla luminosità nell'infrarosso totale predetta di ogni membro. La galassia M82 è una starburst, ossia possiede un elevato tasso di formazione stellare, di grande impatto, che solitamente si verifica successivamente a merging. La linea orizzontale tratteggiata definisce la sensibilità di una sorgente puntiforme nel continuo a 5sigma per un tempo di intergrazione di un'ora di SMI a 27 μm ($25 \mu\text{Jy}$). Il plot indica che è possibile rilevare le PAH per identificare i proto-ammassi oltre il limite della continuum sensitivity.

Un'altra tecnica (figura 4.9) è quella di ignorare le PAH e di assumere che un proto-ammasso sia rilevato quando almeno 5 dei suoi membri hanno una flux density più grande di 27 μm o uguale alla 5sigma/h continuum point source sensitivity di SMI. In questo caso, il numero atteso è ~ 60 .

Dopo aver ampiamente analizzato M82, le 2 tecniche di rilevazione si sono estese anche a diversi tipi di SED di galassie star-forming: spirali di tipo a, b, c. Come già accennato precedentemente, SPICA realizzerà un vero e proprio follow-up di proto-ammassi e ne rivelerà degli altri. Il numero di proto-clusters e di membri (delle 4 differenti galassie) che SPICA identificherà sono riportati in tabella. (Figura 4.17-4.18)

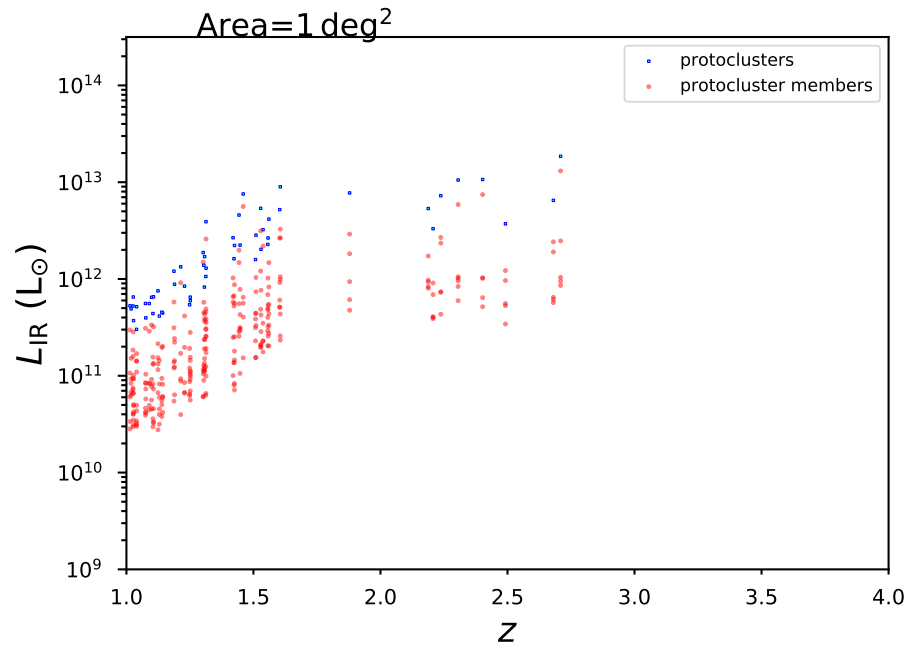


(a)

