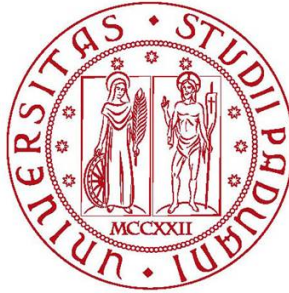


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"



Laurea Triennale in Astronomia

**Storia dell'evoluzione delle galassie
rivelata dallo spettro elettromagnetico
dell'universo: il contributo del fondo
nel lontano infrarosso**

Relatore:
**Prof.ssa
Giulia Rodighiero**

Candidato:
**Alberto Rodegheri
Mat. 1147417**

ANNO ACCADEMICO 2019/2020

Indice

Introduzione	4
1 Il fondo cosmico extragalattico	6
1.1 Lo spettro elettromagnetico dell'Universo	6
1.2 Approcci osservativi per la misura della EBL in ottico	11
2 La radiazione cosmica infrarossa	18
2.1 Risolvere la CIB attraverso i conteggi di sorgenti	20
2.1.1 Contributo dei conteggi a diversi redshift	22
2.1.2 Conteggi estesi con metodi statistici	25
2.1.3 Determinazione del rumore di fondo	28
2.2 La CIB analizzata da diversi strumenti: confronto e commento sulle misure	28
3 La storia evolutiva delle galassie	35
3.1 Commenti conclusivi sui modelli evolutivi	58
4 Missioni future	61
4.1 ALMA: 66 antenne per esplorare l'Universo lontano	61
4.2 L'evoluzione galattica rivelata da SPICA	63
4.3 Il successore di HST: il James Webb Space Telescope	64
Bibliografia	65

Introduzione

La storia dell'origine e dell'evoluzione dell'Universo è da sempre un argomento che affascina e intriga studiosi, e non, di ogni epoca, fin dall'antichità, fin da quando l'essere umano ha cominciato a interessarsi dei fenomeni celesti. Come si è originato l'Universo in cui viviamo? Quali epoche ha attraversato prima di diventare come lo vediamo oggi? L'uomo si è sempre posto queste domande, e ognuno di noi dentro di sé possiede questo desiderio di conoscenza, quasi fosse innato, intrinseco nella condizione umana. Negli ultimi anni si sono fondate e si stanno fondando le basi per fornire le risposte a queste e altre domande, attraverso l'osservazione del cielo con strumenti sempre più all'avanguardia, in modo da spingere lo sguardo verso epoche remote, sempre più indietro nel tempo, sempre più vicine al Big Bang. L'obiettivo degli studiosi è quello di superare sempre nuovi limiti, superare gli ostacoli osservativi con telescopi sempre più precisi. È come una corsa a ostacoli; ma con ostacoli che diventano sempre più complicati da superare e che richiedono tecniche sempre più sofisticate per essere abbattuti; ostacoli che, nella realtà, si configurano con i limiti strumentali, che bloccano lo sguardo a elevati redshift, oppure come concentrazioni di polveri, che occultano la vista e rendono complicata l'analisi della formazione stellare.

L'obiettivo principale del percorso di ricerca esposto nei prossimi capitoli consiste nella determinazione dei processi evolutivi galattici, iniziati in epoche cosmiche remote e che hanno portato alla nascita delle sorgenti che osserviamo oggi nell'universo locale, come le galassie a spirale o le sferoidali, che sono i risultati finali di due diverse strade evolutive. Attraverso il lavoro e i risultati ottenuti da diversi studiosi, che hanno analizzato i dati provenienti da diverse missioni nell'infrarosso e nel millimetrico, è stato possibile arrivare a questo grande traguardo, anche se la ricerca non è ancora finita, ma ha bisogno di nuovi dati, più profondi e precisi.

Per raggiungere questo scopo il regime principale in cui indagare è quello dell'infrarosso (soprattutto medio e lontano) e ciò è stato permesso specialmente da telescopi spaziali come *Spitzer* ed *Herschel*: la maggior parte delle misure descritte in seguito proverranno da queste due missioni, che con il loro contributo hanno permesso di costruire il fondo infrarosso "pezzo per pezzo" e di risolvere parte delle sorgenti galattiche. È stato possibile, inoltre, determinare le funzioni di luminosità e di massa dei diversi oggetti presi in esame, basandosi sulle loro distribuzioni spettrali (SED): questo processo sta alla base della costruzione della storia evolutiva delle diverse popolazioni galattiche.

Si partirà da un breve *excursus* sui diversi fondi cosmici e sulle informazioni

che sono in grado di fornirci, per poi concentrarsi sull'analisi della radiazione di fondo nell'ottico, e delle adiacenti in UV e vicino-IR, dal momento che anche queste contribuiscono in ugual modo alle informazioni riguardanti l'emissione galattica. La discussione passerà poi, nel corso del *Capitolo 2*, alla determinazione del contributo nel medio e lontano infrarosso, con i procedimenti e risultati esposti da Berta et al., per giungere infine alla trattazione evolutiva per galassie e AGN, descrivendo i modelli proposti da Franceschini et al. e da Gruppioni et al., entrambi del tipo dei *backward evolutionary models*, ma basati su una diversa disponibilità di dati: il primo è stato tracciato sulle misure fornite da *Spitzer*, mentre il secondo su quelle più precise di *Herschel*, che è stato il primo ad arrivare a osservare a redshift 4, raggiungendo una profondità senza precedenti, almeno fino alle prossime missioni. Nel capitolo conclusivo verranno presentate alcune missioni in attività, o future, che porteranno l'indagine evolutiva ad un livello successivo, arrivando a captare l'emissione delle prime stelle e galassie originatesi in epoche "vicine" al Big Bang.

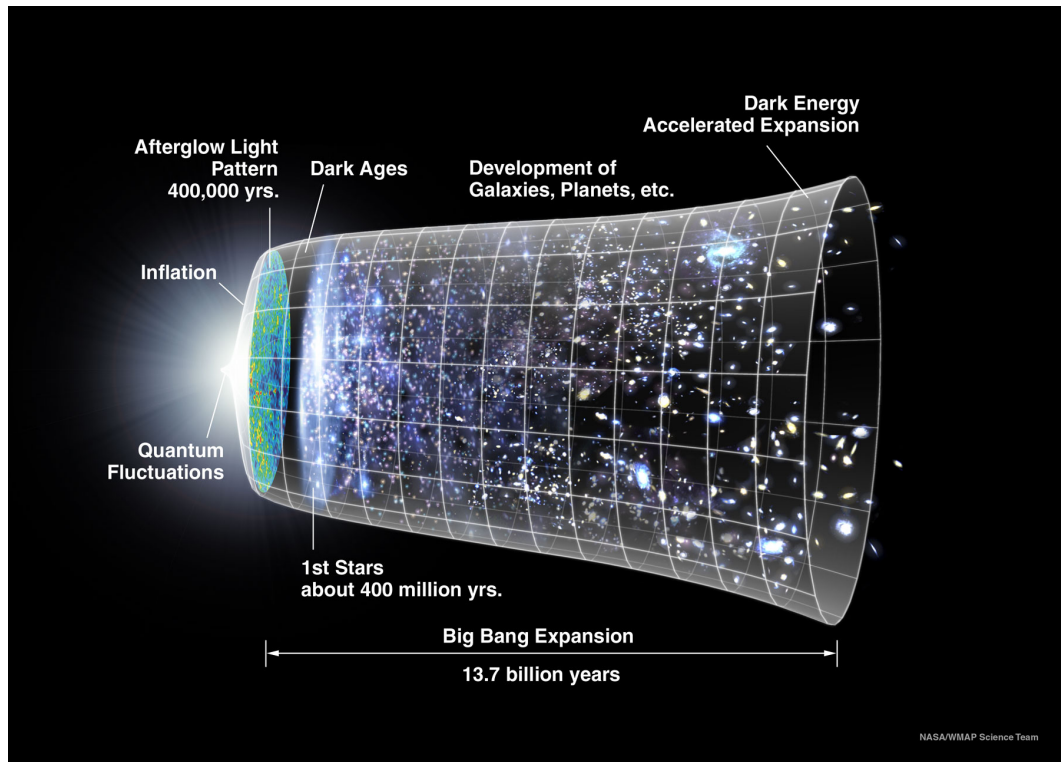


Figura 1: *Storia dell'evoluzione dell'Universo*

Capitolo 1

Il fondo cosmico extragalattico

1.1 Lo spettro elettromagnetico dell'Universo

É possibile rilevare la radiazione emessa dall'universo ad ogni lunghezza d'onda, dalle onde radio ai raggi γ , determinandone completamente lo spettro elettromagnetico? Un'operazione che presenta molte difficoltà ed ostacoli sia di tipo strumentale che osservativo, che si può rivelare uno scrigno contenente un tesoro inestimabile, colmo di informazioni sulla formazione ed evoluzione delle galassie, sulla materia oscura, persino sulle origini del cosmo. In base alla porzione di spettro, al range di lunghezza d'onda (o frequenza), su cui concentriamo la nostra analisi possiamo carpire informazioni molto diverse, ma allo stesso tempo complementari, e costruire pezzo per pezzo il “puzzle cosmico”. Le radiazioni emesse dalle varie sorgenti cosmologiche si presentano come dei fondi fotonici, che sono stati, e sono ancora, largamente studiati attraverso metodi e strumenti di ogni tipo. Sono come delle mappe del cielo, che in base alla frequenza a cui stiamo osservando, mettono in evidenza diverse proprietà, diverse distribuzioni spaziali e diverse fluttuazioni. Sono le fotografie di epoche lontanissime, che ci permettono di scoprire com'era il cosmo miliardi di anni fa. Muovendoci lungo lo spettro elettromagnetico notiamo che, percorrendolo in termini di lunghezze d'onda, abbiamo una visuale sempre più profonda, che ci fa viaggiare sempre più indietro nel tempo. Nel grafico in *Figura 1.1* è rappresentata la radiazione cosmica di fondo dell'Universo (*Extragalactic Background Light*, EBL) a tutte le lunghezze d'onda, dal regime del radio ai raggi γ . La EBL, quindi, rappresenta e contiene gran parte della luce proveniente dalla materia luminosa presente nell'Universo ad ogni epoca cosmologica, a partire dalla prima fonte di luce originatasi in esso.

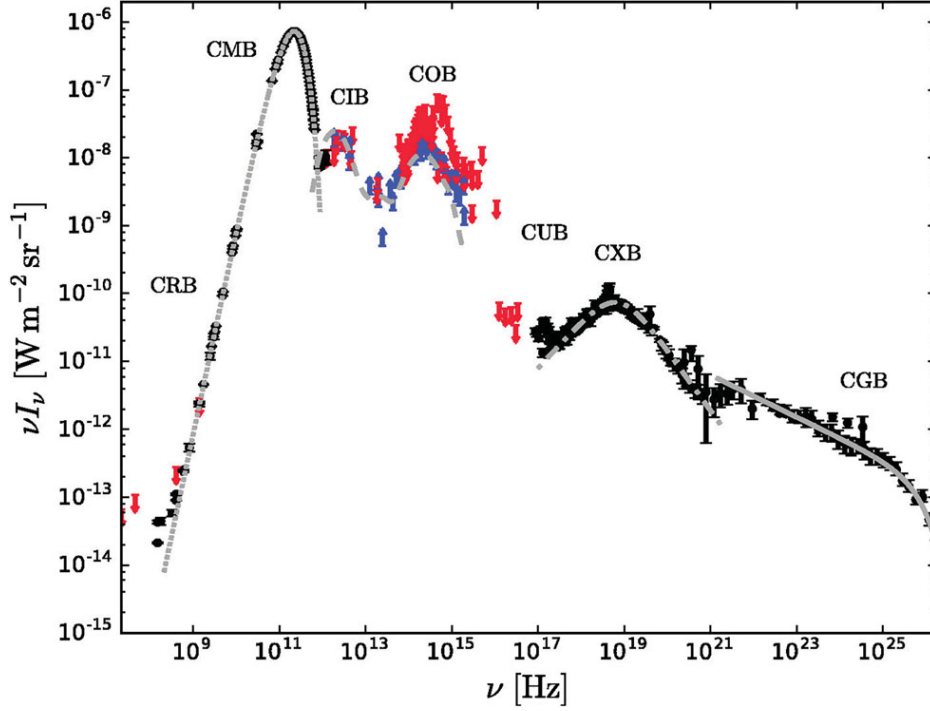


Figura 1.1: Rappresentazione grafica della EBL, dalle onde radio (parte sinistra) ai raggi γ (destra); possiamo vedere le plankiane relative ai vari fondi cosmici, in particolare quelle nell'ottico (COB), nell'infrarosso (CIB) e nelle microonde (CMB). I punti con le relative barre d'errore rappresentano i dati rilevati dalle varie missioni, mentre le frecce indicano i valori massimi e minimi delle misure. Da notare la curva di corpo nero praticamente perfetto della CMB, con picco a frequenze dell'ordine di 10^{11} Hz (grafico preso da Hill et al.[13]).

Le radiazioni fotoniche diffuse più importanti sono la radiazione cosmica di fondo nei raggi X (CXB), quella nelle microonde (CMB), quella nell'ottico (COB, della quale parleremo nella *Sezione 1.2*) e quella nell'infrarosso (CIB, di cui ci occuperemo nel dettaglio nel *Capitolo 2*). Sicuramente quella più conosciuta e studiata è la seconda, anche se in realtà la prima radiazione cosmologica rilevata è stata la CXB, scoperta nel 1962 dal gruppo del fisico Giacconi, che osservò l'emissione nella banda degli X riflessa dalla superficie lunare. Tuttavia ad oggi si conosce ancora poco sulla sua origine, che probabilmente è dovuta all'emissione integrata di nuclei galattici attivi (AGN), di pulsar e di oggetti compatti, sorgenti molto energetiche dato che ci stiamo riferendo a frequenze dell'ordine di 10^{18} Hz. Queste sorgenti sono lontanissime, anche fino ad alcuni miliardi di anni luce, perciò non sono del tutto risolvibili, pur essendo molto luminose. Per questo motivo su larga scala la radiazione mostra un alto grado di isotropia, come si può notare dalla mappa riportata qui sotto (vedi *Figura 1.2*).

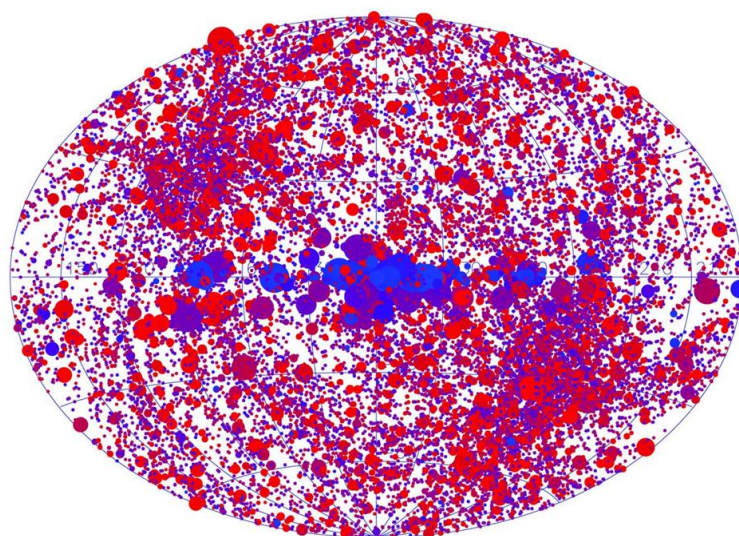


Figura 1.2: *Mapa del cielo in banda X ricavata dal telescopio spaziale XMM-Newton nel 2015. L'immagine riguarda circa l'84% del cielo e i vari punti rappresentano le sorgenti rilevate negli X, dai buchi neri alle stelle di neutroni, dalle pulsar ai nuclei galattici attivi (AGN). In rosso sono evidenziati gli oggetti con energia minore, in blu quelli con energia maggiore, mentre la grandezza dei puntini dipende dalla loro luminosità (crediti: XMM-Newton/ESA).*

Sono state diverse le missioni atte a studiare la radiazione di fondo nei raggi X, a partire dalla missione UHURU nel 1971 fino ad arrivare a quelle più moderne come il telescopio spaziale *Chandra X-ray Observatory*. La radiazione cosmica nella banda degli X porta la testimonianza di eventi altamente energetici che avvengono a grandi distanze da noi, in zone ad elevata attività, sia per quanto riguarda la formazione stellare, sia dal punto di vista di esplosioni di stelle morenti o emissioni da parte dei buchi neri. L'analisi sempre più accurata di questa porzione dello spettro porterà ad ottenere uno dei frammenti del puzzle che descrive l'intero Universo.

La seconda radiazione fotonica fondamentale è la CMB (*Cosmic Microwave Background*), che è stata scoperta da due ingegneri ricercatori presso i Bell Laboratories, A. Penzias e R. Wilson, nel 1964. É la più conosciuta tra le emissioni di fondo e riesce a fornire informazioni fondamentali sull'universo primordiale, su epoche addirittura precedenti a quelle a cui riusciamo ad arrivare con la CXB. Infatti è la radiazione proveniente da un'epoca remota, da circa 380.000 anni dopo il Big Bang. Essa ci apre, quindi, una finestra sull'universo neonato, che era molto diverso da come ci si presenta oggi; ci apre una finestra su un'epoca fondamentale nell'evoluzione del cosmo: l'epoca della ricombinazione, caratterizzata dalla formazione dei primi atomi e dal disaccoppiamento tra radiazione e materia. Dato che la temperatura dell'universo primordiale ormai aveva raggiunto valori relativamente bassi, circa 3000 K, si sono create le condizioni ideali affinché il plasma si potesse condensare nei primi atomi, permettendo così all'Universo opaco di diventare trasparente e alla

radiazione di fuggire dalla rete materiale in cui era rimasta intrappolata per molto tempo. Ed è proprio grazie a questa fuga che i fotoni di quell'epoca così lontana hanno potuto raggiungere il radiotelescopio a cui stavano lavorando due ingegneri ignari di quello che stavano per scoprire. Il campo di radiazione è giunto fino ai giorni nostri praticamente imperturbato, con una temperatura di circa 2.7 K e uno spettro di corpo nero praticamente perfetto, che presenta il picco d'intensità proprio nel regime delle microonde, a circa 2 mm di lunghezza d'onda (come si può vedere in *Figura 1.1*). Lo spettro di corpo nero ideale si può spiegare dal fatto che la CMB si è originata in un periodo in cui vi era completo equilibrio tra materia e radiazione nel plasma primordiale, quindi gli urti tra le particelle erano molto frequenti. Quando il segnale misterioso fu captato per la prima volta, i ricercatori rimasero stupiti dalla sua isotropia: la radiazione presentava la stessa intensità in qualsiasi direzione del cielo si puntasse il radiotelescopio.

In effetti attraverso le osservazioni effettuate con strumenti e satelliti come COBE della NASA e, successivamente, la sonda W-MAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe), si è potuta verificare la particolare omogeneità della CMB, che però presenta anche delle perturbazioni, delle anisotropie, che vanno a rompere la perfetta isotropia. Nonostante queste fluttuazioni siano molto piccole, sono altrettanto fondamentali per lanciare uno sguardo alle epoche precedenti la ricombinazione, non visibili direttamente. Infatti la CMB può essere considerata come la superficie di ultimo scattering, oltre la quale nessun fotone più antico, emesso precedentemente all'epoca della ricombinazione, ci può raggiungere, perchè intrappolato dalla materia. Dalle anisotropie nella temperatura, inoltre, possiamo estrapolare indizi sulla materia oscura primordiale, la quale potrebbe fornire a sua volta chiarimenti su come si sono originate le primissime galassie. Mentre dalle anisotropie nella polarizzazione, si può analizzare l'interazione tra la CMB e le onde gravitazionali primordiali originatesi pochi secondi dopo il Big Bang, le quali vanno a modificare la polarizzazione della radiazione di fondo (vedi *Figura 1.3*). Infine, attraverso i dati delle missioni COBE e W-MAP si è potuto constatare che le misure relative alla CMB sono in accordo con quelle descritte nei modelli teorici sul Big Bang e sull'inflazione, avvenuta nei primi secondi di vita del cosmo. Le minuscole fluttuazioni della CMB sono come delle finestrelle disposte su un muro invalicabile, che ci permettono di intravedere quello che c'è al di là di esso, oltre i suoi confini, per arrivare a comprendere come si è originato l'universo in cui viviamo.

Oltre alle radiazioni diffuse appena viste, esiste anche una radiazione di fondo nel regime delle onde radio, originata da radiosorgenti extragalattiche come i Nuclei Galattici Attivi, i quasar e le pulsar. Questa radiazione appare anch'essa estremamente isotropa su grandi scale.

Infine, per completare il quadro dei fondi cosmici dobbiamo inserire anche quelli di tipo non fotonico: il fondo di neutrini, proveniente dagli istanti subito successivi al Big Bang, quando essi si sono disaccoppiati dalla materia, e il fondo di onde gravitazionali, anche queste di origine primordiale.

Il viaggio nel tempo nel lontanissimo passato, a ridosso delle prime fasi evolutive dell'Universo, è ancora in corso, con continue scoperte, teorie e strumenti

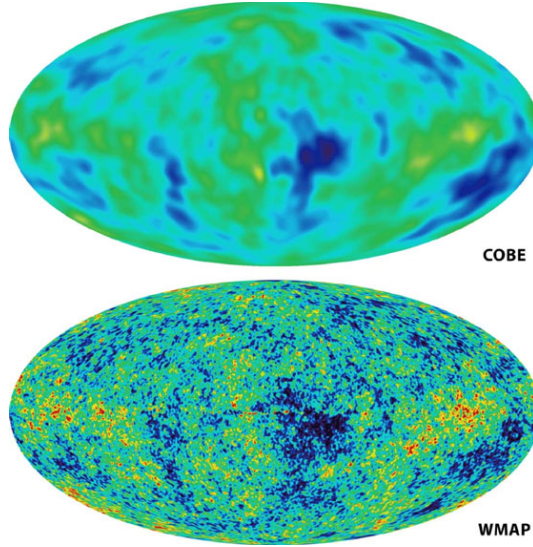


Figura 1.3: Mappe della CMB fornite dalla missione COBE (sopra) e W-MAP (sotto), entrambe della NASA. A primo impatto si nota subito come la seconda sia molto più particolareggiata della prima, avendo W-MAP una risoluzione migliore (di circa 30 volte), tanto da mostrare anche le anisotropie del fondo. Le differenze di colore rappresentano le variazioni, o fluttuazioni, di temperatura, ovvero le anisotropie. Da notare l'omogeneità della radiazione, ben evidente soprattutto nella seconda mappa.

sempre più all'avanguardia per scavare sempre più in profondità, attraverso l'analisi sempre più accurata della CMB e delle altre radiazioni descritte.

All'appello mancano ancora tre importanti contributi per completare la EBL, la radiazione di fondo totale dell'Universo: il contributo in ottico, nell'infrarosso e nell'ultravioletto.

L'obiettivo dei cosmologi è quello di arrivare a comprendere e misurare con accuratezza sempre maggiore la EBL per indagare l'origine e l'evoluzione delle galassie e delle stelle. Quest'ultimo scopo può essere raggiunto specialmente studiando il fondo cosmico nell'ottico, ma anche nell'infrarosso e nell'UV; infatti a queste lunghezze d'onda il contributo luminoso deriva dalla luce integrata delle galassie lungo la linea di vista, a cui si aggiunge l'emissione delle stelle singole e del gas posto nelle zone più esterne delle galassie stesse. Se ci riferiamo ancora una volta al grafico riportato in *Figura 1.1* riusciamo a comprendere come varia l'intensità luminosa (che è moltiplicata per la frequenza, $I_\nu \nu$) con la frequenza ν . Possiamo notare ancora una volta la quasi perfetta distribuzione planckiana nel regime delle microonde (circa 10^{11} Hz), testimonianza dello spettro di corpo nero della CMB. Concentriamoci, però, sulla zona dell'ottico e le zone adiacenti del vicino infrarosso e dell'ultravioletto. Il fatto che colpisce subito l'attenzione è l'assenza totale di dati a livello dell'emissione UV (tra 10^{15} e 10^{16} Hz): ciò si può spiegare attraverso il fenomeno dell'assorbimento (o estinzione) delle polveri. Infatti la luce ultravioletta (e anche in parte quella del vicino infrarosso) viene per la maggior parte assorbita dalle polveri galattiche e intergalattiche che si frappongono tra noi e le sorgenti, per

poi essere riemessa a frequenze minori nel regime del medio-lontano infrarosso, a livello del quale, infatti, si vede un picco d'intensità. Quindi l'emissione termica delle polveri è il contributo più massiccio per la luminosità nel lontano infrarosso, mentre nell'ottico e vicino infrarosso domina la luce diretta di stelle e galassie.

1.2 Approcci osservativi per la misura della EBL in ottico

Nonostante ci stiamo riferendo ad un range di frequenze di cui abbiamo molti dati e osservazioni, ad oggi la radiazione di fondo nell'ottico (COB) è una delle componenti della EBL meno conosciute, a causa di diversi problemi osservativi che ne ostacolano l'esatta determinazione. A questo regime di lunghezza d'onda, infatti, sono presenti anche altre componenti luminose che vanno a sporcare le misure della EBL, e che devono essere conosciute con grande precisione per poterle eliminare o almeno attenuare. Le componenti di *foreground* sono date dalla luce diffusa dall'atmosfera (se si effettuano osservazioni da terra), dalla luce zodiacale e, infine, dall'emissione del gas interstellare e della luce diffusa delle galassie. Il primo contributo è causato dal fenomeno che passa sotto il nome di *airglow* e che comprende una serie di processi, che avvengono perlopiù nella ionosfera tra 90 e 150 km di altezza, per i quali il cielo non appare mai completamente buio, come la ricombinazione degli atomi sotto l'effetto della fotoionizzazione solare, i raggi cosmici e altre reazioni tra gli atomi presenti nell'alta atmosfera; a questi si aggiunge la luce scatterata dalla troposfera. Ovviamente queste componenti possono essere eliminate effettuando osservazioni con satelliti in orbita attorno alla Terra. A questo punto, però, ad altitudini maggiori di 150 km, comincia a prevalere la luce zodiacale, originata dalla radiazione del Sole riflessa dalle polveri interplanetarie nel Sistema Solare. Anche in questo caso si possono inviare missioni spaziali oltre le polveri (già oltre l'orbita di Giove l'apporto della luce zodiacale è notevolmente ridotto), per annullare anche questo contributo e determinare la EBL pura. Il problema è che in queste condizioni la terza componente di *foreground*, la luce galattica diffusa, è preponderante e supera l'emissione della EBL. E a ciò si aggiunge anche la difficoltà relativa alle misurazioni, che essendo ricavate con diversi telescopi e strumenti devono essere calibrate con un errore $\leq 0.5 \%$ (Mattila,[19]).