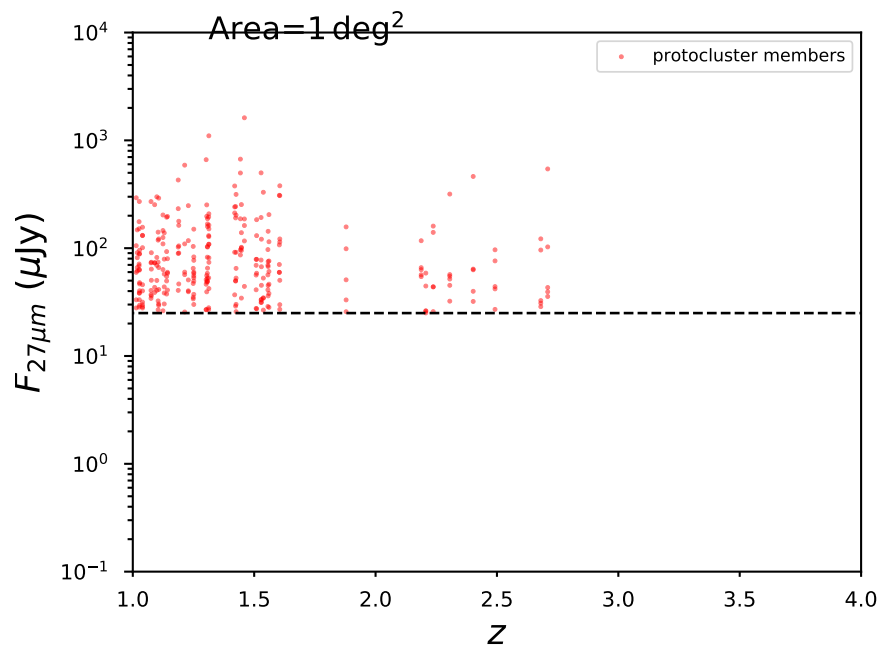


(b)

Figura 4.9: Luminosità di M82 (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift con la tecnica di rilevazione delle PAHs

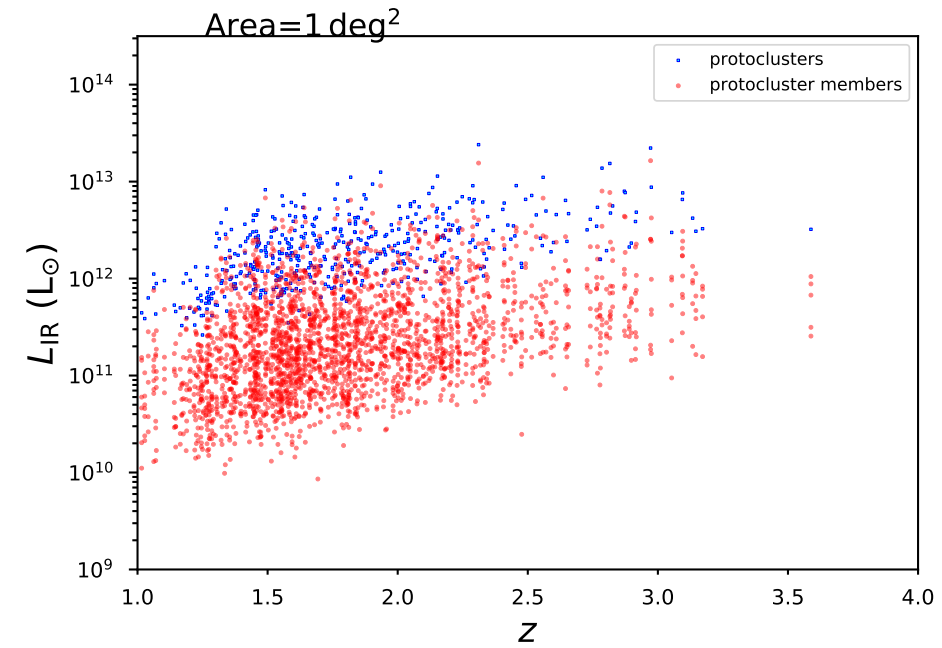


(a)