Negli anni sono stati introdotti diversi metodi per ottenere una misura soddisfacente della EBL, che è molto debole, quindi di difficile rilevazione. Nonostante la brillantezza superficiale relativa alla EBL in ottico sia di circa $28 \text{ mag arcsec}^{-2}$, quindi molto bassa, i telescopi moderni sarebbero in grado di rivellarla con relativa tranquillità; sono presenti però altri problemi più evidenti, come ad esempio l'eliminazione dei contributi di *foreground*, specialmente quello della luce diffusa delle galassie e della luce integrata delle stelle. I primi tentativi di osservazione nella banda dell'ottico erano basati sull'idea che l'intensità della EBL decresce andando verso il piano galattico, a causa dell'e-

stinzione delle polveri (*Roach e Smith*, [25]); quindi osserviamo meno galassie in direzione del piano galattico che nella direzione dei poli. Il problema è che anche le componenti diffuse galattiche mostrano questa dipendenza dalla latitudine galattica e, come abbiamo detto prima, vanno a sovrastare la luminosità della EBL.

Un approccio più concreto che si potrebbe seguire si basa sulla sottrazione dello spettro riferito alle componenti di *foreground*, che presenta forti picchi e avvallamenti, da quello totale, per poter ricavare lo spettro continuo e pulito della EBL (*van de Hulst*, [37]). Questo metodo della separazione, però, richiede una conoscenza molto precisa della distribuzione spettrale della luce zodiacale, per la quale ci si riferisce a dei modelli.

Sfruttando invece l'isotropia della EBL su larga scala, può essere usata anche la differenza tra la distribuzione spaziale variabile delle componenti "inquinanti" e quella isotropa del fondo in ottico. Infine, un ovvio approccio per eliminare luce zodiacale e *airglow* atmosferico, consiste nell'inviare missioni spaziali oltre l'atmosfera terrestre o addirittura oltre le polveri del Sistema Solare. Questo tentativo si è potuto attuare con le missioni *Pioneer 10* e *11*, lanciate rispettivamente nel 1972 e 1973: le prime sonde a raggiungere i confini del nostro Sistema Solare, e che sono ancora in viaggio a miliardi di chilometri di distanza da noi, anche se da molto tempo non sono più in grado di inviare dati al nostro pianeta. Esse avendo oltrepassato la fascia degli asteroidi si sono trovate ad osservare in un ambiente in cui la luce zodiacale era praticamente trascurabile, quindi gli unici contributi ottici erano la radiazione galattica diffusa e la luce stellare integrata, oltre alla EBL. Dai dati delle due sonde è stato possibile, attraverso dei modelli per la luce galattica diffusa e correzioni per la luce stellare, fissare un limite massimo per la misura della EBL. Questa operazione è stata eseguita in primis da *Toller et al.* [35], e poi anche da *Matsuoka et al.* [21], che hanno trovato i seguenti valori: $\lambda I_{EBL} = 7.9 \pm 4.0 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ (a 440 nm) e $7.7 \pm 5.8 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ (a 640 nm). Questi dati sono ancora incerti a causa della preponderanza della luce diffusa delle galassie e da errori sistematici dovuti alle opportune correzioni.

Un altro importante apporto per le osservazioni dallo spazio è stato garantito dalla missione *New Horizons*, sempre della NASA, lanciata nel 2006 e che ora si trova all'altezza della fascia di Kuiper. A causa di una migliore risoluzione spaziale rispetto alle *Pioneer*, il fondo è stato determinato con meno contaminazione da parte della luce stellare. Per effettuare le misurazioni le sorgenti più brillanti di 17.5 mag sono state mascherate, quindi le uniche rimaste erano la radiazione diffusa delle galassie, quella delle stelle più deboli e la EBL. Mentre il contributo del fondo cielo è molto basso, circa il 2-4 % della luminosità di background dei siti osservativi più favorevoli sulla Terra, quello della luce diffusa galattica rimane elevato, e può essere stimato attraverso dei modelli teorici. Con un errore statistico di $2\text{-}\sigma$ si è ottenuta una misura della EBL (limite massimo) minore di $19.3 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$, a cui dobbiamo aggiungere gli errori sistematici dovuti alle stime modellistiche per la luce diffusa: $+10.3/-11.6 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$, che forniscono un limite massimo finale di $29.6 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ (*Zemcov et al.*, [38]).

Il metodo della separazione della luce zodiacale è stato utilizzato anche per misurare la EBL a 300, 550 e 800 nm da *Bernstein et al* [1]. Tuttavia le calibrazioni e le correzioni danno ancora luogo a forti errori sistematici che impediscono di trovare una misura assoluta e certa della EBL in ottico, tanto che Bernstein parla di un approccio in senso “relativo” alla sottrazione del *foreground*, e afferma che l’unica via d’uscita promettente consiste nell’usare un unico strumento per tutte le misurazioni in modo da ridurre al minimo gli errori. Nella *Tabella 1.1* sono riportati i valori delle componenti di *foreground* nel regime di lunghezze d’onda dell’ottico.

Tabella 1.1: Nella tabella sono presentati i valori delle componenti di *foreground* nella banda spettrale del blu (*B*): luce zodiacale (*ZL*), luce atmosferica diffusa (*ADL*), luce stellare integrata (*ISL*), luce galattica diffusa (*DGL*), luce integrata delle galassie (*IGL*).

Componente	Lunghezza d’onda (nm)	Misura ($nW m^{-2} sr^{-1}$)
I_{ADL}	400-420	330-570
I_{ZL}	400-420	370-410
I_{ISL}	440	150-290
I_{DGL}	440	30-60
I_{IGL}	470	5.3 ± 0.9

Un altro approccio, diverso da quello spettroscopico precedente, si basa sull’effetto di schermatura della radiazione di fondo da parte di una nube (*dark-cloud shadow*); un metodo che oltre a eliminare la luce zodiacale, l’effetto dell’*airglow* e della luce scatterata atmosferica, è in grado di separare anche la luce galattica diffusa, usando il suo spettro (aspetto che nei metodi precedenti era stato preso in considerazione solo nei confronti della luce zodiacale). Operativamente si tratta di determinare la differenza tra la radiazione di fondo nella direzione della nube e quella nella direzione del cielo trasparente, tenendo conto del fatto che la EBL viene scatterata quando passa attraverso la nube, quindi la luminosità in direzione di essa sarà più elevata rispetto alle altre direzioni. Perciò l’obiettivo consiste nel determinare e separare la componente scatterata, con mezzi spettroscopici, in modo da lasciare solo la EBL. Infatti se la luce scatterata dalla nube fosse pari a zero allora la radiazione rilevata in direzione della nube stessa eguaglierebbe la EBL (vedi *Figura 1.4*).

Il grande vantaggio di questo metodo consiste nel fatto che non è richiesta un’accuratezza troppo elevata, come nel caso precedente. Quindi attraverso la sottrazione tra lo spettro rilevato in direzione della nube e quello relativo al cielo libero, si è in grado di determinare l’intensità della EBL, con una sensibilità $\leq 4 nW m^{-2} sr^{-1}$, che è soddisfacente per le misure considerate. A questo punto si tratta di confrontare gli spettri relativi alla luce scatterata, costruiti attraverso il modello della *dark cloud*, con gli spettri effettivamente osservati; per tale operazione sono state utilizzate le forti righe di Fraunhofer relative agli spettri stellari, quella del Ca II, dell’H e del K, oltre che la discontinuità molto evidente a circa 400 nm. Il valore per trovato per la EBL attraverso questo processo è, a 400 nm, con incertezza di $2.6\text{-}\sigma$, $I_{EBL} = 11.6 \pm 4.4$

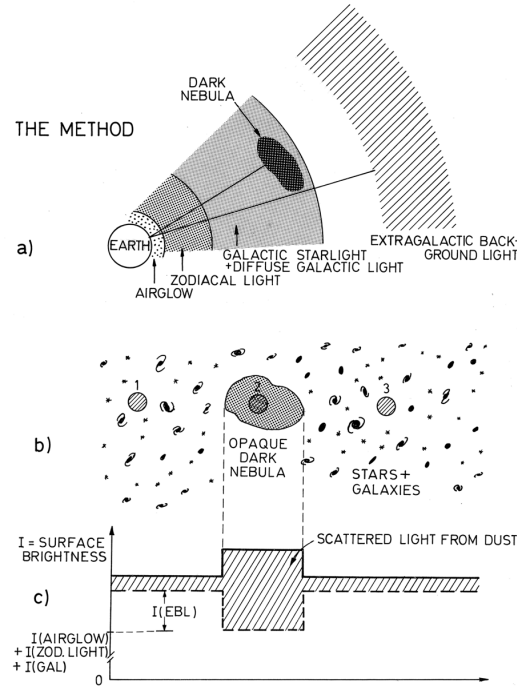


Figura 1.4: a) Rappresentazione geometrica delle componenti luminose coinvolte nel metodo della dark-cloud shadow. b) vista del cielo con tre possibili direzioni di osservazione. c) brillantezza misurata in base alla direzione in cui guardiamo; da notare che in corrispondenza della nube essa è più intensa a causa dello scattering delle polveri.

$nWm^{-2}sr^{-1}$ (Mattila et al., [20]).

Le sorgenti che contribuiscono alla EBL in ottico non emettono restrittivamente in questa banda dello spettro, ma anche in quelle adiacenti dell'UV e del vicino infrarosso. Le misure a queste nuove lunghezze d'onda, che per certi aspetti sono meno difficoltose rispetto alle precedenti, ci permettono di ottenere informazioni anche riguardo la EBL in ottico. Nel regime dell'ultravioletto la luce zodiacale è praticamente assente, anche se continua a rimanere l'effetto dell'atmosfera per osservazioni da terra; perciò le misure sono state effettuate attraverso missioni in orbita, in particolar modo dalla sonda *GALEX* (Galaxy Evolution Explorer). Una missione fondamentale per lo studio della formazione di stelle e galassie, e per analizzare le caratteristiche dell'universo primordiale e della materia oscura, osservando nella banda del vicino e lontano UV (circa 230 nm e 150 nm). *GALEX* ha misurato la luminosità del cielo in questo regime di frequenze trovando un valore di 300-400 (lontano UV) e 600 (vicino UV) fotoni $cm^{-2}s^{-1}sr^{-1}\text{\AA}^{-1}$, dati ancora affetti da *airglow* dato che il satellite si trova nell'alta atmosfera. Si è potuto, così, determinare un limite massimo per la EBL in ultravioletto: $\leq 4-7$ (lontano UV) e $\leq 11 nWm^{-2}sr^{-1}$ (vicino UV), trovati tenendo conto della correzione per la luce scatterata (dai modelli). La sonda *GALEX* ha calcolato un valore di $4 \pm 2 nWm^{-2}sr^{-1}$ a 174 nm (quindi nel lontano UV), consistente con i dati precedenti (Schiminovich et al., [31]).

Per quanto riguarda invece il regime del vicino infrarosso, sono stati trovati dei

dati molto vicini a quelli presentati finora per la EBL in ottico; tuttavia è da notare un'anomalia, osservata come un'emissione tre volte più grande rispetto ai valori spettroscopici, tra 1.4 e 4 μm . Non si è ancora arrivati ad attribuirle un'origine certa, potrebbe essere causata da una correzione e stima errata nei modelli della luce zodiacale (che è preponderante a queste frequenze); però potrebbe anche essere generata da eventi astronomici ancora sconosciuti, come la radiazione UV fortemente redshiftata della prima generazione di stelle, la *Popolazione III*, le stelle più antiche che si possono trovare nell'universo.

Rimanendo sulla strada dello studio della formazione di stelle e galassie, un aiuto fondamentale arriva dall'analisi delle fluttuazioni della EBL, che potrebbero portare alla scoperta della radiazione proveniente dalle primissime sorgenti originatesi miliardi e miliardi di anni fa (approfondiremo la radiazione infrarossa nel *Capitolo 2*).

Fino ad ora abbiamo descritto metodi diretti di misura della EBL; si può tentare, però, anche un approccio indiretto basato sui raggi gamma, spostandoci a lunghezze d'onda ancora più basse, e ad energie molto elevate (da 0.1 a più di 100 GeV). I fotoni γ interagiscono con quelli della EBL, dando origine a fotoni meno energetici, oltre che a una coppia di elettrone-positrone. Quindi la EBL assorbe parte della radiazione γ e dalla misura dell'assorbimento si può risalire ad una stima di essa. Le sorgenti prese in considerazione sono i *blazars*, Nuclei Galattici Attivi che emettono forti getti di radiazione ad altissima energia. Il metodo consiste, in pratica, nell'estrapolare lo spettro della EBL da quello relativo all'assorbimento dei raggi γ (*Costamante et al.*, [6]). Il grande vantaggio in questo caso è dato dall'assenza delle componenti di *foreground*, che avevano creato molti problemi negli approcci precedenti; tuttavia è presente un'incertezza dovuta agli spettri dei *blazars*, che non si conoscono ancora con sufficiente precisione.

Nei risultati descritti finora per la EBL ci siamo sempre riferiti ad un limite massimo, dato che c'era il contributo di altre sorgenti esterne. Possiamo anche determinare un limite inferiore per le misure, considerando i conteggi di galassie nell'universo, quindi la loro luce integrata. Spesso essa viene confusa con la EBL, che, nonostante sia la luminosità totale riferita alle sorgenti galattiche, è costituita da altre componenti, perciò supera la luce integrata. Per descrivere quest'ultima dobbiamo introdurre i conteggi di sorgenti, attraverso la relazione seguente:

$$IGL = \int N(m)10^{-0.4m}dm \quad (1.1)$$

dove $N(m)$ rappresenta proprio i conteggi, ovvero il numero di galassie osservate per un certo intervallo di magnitudini m (o luminosità), mentre la potenza di 10 esprime la loro pendenza, cioè l'andamento. Notiamo che nel contesto della EBL l'integrale deve convergere, quindi si deve verificare la condizione: $\alpha \leq 0.4$. Da ciò possiamo concludere che le galassie più deboli, non risolte, che vanno oltre questo limite, non contribuiscono apprezzabilmente alla luminosità integrata, quindi le sorgenti appaiono praticamente completamente risolte. Come affermato in precedenza la luce integrata non riesce a spiegare l'intera

luminosità della EBL; possiamo vederlo direttamente dai dati, comparando le misure trovate per la EBL e quelle per la luce integrata. Ad esempio, con il metodo della *dark cloud* abbiamo ottenuto un valore pari a $I_{EBL} = 11.6 \pm 4.4 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$, determinata escludendo le sorgenti più brillanti di 22 mag, che, però, usando i conteggi, contribuiscono con circa $2.2 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ alla luminosità totale rilevata a 400nm; ciò corrisponde ad una misura della luce integrata di $I_{IGL}(m \geq 22^m) = 2.4 \pm 0.8 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$, che si differenzia significativamente dalla precedente. La stima della EBL (limite massimo) è in eccesso di circa un fattore 4 rispetto alla sola luminosità integrata risolta delle galassie. Se ci spostiamo nel vicino infrarosso la differenza tra le due è solo di un fattore 2 o 3. Il confronto tra i due contributi è evidenziato anche nella *Figura 1.5* e nella *Tabella 1.2*.

Alcuni possibili contributi alla EBL oltre alla luce integrata data dai conteggi, che spiegano l'eccesso dell'una rispetto all'altra, sono dati da: luce proveniente dall'alone galattico nella Via Lattea, quella delle zone esterne delle galassie, e quella riferita alle stelle in ammassi o gruppi. Si presentano per la maggior parte come radiazioni diffuse, dovute all'emissione del gas presente nei dischi delle galassie (specialmente quelle a spirale o delle classi avanzate), e allo scattering prodotto dalle polveri. Oltre a questi fenomeni un'altra risorsa di radiazione per la EBL potrebbe essere fornita dal decadimento di particelle come i neutrini, le WIMPs (Weakly Interacting Massive Particles) e gli assioni, tutte candidate a componenti della materia oscura. Ed ecco quindi che la misura della EBL può aprire una strada verso la conoscenza sempre più approfondita di questa componente dominante dell'universo, ma ancora altamente sconosciuta. Inoltre il decadimento degli assioni sarebbe responsabile delle fluttuazioni (anisotropie) del fondo nel vicino infrarosso, che, come detto in precedenza, ci possono fornire informazioni sulla formazione ed evoluzione delle galassie.

Per concludere: sono stati percorsi diversi metodi, basati su teorie diverse, per arrivare ad una misura della EBL sempre più precisa; il lavoro non è ancora terminato e si stanno ancora tentando degli altri approcci per raggiungere l'obiettivo, ad esempio sfruttando la complementarità tra il metodo spettroscopico della separazione della luce zodiacale, e quello dell'assorbimento dei raggi γ . In definitiva la richiesta più importante da soddisfare consiste nel determinare precisamente l'apporto della luce galattica diffusa, che è la fonte principale di errore per la EBL.

Sono stati analizzati alcuni metodi osservativi per la misura della EBL in ottico, spingendoci anche ai regimi dell'UV e del vicino infrarosso, che, oltre a fornirci un modo per ottenere un valore dello spettro in ottico, ci possono aprire una delle finestre del muro invalicabile, quella che ci può portare a scoprire i segreti delle stelle e delle galassie, fino alla loro origine. Il percorso aperto in questo capitolo continuerà nel prossimo, dove approfondiremo la radiazione cosmica di fondo infrarossa, spostandoci anche nel medio e lontano IR.

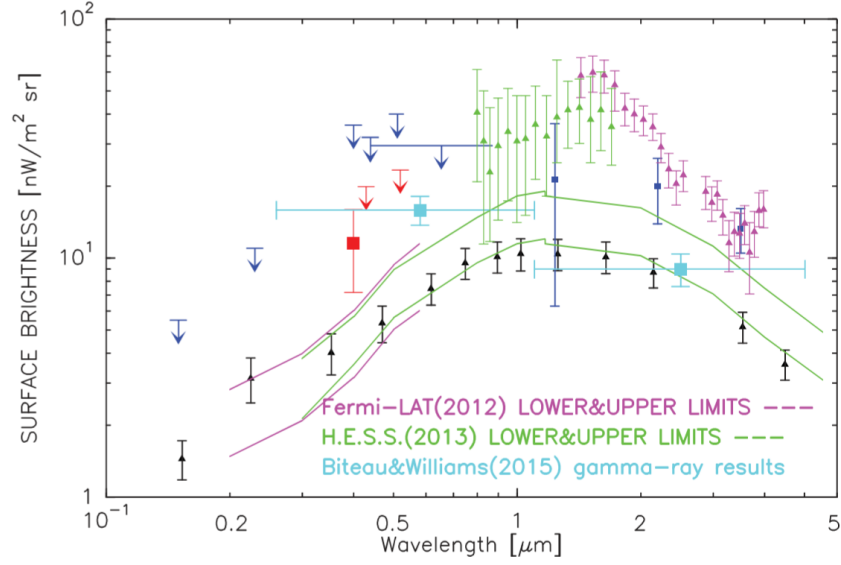


Figura 1.5: Nel grafico il contributo della luce integrata delle galassie è rappresentato dai triangoli neri, con le relative barre d'errore che spaziano tra 0.15 e 4.5 μm , mentre le curve continue si riferiscono ai limiti inferiore e superiore dati dal metodo dell'assorbimento dei raggi γ (verde: Fermi-LAT, rosa: H.E.S.S.). Il quadrato rosso con la barra d'errore verticale e gli altri due azzurri rappresentano le stime della EBL a varie lunghezze d'onda.

Metodo	Lunghezza d'onda (nm)	$I_{EBL}(\text{nW m}^{-2}\text{sr}^{-1})$	limite
$I_{tot}^* - I_{ZL}$	300	≤ 42	2- σ
	555	≤ 110	2- σ
	814	≤ 120	2- σ
I_{tot}^{**} oltre la ZL	440-870	≤ 29.6	2- σ
Raggi γ	260-1200	15.9 ± 2.2	
Dark-cloud	400	11.6 ± 4.4^2	1- σ
	400	13.6 ± 4.5^1	1- σ
	430	$\leq 20.0^2$	2- σ
	520	$\leq 23.4^2$	2- σ
Conteggi	400	4.6 ± 0.8^1	
	400	2.4 ± 0.8^2	

Tabella 1.2: Nella tabella sono riassunti i valori per la EBL in ottico (COB) determinati con i vari metodi descritti nel corso del primo capitolo, confrontandoli anche con la misura della luce integrata delle galassie, derivata dal conteggi di sorgenti. Da notare che alcuni valori sono diversi da quelli presentati nel capitolo, perchè essi erano in termini di λI_{EBL} oppure νI_{EBL} . Note: ¹incluse tutte le galassie ²escluse le galassie con brillantezza $B \leq 22^m$. * I_{tot} data da misure di HST (Hubble Space Telescope). ** I_{tot} data da misure di New Horizons a 7-17 UA.

Capitolo 2

La radiazione di fondo nel medio e lontano infrarosso

Il fondo cosmico infrarosso fornisce un importante contributo allo spettro elettromagnetico dell'Universo, fornendo circa la metà dell'intera luminosità della EBL, ovvero costituisce circa il 50% della radiazione totale emessa dalle sorgenti galattiche, ad ogni epoca cosmica e a qualsiasi lunghezza d'onda. Perciò per determinare in modo assoluto il fondo cosmico totale la conoscenza della CIB (*Cosmic Infrared Background*) è fondamentale, oltre che quella della COB (vista nel *Capitolo 1*): le due radiazioni, infatti, sono in un certo senso complementari; entrambe forniscono la luce emessa dalle galassie durante le diverse epoche cosmiche, anche se la radiazione infrarossa permette di osservare anche oltre le polveri galattiche, e quindi di stabilire meglio la formazione stellare. I picchi più evidenti della EBL si trovano proprio nell'infrarosso, a $1\text{ }\mu\text{m}$, causato dalla luce stellare, ed a $100\text{--}200\text{ }\mu\text{m}$, generato principalmente dalla radiazione delle stelle assorbita e riemessa dalla polveri. Questo capitolo si occupa specialmente del regime del medio e lontano infrarosso, più in dettaglio delle lunghezze d'onda a 70 , 100 e $160\text{ }\mu\text{m}$. Sono molte le missioni osservative che sono state impegnate nella determinazione della CIB, e molte sono ancora in attività, quindi la disponibilità di dati e misure su di essa è molto estesa. Le prime rilevazioni furono attuate dalla sonda COBE, che oltre a studiare il regime delle microonde come visto in precedenza, si è spinta anche a lunghezze d'onda inferiori attraverso gli strumenti FIRAS e DIRBE (anni '90): le osservazioni, in questo caso, vennero eseguite su tutto il cielo, infatti COBE non era in grado di fornire una mappatura delle sorgenti risolte, ma piuttosto diede delle misure della radiazione diffusa nell'infrarosso (molti autori elaborarono i risultati di COBE, tra i quali *Lagache et al.*, [14]). FIRAS (*Far Infrared Absolute Spectrophotometer*) era uno spettroscopio che osservava nel lontano infrarosso, e il suo obiettivo principale era quello di studiare la luce reirradiata dalle polveri galattiche per tentare di ricostruire la storia della formazione delle protogalassie; DIRBE (*Diffuse Infrared Background Experiment*), invece, operava a lunghezze d'onda comprese tra 1.25 e $240\text{ }\mu\text{m}$ (dal vicino al lontano IR), concentrandosi sulla radiazione diffusa per risalire a quella emessa dalle sorgenti primordiali. Da questi primi dati si è potuto constatare che le galassie

più luminose sono più numerose ad alti redshift, quindi a distanze cosmologiche più elevate. Perciò si è riscontrata la necessità di aumentare il campo di vista, di spingersi a distanze superiori, ad epoche cosmiche più lontane, per poter ottenere anche questo importante apporto alla CIB. Le missioni spaziali che si spinsero oltre, dopo COBE, furono ISO (*Infrared Space Observatory*) e lo *Spitzer Space Telescope*, che si impegnarono specialmente nella rilevazione delle sorgenti nel medio infrarosso, con risultati soddisfacenti ma fortemente limitati dalla piccola apertura dei telescopi (meno di 85 cm di diametro), causa della scarsa risoluzione degli strumenti, evidente specialmente nei pressi del picco d'intensità a 100-200 μm . Ad esempio, a 160 μm solamente il 7% delle sorgenti sono state risolte (*Dole et al.*, [7]), valore che in realtà poi verrà notevolmente aumentato con l'ausilio di alcuni metodi statistici che presenteremo in seguito.

Sicuramente il ruolo più rilevante nella determinazione della CIB spetta all'*Herschel Space Observatory*, lanciato in orbita nel 2009 dall'ESA: con un'apertura di 3.5 metri, vanta il primato dello specchio più grande tra i telescopi spaziali, e grazie a ciò possiede una risoluzione di gran lunga migliore rispetto a *Spitzer*, ed è quindi in grado di osservare anche nel lontano infrarosso, che le missioni precedenti erano arrivate solo a sfiorare. Lo strumento principale di *Herschel* è PACS, uno spettrometro ad alta risoluzione (potere risolutivo R tra 1000 e 5000) in grado di fornire immagini dettagliate a 70, 100 e 160 μm , osservando in quattro campi che contengono sorgenti a diversi range di flusso luminoso. Il programma osservativo legato a PACS, ovvero la survey PEP (PACS *Evolutionary Probe*), infatti, ha una struttura simile ad una torta a strati ("wedding cake"), e ogni "strato" osserva uno dei quattro campi principali: COSMOS (che copre 2 deg^2), GOODS-S e GOODS-N (circa 200 arcmin^2) e Lockman Hole (una analisi dati approfondita sui dati di PEP è stata eseguita, oltre che da *Berta et al.* [2], anche da *Lutz et al.* [17]). Il quarto livello dello strumento contiene anche un sistema di lenti che riproducono l'effetto del *gravitational lensing*, che permette di spingere lo sguardo ancora più in profondità. Ogni campo è riferito ad un preciso intervallo di flusso, dal più elevato con COSMOS, al più debole, con GOODS-S, che riesce ad arrivare, attraverso dei metodi statistici fino ad un flusso luminoso di 0.2 mJy, rilevando così anche le sorgenti deboli e lontane.

Grazie all'efficacia delle misure la missione *Herschel* è riuscita a risolvere il 45% e il 50% delle sorgenti della CIB, rispettivamente a 100 e 160 μm , quindi molto di più rispetto ai suoi predecessori. Le lunghezze d'onda più elevate sono state scandagliate da un altro strumento, SPIRE (*Spectral and Photometric Image Receiver*), che ha risolto il 15%, il 10% e il 6% delle sorgenti galattiche rispettivamente a 250, 350 e 500 μm , quindi nel regime del lontano IR. Le percentuali, poi sono state aumentate fino a superare il 50% con il metodo dello *stacking* e il metodo $P(D)$ (*probability of deflection*), o anche utilizzando il fenomeno della lente gravitazionale. Nelle *Figure 2.1* e *2.2* è riportato un confronto visivo delle immagini del fondo IR ottenute con i due telescopi spaziali.

La missione *Herschel* ha aperto una porta importante per la misura

della CIB: nel proseguimento del capitolo vedremo il processo di trattamento dati e il punto a cui sono arrivate le osservazioni, andandole poi a confrontare coi modelli teorici, con l'obiettivo principale di ricostruire la storia evolutiva delle galassie, ma anche per determinare con maggiore precisione lo spettro dei *blazars*, i cui fotoni γ interagiscono con il fondo infrarosso (come avveniva per la COB). Per arrivare alla meta, anche se sicuramente non sarà raggiunta alla fine di questo percorso, partiremo dalla componente risolta determinata attraverso i conteggi differenziali, per poi aggiungere l'informazione temporale, splittandoli in diversi *bin* di redshift, e infine espandendo l'analisi anche ai flussi più deboli (campi più profondi) con i metodi statistici già citati in precedenza.