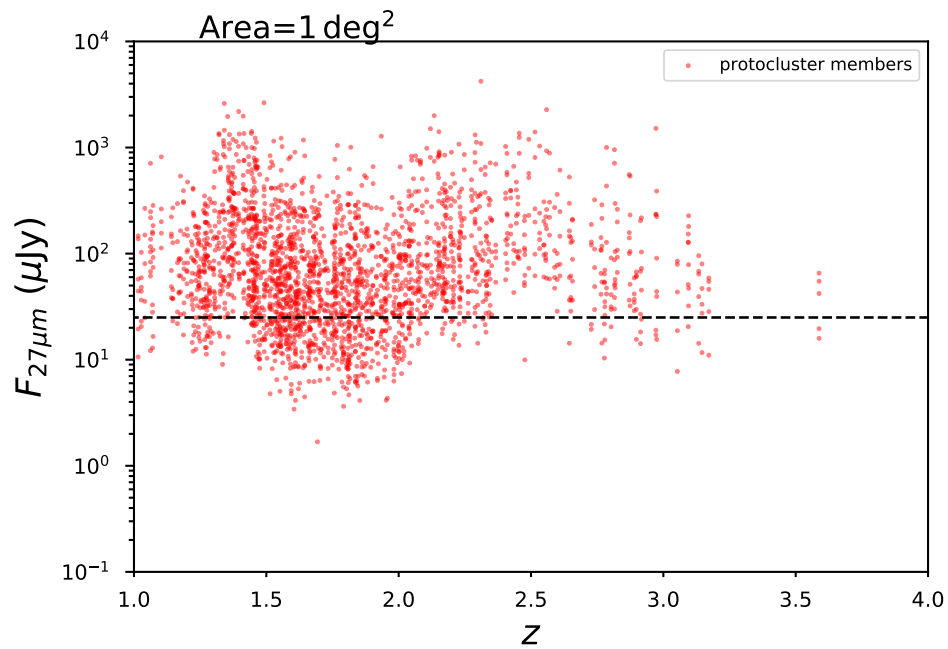


(b)

Figura 4.10: Luminosità di M82 (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift senza tecnica di rilevazione delle PAHs.

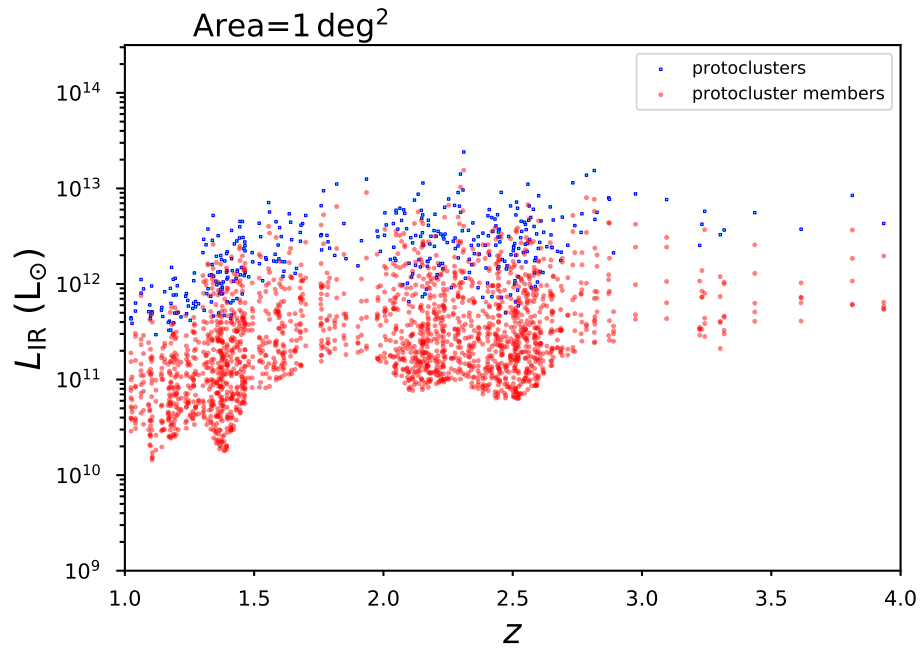


(a)

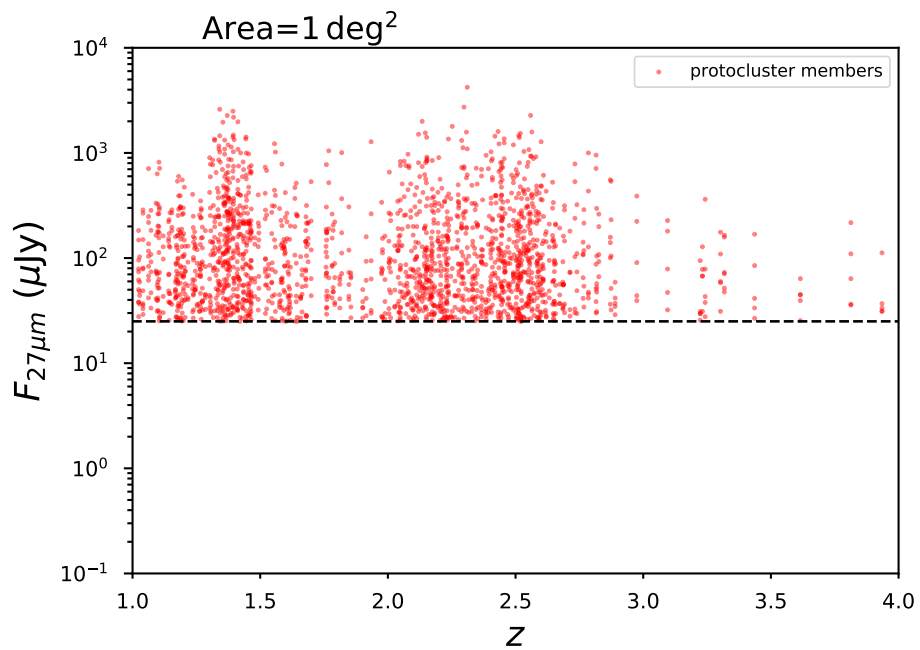


(b)