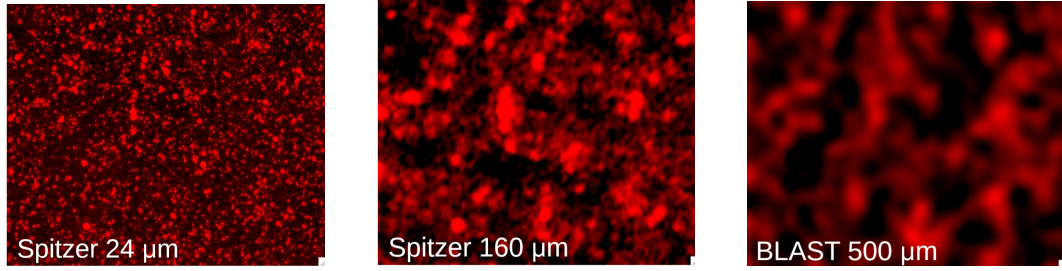


Figura 2.1: Immagini del fondo IR rilevato dal telescopio Spitzer: a sinistra vediamo il risultato dello stacking a $24\ \mu\text{m}$, che fornisce circa l'80% di sorgenti risolte, al centro la radiazione a $160\ \mu\text{m}$, con circa il 15% di galassie risolte, e infine quello dato dallo strumento BLAST, che, a $500\ \mu\text{m}$, è riuscito a risolvere meno dell'1% delle sorgenti; notiamo che a causa della minore risoluzione dello Spitzer le percentuali sono molto minori rispetto a quelle raggiunte con Herschel (PEP). Immagini tratte da Lagache [15]

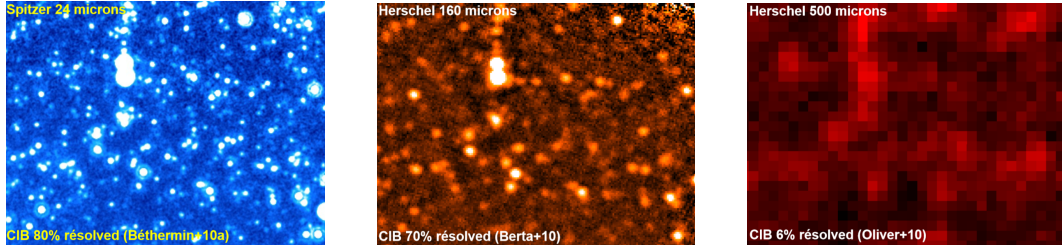


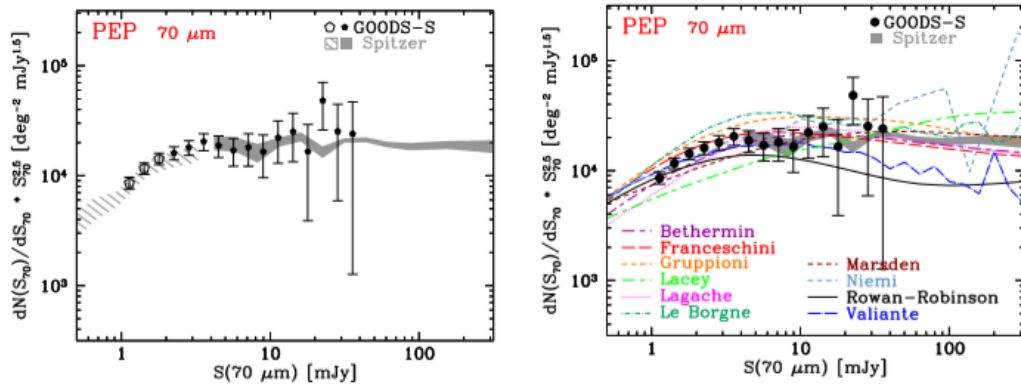
Figura 2.2: Nelle immagini al centro e a destra è rappresentato il fondo infrarosso rilevato da Herschel a $160\ \mu\text{m}$ ($\sim 70\%$ di sorgenti risolte) e a $500\ \mu\text{m}$ ($\sim 6\%$ di sorgenti risolte) rispettivamente; notiamo che, ovviamente, la risoluzione nel secondo caso è molto minore. Invece la figura a sinistra si riferisce al fondo risolto da Spitzer con il metodo dello stacking a $24\ \mu\text{m}$, che ne migliora di molto la qualità ($\sim 80\%$ di sorgenti risolte). Immagini tratte da Béthermin [5]

2.1 Risolvere la CIB attraverso i conteggi di sorgenti

Il primo passo nella determinazione della radiazione di fondo infrarossa consiste nel fornire una misura delle sorgenti risolte, utilizzando i conteggi dif-

ferenziali, quantità statistiche che possono essere calcolate dalle osservazioni. Verranno esposte l'analisi e le misure analizzate da *Berta et al.* [3] sulla base dei dati forniti da PEP nei quattro campi, GOODS-S, GOODS-N, COSMOS e Lockman Hole. È necessario considerare la correzione sulla completezza del campione, così da ridurre gli errori di misura, ovvero è opportuno prendere in analisi un insieme di sorgenti che hanno un flusso luminoso S superiore ad un certo S_{lim} , al di sotto del quale esse non sono osservabili. Per questo procedimento si ricorre ad una simulazione con il metodo Monte Carlo, attraverso il quale si inseriscono sorgenti fittizie con diversi flussi in un'immagine reale e poi si osserva quali e con quale flusso si ritrovano in essa. I conteggi forniscono, quindi, il numero di sorgenti N con flusso maggiore di un certo S_{lim} (scelto in base alla strumentazione e al tipo di osservazione) per unità di area di cielo (sr^{-1}). Qui sono stati utilizzati i conteggi differenziali dN/dS , ovvero le sorgenti sono divise in intervallini di flusso larghi 0.1 mJy.

In *Figura 2.3* sono rappresentati i conteggi differenziali misurati da PEP, normalizzati all'andamento euclideo ($dN/dS \propto S^{-2.5}$), imponendo l'80% del limite di completezza. Dato che la normalizzazione non porta ad un "appiattimento" delle misure, significa che non siamo nel caso euclideo, ma si può notare che per flussi inferiori a 100 mJy (a 100 μm) ed a 200 mJy (a 160 μm) la pendenza è *super-euclidea*, mentre a flussi minori essa diventa *sub-euclidea*. Sempre dalla *Figura 2.3* si può constatare come il picco dei conteggi differenziali si sposti se cambiamo banda di riferimento: da ~ 4 mJy a 70 μm a ~ 20 -30 mJy a 160 μm , passando per ~ 10 mJy a 100 μm . Inoltre, dal momento che la pendenza dei dati osservati non è esattamente euclidea, è possibile rappresentare il loro andamento attraverso una legge di potenza generica del tipo: $dN/dS \propto S^\alpha$, con α che varia in base al range di flusso a cui ci si sta riferendo. Secondo questa legge, ad un certo S_{break} avviene un troncamento nei conteggi. Per avere a disposizione un unico valore di riferimento è stata fatta una media dei conteggi appartenenti ai quattro campi di PEP, media pesata per le relative incertezze in ogni *bin* di flusso. I valori medi sono quelli raffigurati nella parte destra di *Figura 2.3*, dove vengono messi a confronto con i modelli teorici.



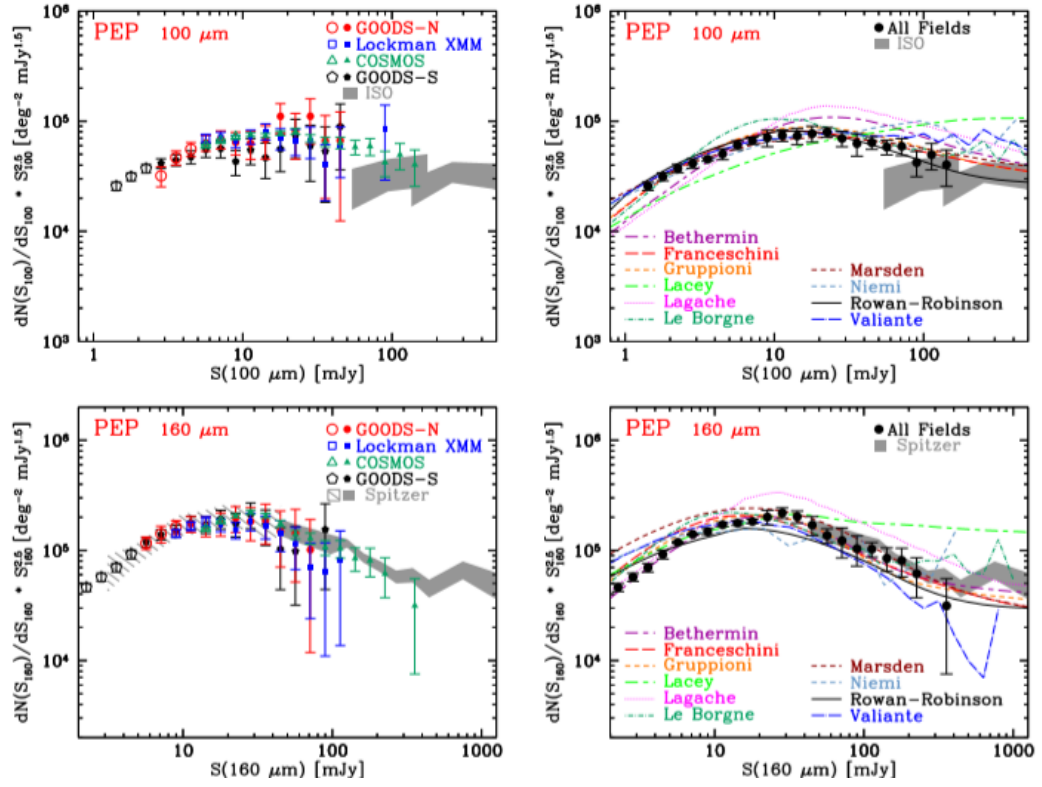


Figura 2.3: Conteggi differenziali nelle tre bande a 70, 100, 160 μm scandagliate da PEP, normalizzati all'andamento euclideo. Nel caso del regime a 100 e 160 μm viene raggiunto un picco tra 10 e 30 mJy, dove abbiamo i dati provenienti da tutti e quattro i campi. Invece a 70 μm le misure disponibili sono solo quelle di GOODS-S e Spitzer. I simboli pieni si riferiscono alle sorgenti con flusso oltre il limite di completezza (80%), mentre quelli vuoti ai flussi sotto il limite. Infine, le aree grigie rappresentano i dati delle missioni pre-Herschel: Spitzer e ISO (Rodighiero e Franceschini, [26]), infatti si trovano all'altezza dei flussi più elevati, invece le zone tratteggiate sono i dati trovati attraverso lo stacking di sorgenti a 24 μm (sempre con Spitzer). Nella parte destra è riportato il confronto con alcuni modelli, che vedremo nel Capitolo 3.

2.1.1 Contributo dei conteggi a diversi redshift

A questo punto, avendo determinato i conteggi differenziali e quindi una misura della radiazione infrarossa risolta, è necessario introdurre l'informazione temporale, ovvero il *redshift*. In questo modo si può determinare il contributo della CIB in diverse epoche cosmologiche, e quindi mostrare come si è evoluta nel tempo. Ci interessa, in questo contesto, la quantità dN/dz , che fornisce il numero di sorgenti galattiche in un determinato range di *redshift* (si tratta sempre conteggi differenziali). I dati relativi a questa quantità, sempre forniti da PACS nei quattro campi, sono mostrati in *Figura 2.4*.

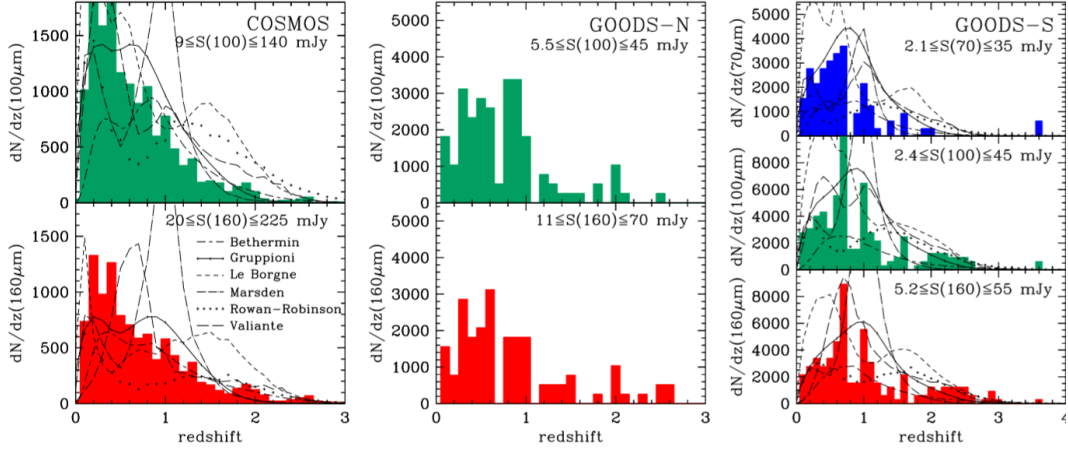
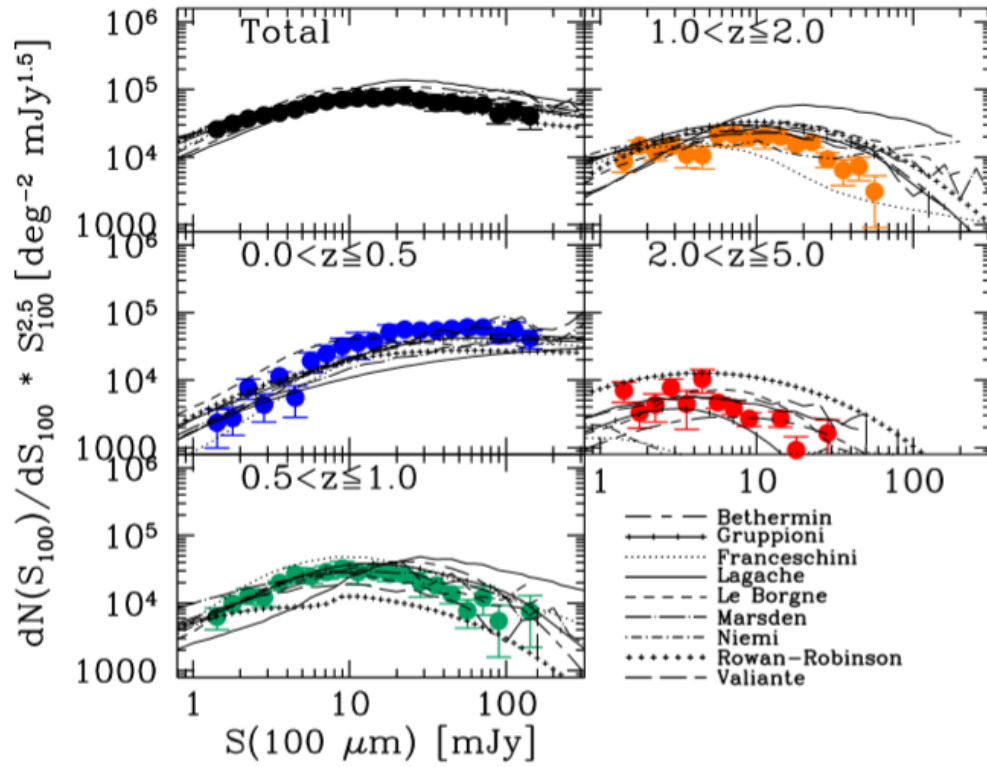
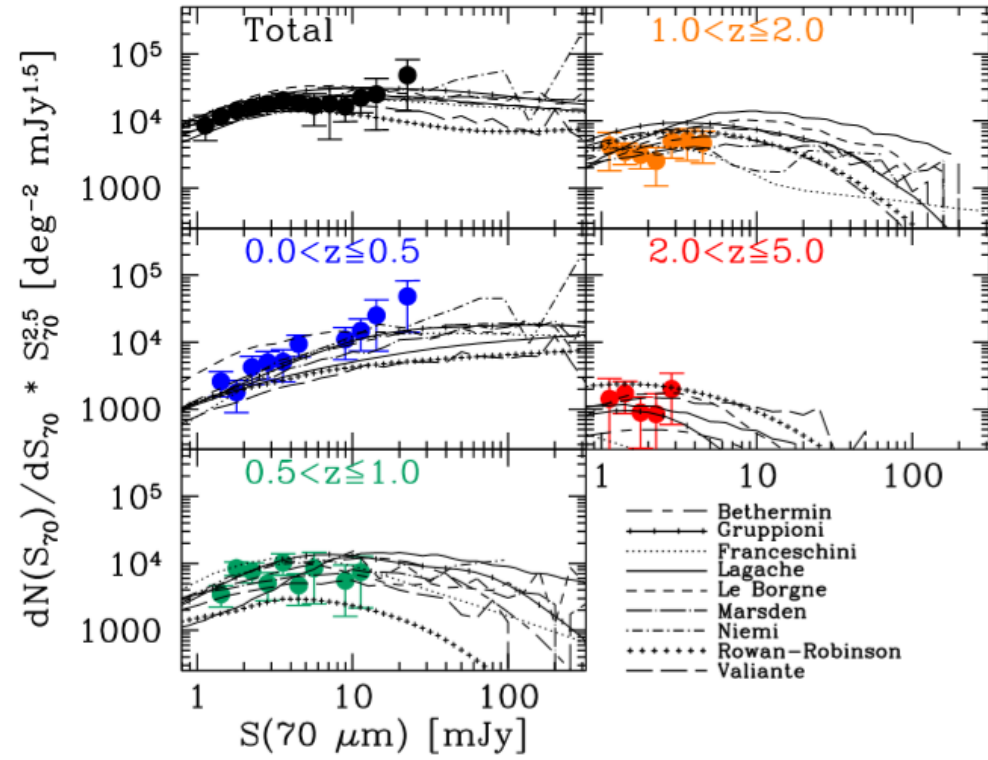


Figura 2.4: Misure del dN/dz per le sorgenti in COSMOS, GOODS-N, GOODS-S. I conteggi sono normalizzati a 1 deg^2 e sopra l'80% del limite di completezza. Le curve tratteggiate si riferiscono ai modelli evolutivi.

Dalla distribuzione delle sorgenti in base al redshift sono state estrapolate le seguenti informazioni: in COSMOS, che comprende le galassie più brillanti (S_{100} tra 9 e 140 mJy, S_{160} tra 20 e 225 mJy), il picco è a $z \leq 0.5$, con il 70-80% delle galassie tra $z=0$ e $z=1$; in GOODS-N (S_{100} tra 5.5 e 45 mJy, S_{160} tra 11 e 70 mJy) il picco si sposta a ~ 0.7 di redshift, ma cominciano a comparire anche sorgenti a z più elevati, anche fino a $z=5$, che non si vedono nel primo caso. Infine, in GOODS-S, che è il campo più profondo (S_{70} da 2.1 a 35 mJy, S_{100} tra 2.4 e 45 mJy, S_{160} tra 5.2 e 55 mJy), si distinguono le due strutture a $z=0.7$ e $z=1.1$ (a 100 e 160 μm), e si può notare anche un “rigonfiamento” a redshift 2-3, che non è presente però a 70 μm (questo regime è presente solo in GOODS-S, dato che gli altri due campi non sono abbastanza profondi). Quindi il picco di conteggi si sposta a redshift più elevati man mano che osserviamo più in profondità, a testimonianza del fatto che, come ci si aspetta, le galassie più luminose sono più concentrate nell’universo locale, mentre se osserviamo a flussi minori riusciamo a spingerci a redshift più elevati.

Il prossimo passaggio consiste nello scomporre i conteggi dN/dS in diversi *bin* di redshift, applicando ad ogni intervallo la stessa correzione per la completezza del campione usata per le misure precedenti e facendo la media pesata in ogni range di flusso. In *Figura 2.5* sono rappresentati i conteggi differenziali nei diversi intervalli di redshift nei tre campi usati anche prima; notiamo che le informazioni relative a COSMOS, GOODS-N e GOODS-S si completano a vicenda. Infatti GOODS-S ha analizzato le sorgenti più profonde a redshift maggiori (anche fino a $z=5$), che non sono presenti in GOODS-N, mentre i redshift più bassi sono coperti da COSMOS, che si spinge anche fino a $z=2$.



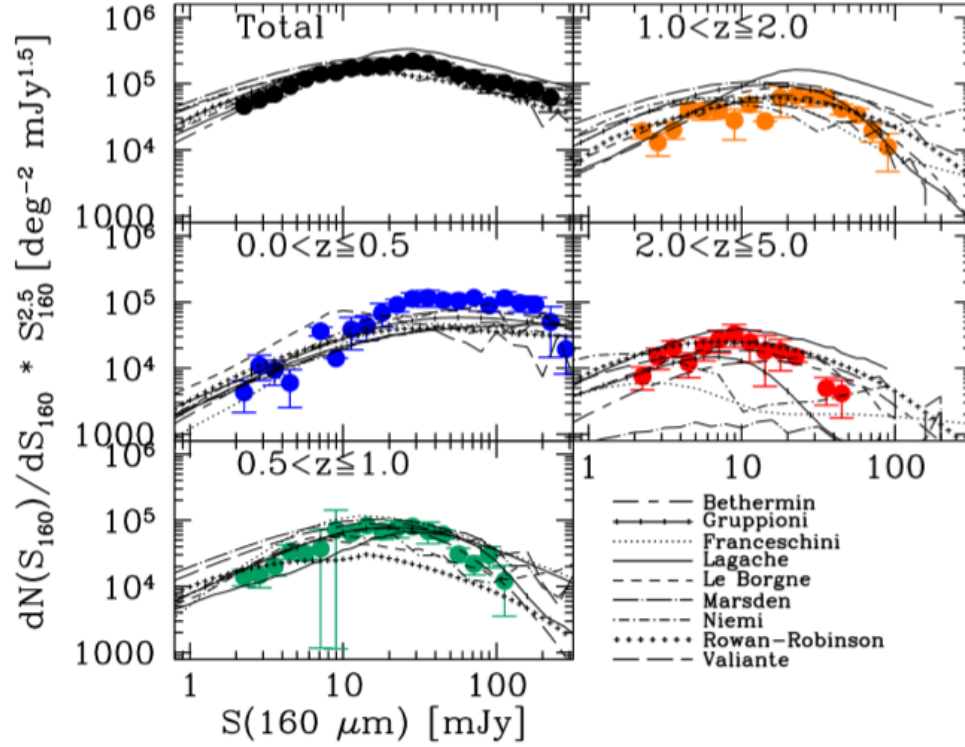


Figura 2.5: Nei grafici sono presentati i conteggi differenziali dN/dS nei tre regimi (a 70, 100 e 160 μm) relativi alle sorgenti di COSMOS, GOODS-S e GOODS-N, normalizzati all'andamento euclideo e splittati in bin di redshift. I dati a 70 μm appartengono solo al campo GOODS-S, mentre per altre due lunghezze d'onda è stata fatta la media pesata delle misure provenienti da tutti e tre i campi di PACS. I puntini neri rappresentano i conteggi totali, non divisi in intervalli di z .

2.1.2 Conteggi estesi con metodi statistici

Attraverso il campo più profondo a nostra disposizione, GOODS-S, si è giunti a risolvere le sorgenti a flussi molto deboli, anche fino a 1 mJy, raggiungendo il 45% e il 52% di sorgenti risolte nella CIB, rispettivamente a 100 e 160 μm . Mentre a lunghezze d'onda maggiori, come già accennato, attraverso lo strumento SPIRE si era raggiunto il 15% a 250 μm , il 10% a 350 μm , e il 6% a 500 μm (vedi Figura 2.1 e 2.2). È possibile, però, migliorare di molto questi valori, andando a osservare ancora più in profondità, estendendo l'analisi a flussi inferiori a 0.2 mJy, in modo da includere anche sorgenti molto più deboli la cui informazione sarebbe andata persa. Questo obiettivo è stato raggiunto con due approcci di tipo statistico: lo *stacking* di sorgenti a 24 μm (catalogate con *Spitzer*) e il metodo della *probability of deflection* (analisi $P(D)$); con l'ausilio di questi due metodi è stato possibile incrementare fino al 65% e 89% la frazione di galassie risolte a 100 e 160 μm , e fino al 64%, 60% e 43% rispettivamente a 250, 350 e 500 μm .

Il metodo dello *stacking*, operativamente, si basa sulla trasformazione

dei conteggi rilevati a $24 \mu\text{m}$ in conteggi di PACS, attraverso il rapporto S_{PACS}/S_{24} , dove S_{PACS} sono i flussi a $70, 100$ e $160 \mu\text{m}$. Dal punto di vista pratico si vanno a sovrapporre (*stacking* infatti significa “sovrapposizione”) immagini di un campione di galassie catalogate da *Spitzer* a $24 \mu\text{m}$ con l’intento di rendere rilevabili anche le sorgenti più deboli, che normalmente non si rileverebbero. Dal momento che le osservazioni sono limitate in flusso (per i dati nell’infrarosso di solito si considera un limite di $3\text{-}\sigma$, il che significa che rientrano nell’analisi solamente gli oggetti la cui luminosità supera il rumore $3\text{-}\sigma$, arrivando quindi a circa il 50-60% di completezza), una frazione della radiazione viene persa, perchè troppo debole. Il metodo dello *stacking* permette di recuperare questa informazione secondo il processo seguente: si esegue una sovrapposizione delle mappe infrarosse, dove si hanno le sorgenti nascoste, con quelle dove invece si riescono a rilevare gli oggetti (nel nostro caso quelle a $24 \mu\text{m}$). Con l’“impilamento” di più immagini si è in grado di visualizzare un oggetto che prima era di difficile rilevazione, in modo da osservare anche galassie a flussi più bassi, sotto il limite $3\text{-}\sigma$.

Per effettuare il passaggio dai conteggi a $24\mu\text{m}$ a quelli di PEP si fa ricorso alla relazione seguente:

$$\frac{dN}{dS_{PACS}} = \frac{dN}{dS_{24}} \cdot \frac{dS_{24}}{dS_{FIR}} \quad (2.1)$$

dove la presenza di dS_{FIR} si riferisce alla derivata rispetto al flusso nel lontano infrarosso. Il rapporto dS_{24}/dS_{FIR} è stimato numericamente. Nonostante questo metodo abbia il grande pregio di estendere l’analisi a flussi più deboli e, quindi, migliorare le stime per la CIB, possiede anche uno svantaggio non trascurabile: i risultati ottenuti sono affetti da limiti per quanto riguarda la completezza dei campioni di sorgenti considerati.