Figura 4.11: Luminosità della Sa (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift con la tecnica di rilevazione delle PAHs



(a)



(b)

Figura 4.12: Luminosità della Sa (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift senza tecnica di rilevazione delle PAHs

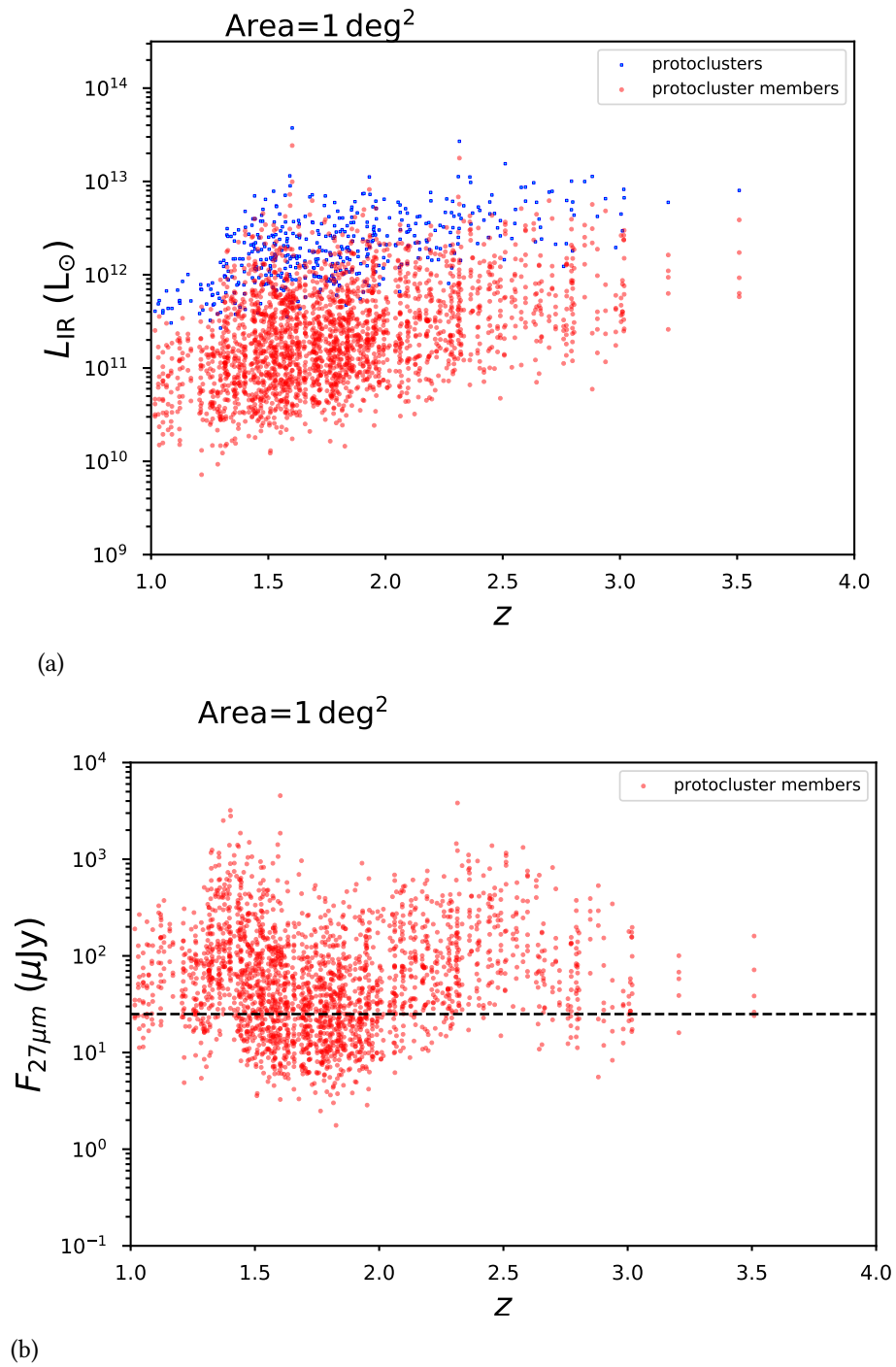
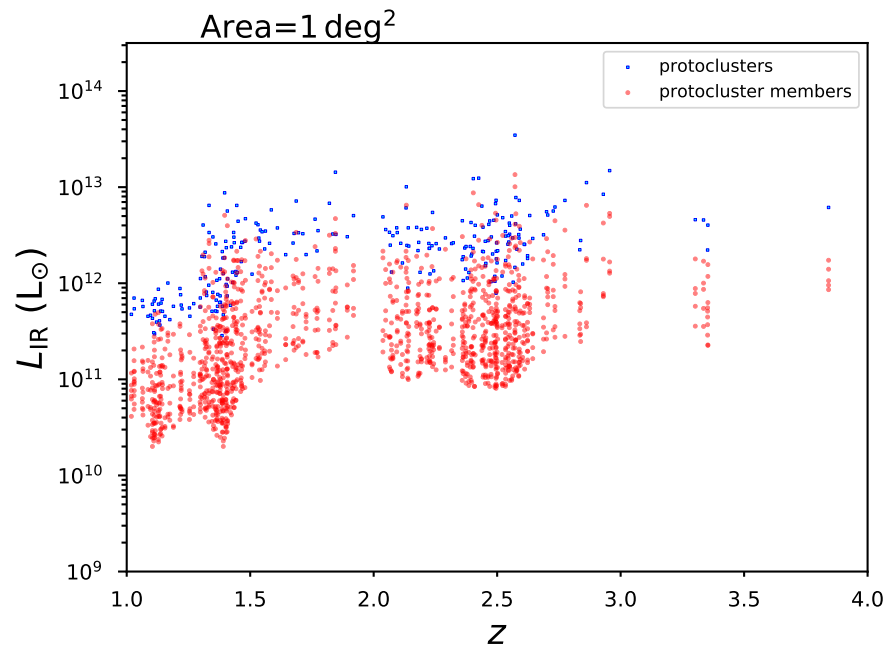
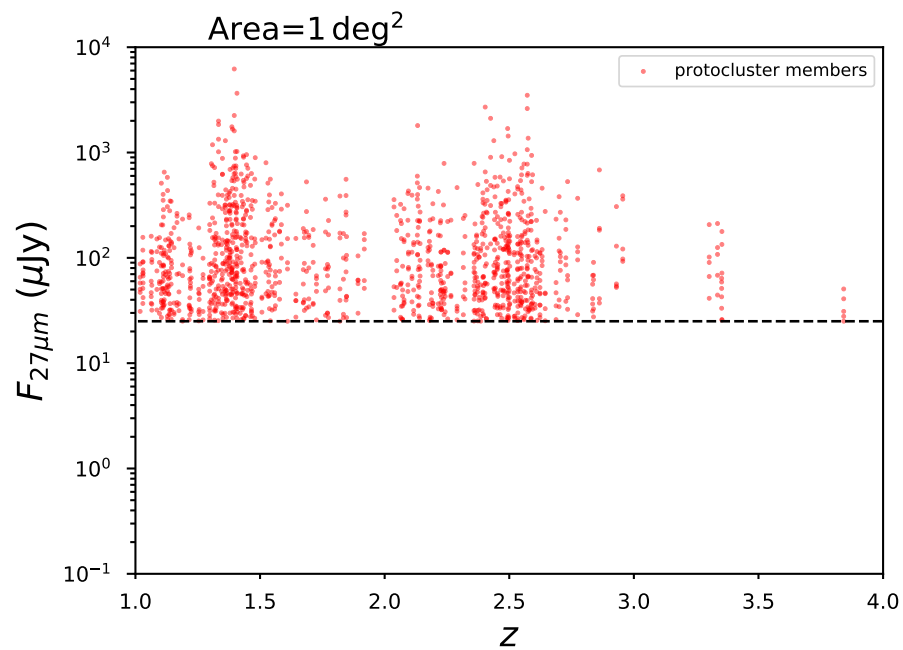