Nonostante con il metodo appena descritto si sia aggiunto un sostanzioso contributo alla determinazione della CIB, espandendo l’analisi anche alle sorgenti più deboli, è possibile migliorare ulteriormente la nostra conoscenza del fondo infrarosso, arrivando anche ad includere le galassie con flussi inferiori a 0.2 mJy (raggiunti con lo *stacking*). Per ottenere ciò è stato utilizzato un approccio statistico che passa sotto il nome di “probability of deflection”, o distribuzione $P(D)$, che permette, grazie all’estensione a flussi molto bassi, di superare il *confusion noise*, ovvero il rumore di fondo causato dalla radiazione di *background*, cioè dalle sorgenti non risolte che “inquinano” l’immagine. Per visualizzare meglio il metodo $P(D)$ si può rappresentare come la distribuzione dei valori dei vari pixel di un’immagine riferita ad una porzione di cielo, la cui forma e andamento dipendono da tre fattori: i conteggi, il rumore strumentale e la funzione di risposta spaziale dello strumento. Conoscendo uno dei tre elementi è possibile ricostruire la probabilità di distribuzione dei flussi dei pixel (quindi avere una stima della $P(D)$), oppure, a partire dalla $P(D)$ osservata si riesce a risalire ai conteggi, che è il risultato a cui si vuole giungere. In questo caso è stata stimata la $P(D)$ nel contesto delle mappe relative a GOODS-S, considerando i conteggi dN/dS modellizzati attraverso una legge di potenza

troncata (*broken*), già usata in precedenza: da ciò, sfruttando il legame tra la distribuzione in flusso nei vari pixel e i conteggi stessi, si ottiene una misura della “probability of deflection”, che può essere interpretata anche come una stima delle fluttuazioni della CIB. I dati riguardanti i due metodi statistici dello *stacking* e della $P(D)$ sono presentati nel grafico in *Figura 2.6*, confrontati anche con i conteggi differenziali in GOODS-S.

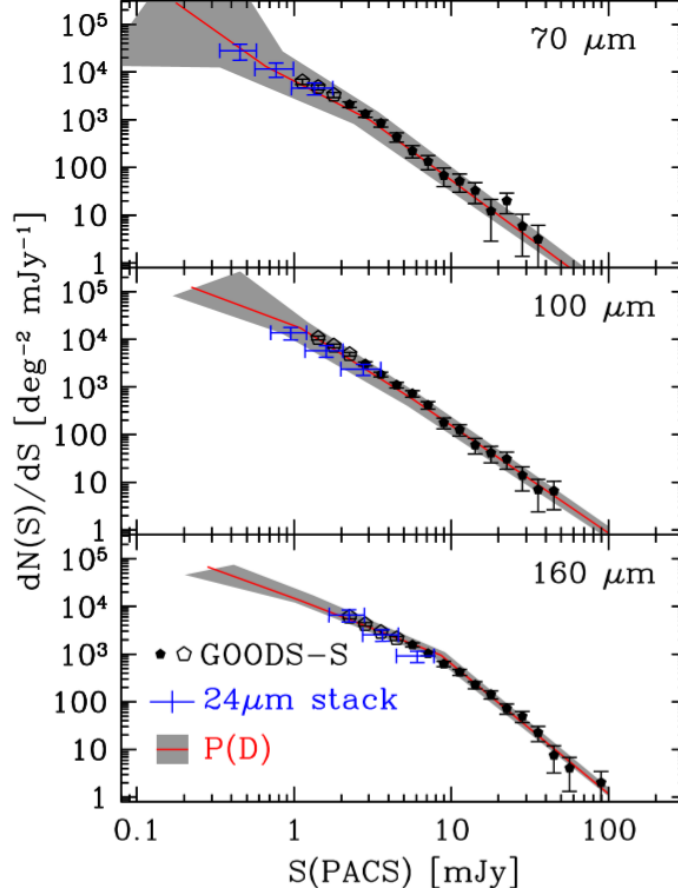


Figura 2.6: Conteggi differenziali dN/dS riferiti al campo GOODS-S (simboli neri), modellizzati in modo da produrre l’andamento migliore per la $P(D)$ osservata. I risultati dello *stacking* sono le croci blu, mentre quelli dell’analisi $P(D)$ sono rappresentati dalla curva continua rossa e la zona grigia (limite $3 - \sigma$).

Dal grafico si può notare che l’andamento dei conteggi è in accordo con i risultati della $P(D)$ a flussi maggiori, in tutti e tre i regimi di lunghezza d’onda, mentre per le sorgenti più deboli si comincia a vedere una discrepanza tra i due, con le misure ricavate dall’analisi $P(D)$ che divergono rispetto al modello dei conteggi, a causa della degenerazione. Questo fatto è evidente specialmente a $70 \mu\text{m}$, dove si nota molto bene la divergenza dei dati rappresentati dalla zona grigia. Dall’altra parte si può evidenziare anche la concordanza tra i risultati ottenuti con lo *stacking* (riferendosi al range di flusso coperto da questo metodo).

2.1.3 Determinazione del rumore di fondo

Come detto in precedenza i due metodi statistici presentati permettono di analizzare sorgenti a flussi inferiori rispetto a quelli a cui opera PACS, e ciò è estremamente importante perchè garantisce il superamento del *confusion noise*, un rumore di fondo che intacca la risoluzione delle immagini, in dipendenza dalla forma dei conteggi ad una determinata lunghezza d'onda. Esso è causato dalle sorgenti di *background* e il suo effetto è quello di creare delle fluttuazioni nelle misure. Per analizzare questo rumore vengono adottati due approcci: uno di carattere fotometrico, l'altro riguardante la densità di sorgenti. Imposto un S_{lim} per le osservazioni, il primo si determina definendo il rapporto q tra il flusso limite e il rumore σ_c dato dalle fluttuazioni create dalle sorgenti con flusso minore di S_{lim} ; in questo caso si considera $q = 5$. Il rumore totale riferito alle misure di PACS è dato da σ_c , a cui si aggiunge quello strumentale σ_I , che prevale quando si effettuano brevi tempi di esposizione, ed è proporzionale a $t^{-0.5}$. Per esposizioni più lunghe, invece, comincia a prevalere il σ_c e il rumore totale σ_T devia dall'andamento precedente. Si può approssimare il *confusion noise* con:

$$\sigma_c = \sqrt{\sigma_T^2 - \sigma_I^2} \quad (2.2)$$

A 100 e 160 μm sono stati ricavati rispettivamente valori di 0.27 e 0.92 mJy, mentre a 70 μm non sono state rilevate deviazioni dall'andamento $t^{-0.5}$, quindi σ_I coincide con σ_T .

Per quanto riguarda il criterio della densità per determinare il rumore di fondo, ci si riferisce, invece, alle sorgenti rilevate oltre S_{lim} .

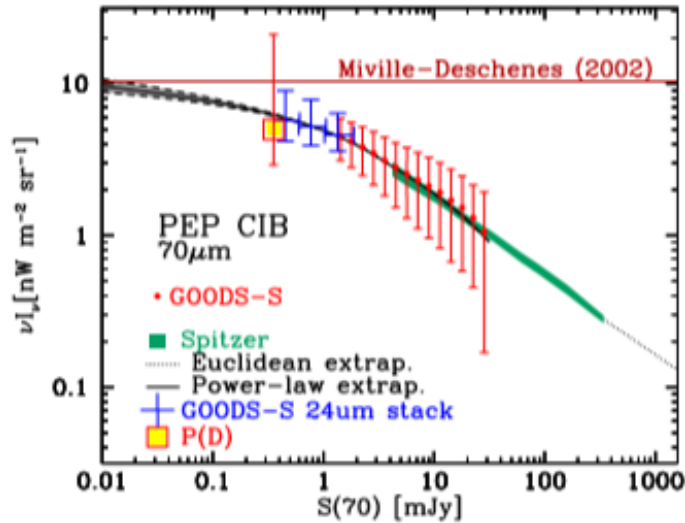
2.2 La CIB analizzata da diversi strumenti: confronto e commento sulle misure

Come visto per il fondo in ottico (COB), anche per quello infrarosso (CIB) i conteggi riferiti alle sorgenti risolte forniscono un limite inferiore alla luminosità totale della radiazione, dato che poi ci sono altri elementi che contribuiscono alla sua intensità. I valori dei conteggi sono stati determinati attraverso i dati forniti dai vari strumenti che si sono succeduti nell'arduo compito di misurare la CIB. Come affermato all'inizio del capitolo, i primi tentativi in questo senso furono portati avanti attraverso il satellite COBE, con gli strumenti DIRBE e FIRAS, con i quali si sono ottenute le seguenti misure: 14.4 ± 6.3 , 12.0 ± 6.9 , $12.3 \pm 2.5 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ a 100, 140 e 240 μm con il primo; $12.8 \pm 6.4 \text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ a 160 μm per il secondo (*Dole et al.*, [8]). In quest'ultimo caso la misura è stata ottenuta attraverso la media pesata dei valori massimi e minimi della CIB; notiamo che essa è, comunque, consistente con quelle di DIRBE a 140 e 240 μm . L'incertezza più pesante sui dati di COBE è causata dalla luce zodiacale, la cui luminosità non è conosciuta molto accuratamente e di solito si ricorre a dei modelli, come si era visto per la determinazione della COB con il metodo di separazione delle componenti di

foreground. Per contrastare, almeno in parte, questo inconveniente è stata utilizzata (Odegard et al., [22]) la *Wisconsin H α Mapper* (WHAM), una *survey* in grado di tracciare il mezzo ionizzato e, quindi, di stimare l'effetto delle polveri interplanetarie che causano la luce zodiacale, sulle misure di DIRBE. Sono stati, così, trovati dei valori consistenti con quelli di COBE, a parte a 90-140 μm dove si è trovato un eccesso di luminosità.

Più recentemente il fondo cosmico nel medio-lontano infrarosso è stato riesaminato dal telescopio spaziale *Spitzer*, di cui all'inizio del capitolo, che ha fornito le misure: 6.6 ± 2.7 e $14.4 \pm 2.3 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$ rispettivamente a 100 e 160 μm ; la seconda è in accordo con i dati precedenti, invece la prima si discosta di un fattore importante dalla misura di COBE. Per quanto riguarda il regime a 70 μm non sono disponibili misure dirette con *Spitzer* a causa della scarsa risoluzione, anche se sono state determinate dalla survey IRAS e AKARI a 60 e 65 μm (Penin et al., [23]).

Sicuramente i dati più estesi e precisi che si possiedono riguardo la radiazione infrarossa sono quelli provenienti dallo strumento PEP del telescopio spaziale *Herschel*, che indaga nei quattro campi GOODS-S, GOODS-N, Lockman Hole e COSMOS, in ordine dal più al meno profondo. Il range di flusso scandagliato da PACS spazia da 1.2 mJy, fino a 360 mJy, molto più vasto rispetto a quello coperto dal predecessore *Spitzer*; ciò ha permesso di ottenere delle misure della CIB, basate sui conteggi, di: $\nu I_\nu = 7.82 \pm 0.94$ e $9.17 \pm 0.59 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$ a 100 e 160 μm che corrispondono al $54 \pm 7\%$ e al $72 \pm 5\%$ dei dati ricavati da COBE. Con *Herschel* è stato possibile ottenere anche un valore a 70 μm : $\nu I_\nu = 3.61 \pm 1.12 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$. Nonostante la copertura di PEP sia molto vasta, la parte più brillante dei conteggi viene persa, dato che COSMOS arriva fino a circa 360 mJy. Per ovviare a questa mancanza si è ricorsi ai dati di *Spitzer* (che osserva fino a flussi dell'ordine dello Jansky), estendendo così l'analisi fino a $\sim 1 \text{ Jy}$ a 100 μm e fino a $\sim 60 \text{ Jy}$ a 160 μm (conteggi di IRAS e ISO). Nei grafici in *Figura 2.7* sono riassunte le misure e i dati appena descritti, confrontati con quelli presentati in precedenza.



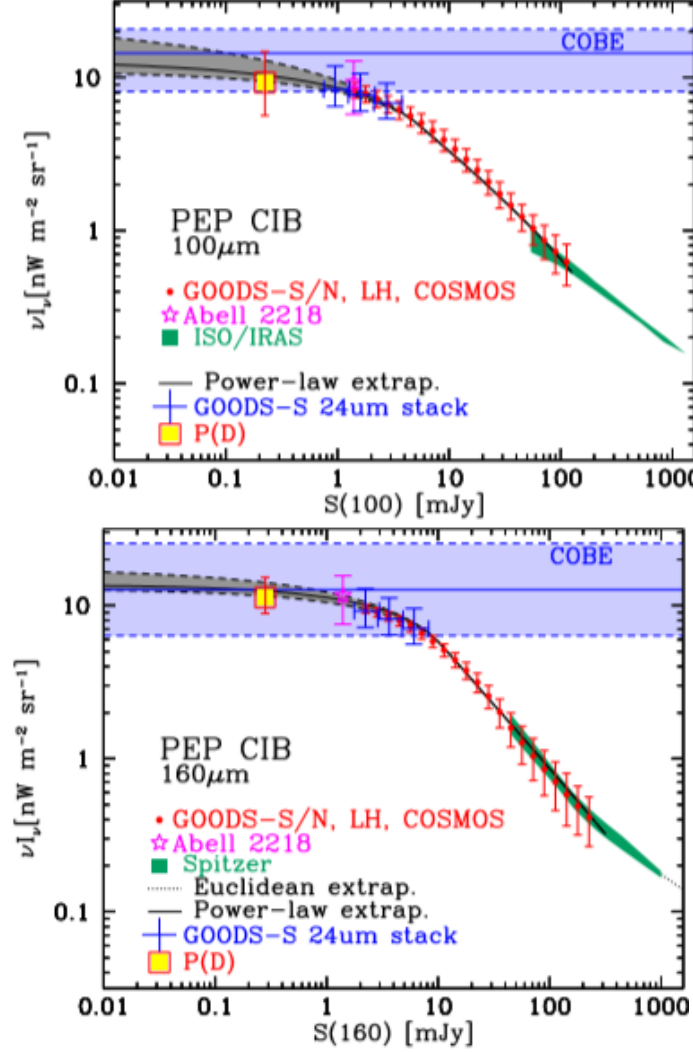


Figura 2.7: Nei grafici i punti rossi, con le barre d'errore, indicano i conteggi corretti per completezza, rilevati da PEP nei quattro campi; le croci blu si riferiscono ai risultati dello stacking di sorgenti a 24 μm , mentre i quadratini gialli rappresentano i valori ottenuti con l'analisi P(D). La curva in nero e la zona grigia derivano dal fit dei conteggi attraverso una legge di potenza, come descritto nella Sezione 2.1; la zona verde, invece, rappresenta i dati di Spitzer, ISO e IRAS ai flussi più brillanti. La fascia azzurra si riferisce alle misure di COBE (determinate da Dole et al.); e, infine, le stelle indicano la CIB derivata dal gravitational lensing applicato sull'ammasso Abell 2218. La linea tratteggiata che si vede ai flussi più elevati è il fit dei conteggi secondo l'andamento euclideo.