Figura 4.13: Luminosità della Sb (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift con la tecnica di rilevazione delle PAHs

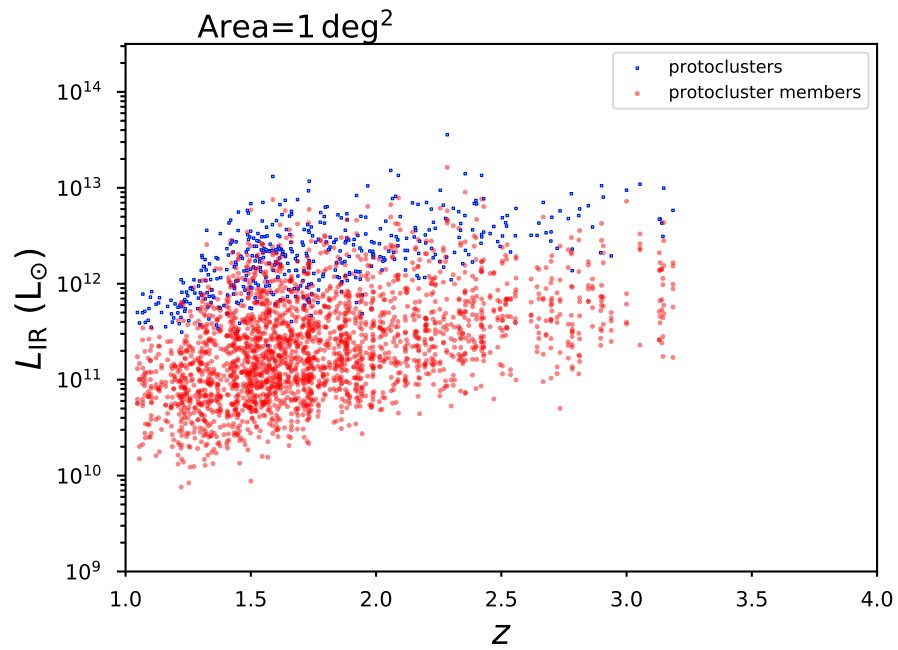


(a)

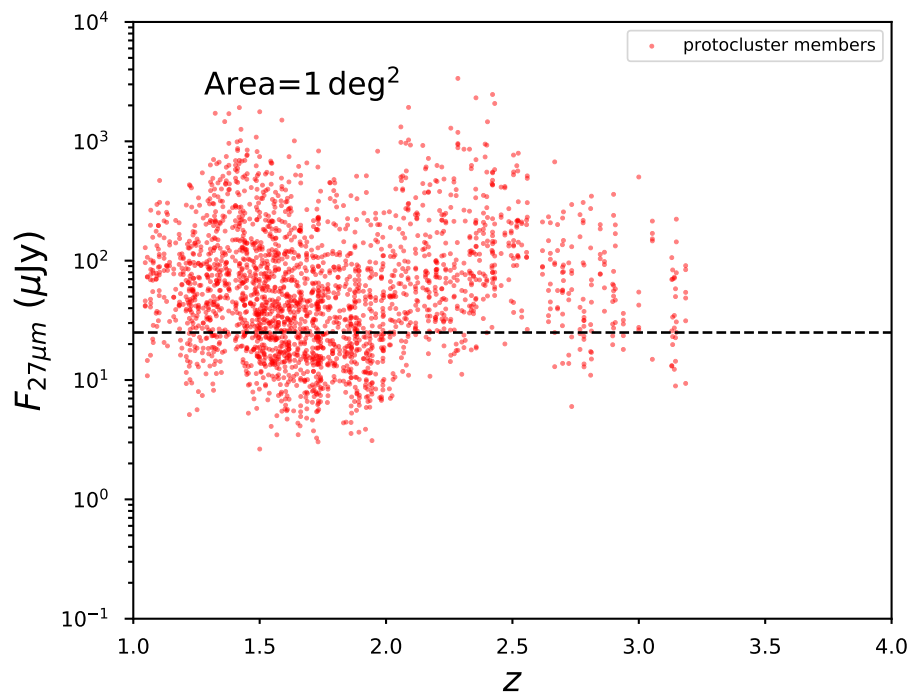


(b)

Figura 4.14: Luminosità della Sb (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift senza tecnica di rilevazione delle PAHs

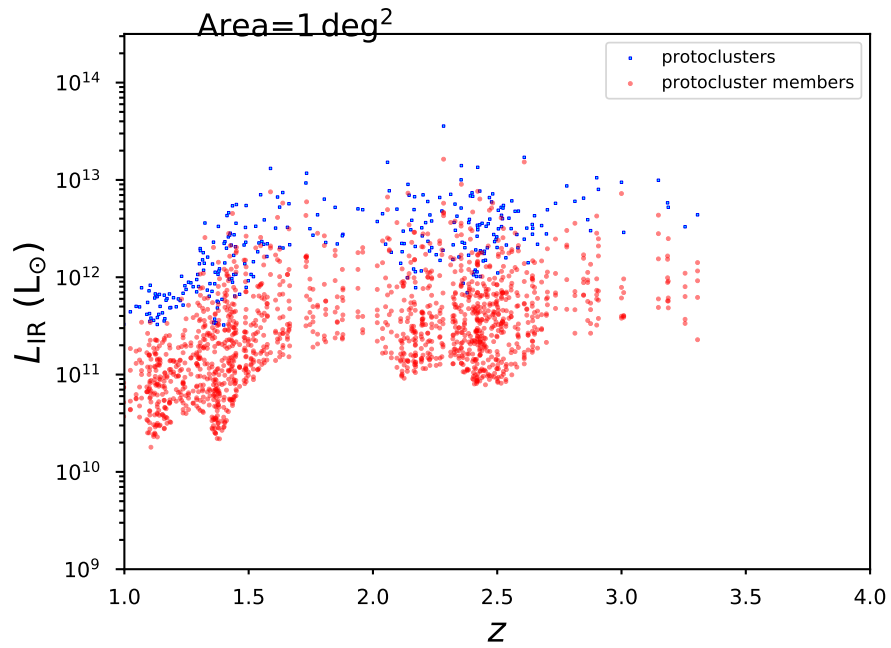


(a)

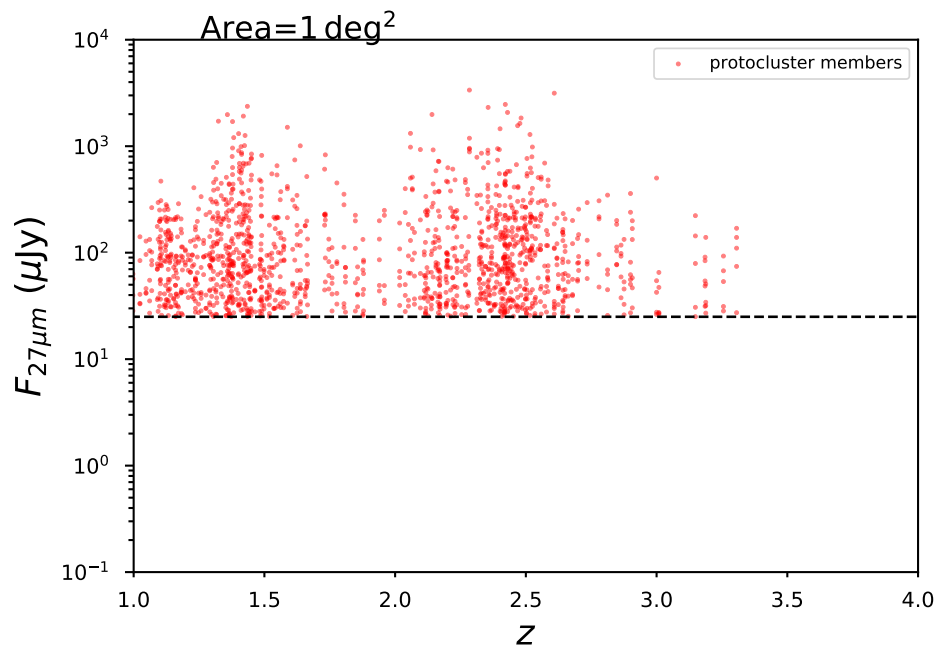


(b)

Figura 4.15: Luminosità della Sc (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift con la tecnica di rilevazione delle PAHs



(a)



(b)

Figura 4.16: Luminosità della Sc (a) e densità di flusso (b) in funzione del redshift tecnica di rilevazione delle PAHs

	N° of PROTO-CLUSTERS/1 deg ²			
	M82	Sa	Sb	Sc
0<z<2	318	344	346	325
2<z<3	121	116	140	113
3<z<4	9	9	4	5

Figura 4.17: Numero dei proto-clusters di M82, Sa, Sb, Sc a differenti bin di redshift su un'area di 1 deg².

	N° of PROTO-CLUSTERS MEMBERS/1 deg ²			
	M82	Sa	Sb	Sc
0<z<2	5141	5494	5555	5186
2<z<3	1474	1431	1753	1393
3<z<4	105	110	42	66

Figura 4.18: Numero di membri dei proto-clusters di M82, Sa, Sb, Sc a differenti bin di redshift su un'area di 1 deg².

4.2.3 Conclusioni

In questo capitolo si è potuto verificare, tramite predizioni modellistiche applicate alla strumentazione a bordo di SPICA, che la profondità dell'ultra deep survey, che coprirà un'area di 1 deg², è perfettamente idonea allo studio dei proto-ammassi con lo spettrografo a bassa risoluzione SMI-LR. Il nostro esercizio, basato per ora su assunzioni molto semplificate, dimostra che idealmente la ultra-deep survey (programmata dal Guaranteed Time extragalattico di SPICA), sarà in grado di rilevare varie centinaia di proto-ammassi a $1 < z < 3$, individuando diverse migliaia di singoli membri degli ammassi tramite la presenza di PAH. L'epoca cosmica studiata da SPICA corrisponde infatti ad una fase di intensa attività di formazione stellare in sorgenti polverose. Abbiamo anche visto che le statistiche numeriche cambiano poco in funzione del tipo di SED di galassia star-forming utilizzata.

Anche la medium deep survey, che coprirà un'area di 10 gradi quadri ma a flussi limite più brillanti, fornirà ulteriori preziosi campioni di candidati proto-ammassi che potranno ancora essere studiati con SMI.

In questa tesi ci siamo limitati a presentare uno dei possibili approcci osservativi che permetteranno a SPICA di studiare l'assemblamento delle strutture piu' massicce presenti nell'Universo locale, focalizzandoci sullo strumento SMI. Tuttavia la ricchezza della strumentazione a bordo di SPICA permettera' un'indagine completa dal punto di vista spettroscopico (in particolare con SAFARI) e fotometrico (con SMI e B-BOP) dei complessi processi fisici che hanno luogo all'interno delle galassie in formazione nei proto-ammassi. In particolare, SPICA permettera' di studiare la co-evoluzione dei processi di crescita delle galassie e dei buchi neri super massicci al loro interno.

Ringraziamenti

I miei più sentiti ringraziamenti ad Andrea Enia, per la professionalità con la quale mi ha aiutato a comprendere il codice di programmazione.

Bibliografia

- Roderik A. Overzier, The realm of the galaxy protoclusters, Springer-Verlag Berlin Heidelberg 2016.
- Malcolm S. Longair, Galaxy Formation, Springer, 2007.
- Asantha Cooray, Ravi Sheth, Halo models of large scale structure, 2002.
- A. Franceschini, Appunti del Corso di Cosmologia di Laurea Triennale, 2019.
- A. Franceschini, Appunti del Corso di Cosmologia di Laurea Magistrale, 2018.
- M. Negrello et al., On the statistics of proto-cluster candidates detected in the Planck all-sky survey, 2017.
- G. Rodighiero et al., SPICA Science use case, 2019.
- P. G. Perez-Gonzalez, SPICA Science use case, 2019.
- P.R. Roelfsema, SPICA - a large cryogenic infrared space telescope unveiling the obscured Universe, 2017.
- Cai Z.-Y., Lapi A., Bressan A., De Zotti G., Negrello M., Danese L., 2014, ApJ, 785, 65
- Mancuso C., Lapi A., Shi J., Cai Z.-Y., Gonzalez-Nuevo J., Bethermin M., Danese L., 2016, ApJ, 833, 152
- Chiang Y.-K., Overzier R., Gebhardt K. (2013) Astrophys J 779:127

- Contini E., De Lucia G., Hatch N., Borgani S., Kang X. (2016) *Month Not R Astron Soc* 456:1924
- Doherty M. et al. (2010) *Astron Astrophys* 509:A83
- Wang T, Elbaz D, Daddi E. et al. (2016) *Astrophys J* 828:56