Nei grafici riportati in figura si nota molto bene la convergenza dei conteggi di PEP (cerchi rossi) verso le misure di COBE (fascia azzurra), per flussi fuori dal range coperto da PACS; infatti in questo intervallo i conteggi sono stati ricavati grazie all'estensione dello *stacking* e dell'analisi $P(D)$ (quadrantino giallo). Dai dati ricaviamo che la radiazione totale emessa oltre il flusso limite a $3\text{-}\sigma$ (ovvero 1.1 mJy a $70\text{ }\mu\text{m}$, 1.2 mJy a $100\text{ }\mu\text{m}$ e 2.0 mJy a $160\text{ }\mu\text{m}$) è pari a: 4.52 ± 1.18 , 8.35 ± 0.95 e $9.49 \pm 0.59\text{ nWm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ alle tre lunghezze d'onda. Una stima della CIB viene ottenuta anche estrapolando la legge di potenza per i conteggi, come si vede nel grafico. Infine, mediante l'analisi $P(D)$ si è giunti ad una misura più approfondita del fondo infrarosso: 4.98 (+16.2/-2.07), 9.32 (+5.47/-3.66) e 11.31 (+4.00/-2.43) a 70, 100 e $160\text{ }\mu\text{m}$. Come si nota dai dati l'incertezza a $70\text{ }\mu\text{m}$ è molto grande, a causa della divergenza a flussi minori (che si vede anche in *Figura 2.6*); dati che hanno permesso, quindi, di raggiungere circa il 65% e 89% di sorgenti risolte della CIB totale determinata da Dole et al. dalle misure di COBE a 100 e $160\text{ }\mu\text{m}$. Se invece ci si riferisce ai conteggi (e quindi alle sorgenti risolte) ottenuti dal *fitting* con la legge di potenza si raggiungono il 45%, il 74% e l'83% nelle tre bande (le misure ottenute per la CIB sono riportate nella *Tabella 2.1*).

Nella *Sezione 2.1.1* abbiamo introdotto la suddivisione dei conteggi differenziali in *bin* di redshift: ora andiamo a precisare ulteriormente questo procedimento, arrivando alle opportune conclusioni.

Dai dati ricavati si osserva che la maggior parte delle sorgenti galattiche responsabili della radiazione infrarossa si trovano a $z \leq 1$ (vedi *Figura 2.4* e *2.5*), soprattutto in COSMOS; a flussi minori, scandagliati da GOODS-S, cominciano ad avere un ruolo non trascurabile anche gli oggetti a redshift più elevati (circa il 15% del contributo risolto in GOODS-S). Inoltre si può notare che circa il 50% della CIB viene emessa sotto un certo z , limite che aumenta man mano che ci si sposta a lunghezze d'onda più elevate. Infatti a $70\text{ }\mu\text{m}$ esso è a $z=0.58$, a $100\text{ }\mu\text{m}$ si trova a $z=0.67$, mentre a $160\text{ }\mu\text{m}$ è a $z=0.73$, come si riscontra nel grafico in *Figura 2.8*. Un fatto rilevante che scaturisce dalle misure è il seguente: mentre a $70\text{ }\mu\text{m}$ circa l'80% delle sorgenti risolte della CIB emettono a $z \leq 1$, la percentuale scende al 55% a $160\text{ }\mu\text{m}$: ciò significa che a regimi di λ più avanzati le galassie che contribuiscono alla radiazione di fondo sono sempre più spostate ad altri redshift, sempre più lontane, e costituiscono l'apporto del lontano infrarosso. Determinando le *Spectral Energy Distribution* (SED) delle sorgenti rilevate in GOODS-S si sono potute ottenere le luminosità infrarosse, comprese tra 8 e $1000\text{ }\mu\text{m}$, delle galassie contribuenti ai conteggi nel lontano IR e alla CIB, trovando i seguenti risultati: a bassi redshift il contributo risolto è dominato da galassie "normali", con $L \leq 10^{11}L_{\odot}$, mentre ad alti z prevalgono sorgenti con luminosità più elevata; più precisamente: il 95% della CIB risolta a $z \leq 0.5$ è prodotto da galassie "normali" (a $60\text{ }\mu\text{m}$), oltre il 90% del contributo a $0.5 < z \leq 1.0$ proviene dalle galassie infrarosse luminose (LIRGs, con $10^{11} \leq L < 10^{12}$), e circa il 50% del fondo a $1.0 < z \leq 2.0$ è prodotto dalle galassie infrarosse *ultra-luminose* (ULIRGs, con $10^{12} \leq L < 10^{13}$). In definitiva, circa il 50% della CIB totale rilevata da

GOODS-S è emessa dalle LIRGs. Questa parte verrà trattata più diffusamente nel *Capitolo 3*.

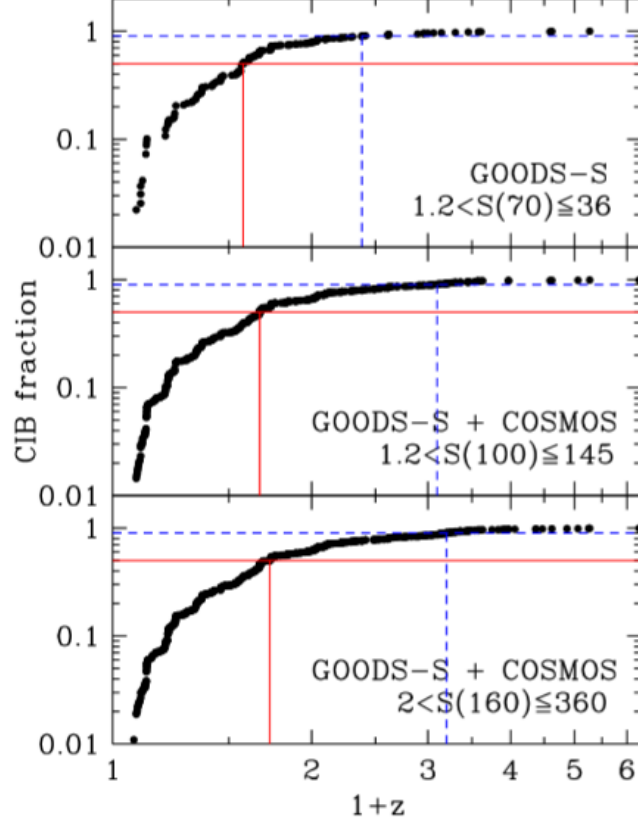


Figura 2.8: *Frazione della CIB in funzione del redshift, qui fornito in termini di $z+1$. Si tiene conto dei dati combinati di GOODS-S e COSMOS, e della correzione per completezza. Le linee rosse indicano il limite di z sotto il quale si misura un contributo del 50% della radiazione totale, mentre quelle blu si riferiscono al valore di z sotto il quale viene emesso il 90% della CIB globale.*

Tutte le misure ottenute con i diversi strumenti e approcci descritti sono riassunte nella *Tabella 2.1* e nella *Figura 2.9*: nel grafico è riportato il confronto tra i dati relativi alla missione COBE (DIRBE e FIRAS), i conteggi forniti da *Herschel*/PEP e i limiti massimi determinati dall'assorbimento dei fotoni γ . A primo impatto si nota che le incertezze legate alle misure di COBE (cerchi rossi) sono molto più grandi rispetto a quelle di PACS (triangoli neri o quadrati gialli), il che rende le misure prodotte da *Herschel* le più precise in assoluto nell'ambito della CIB e fa ipotizzare che i conteggi riferiti al regime del lontano infrarosso potranno fornire una stima più accurata della EBL rispetto alle misure fotometriche dirette. Nonostante ciò si può constatare che i dati determinati con le diverse missioni sono abbastanza compatibili tra di loro, e sono, in un certo senso, complementari, dal momento che, a lunghezze d'onda minori sono stimati attraverso il metodo dell'assorbimento dei raggi γ (striscia verde), a regimi intermedi (da 70 a 200 μm) la copertura è garantita

da *Herschel/PEP* (triangoli neri e quadrati gialli, e anche l'istogramma dei conteggi suddivisi in *bin* di redshift), mentre da $200\ \mu\text{m}$ in poi le stime sono fornite dagli strumenti di COBE, con DIRBE che produce anche misure spettroscopiche (linea rossa). L'aspetto interessante, messo in evidenza anche nel grafico, è il confronto con la curva di corpo nero (fascia rossa), che interpola abbastanza bene i dati nella parte del medio e, soprattutto, lontano infrarosso, dove infatti il contributo alla radiazione di fondo è dato dall'emissione termica delle polveri galattiche.

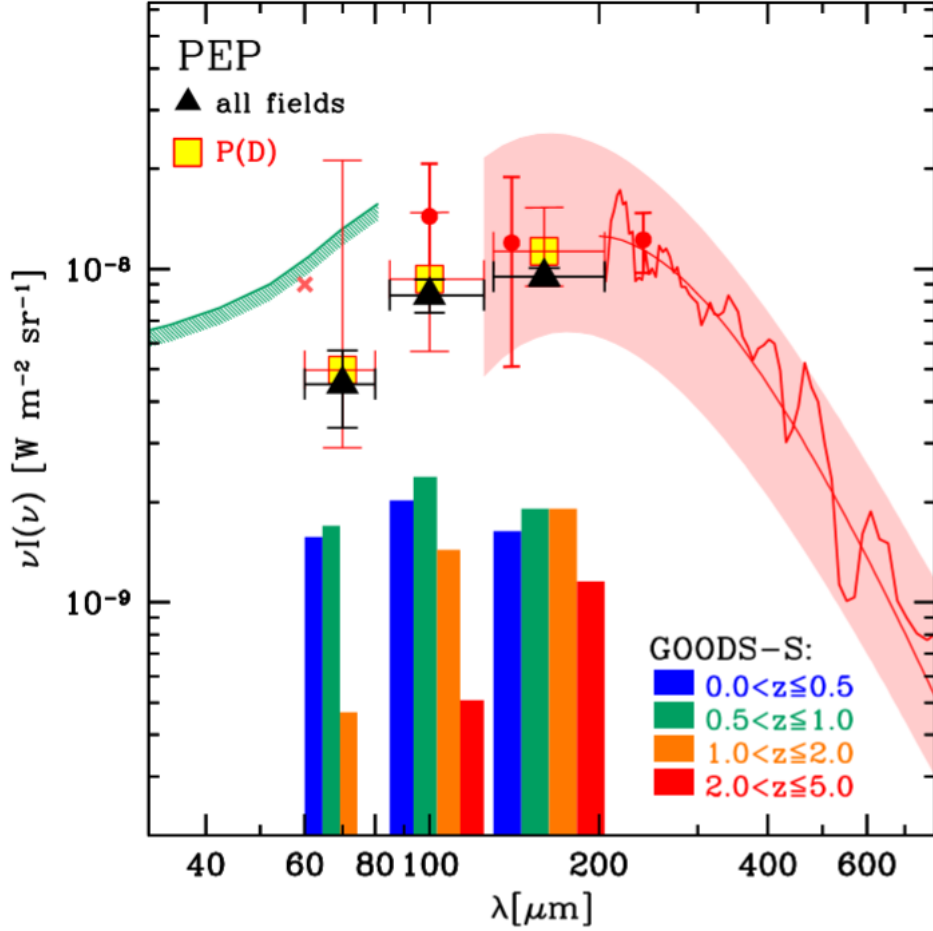


Figura 2.9: Rappresentazione grafica delle misure della CIB. I triangoli neri rappresentano i dati basati sui conteggi di GOODS-S, GOODS-N, COSMOS e Lockman Hole (descritti nella sezione 2.2); i quadrati gialli si riferiscono all'analisi $P(D)$ prodotta in GOODS-S; invece, i cerchi rossi e la curva (oltre $200\ \mu\text{m}$) sono i dati di DIRBE e FIRAS; in particolare il primo strumento ha garantito sia misure fotometriche (punti rossi) che lo spettro della CIB (in rosso). La fascia rossa è legata all'approssimazione di corpo nero, dato che la radiazione è di tipo termico. Infine, la striscia verde si riferisce ai valori massimi della CIB trovati con il metodo dell'assorbimento dei raggi γ (fino a circa $80\ \mu\text{m}$). Nei pressi della riga verde si vede anche una croce rossa, che rappresenta l'analisi delle fluttuazioni di IRAS a $60\ \mu\text{m}$.

Tabella 2.1: *Dati riassuntivi delle misure della CIB, determinate attraverso diversi metodi e strumenti.*

Fonte	Banda (μm)	Range di flusso (mJy)	νI_ν	Errore
GOODS-S	70	1.2-40	3.61	± 1.12
GOODS-S	70	> 1.2	4.52	± 1.18
GOODS-S P(D)	70	> 0.35	4.98	$+16.2/-2.07$
Power-law	70	Totale	≥ 11.09	-
Tutti i campi	100	1.2 - 140	7.82	± 0.94
Tutti i campi	100	> 1.2	8.35	± 0.95
GOODS-S P(D)	100	> 0.2	9.32	$+5.47/-3.66$
Power-law	100	Totale	12.61	$+8.31/-1.74$
Tutti i campi	160	2.0 - 350	9.17	± 0.59
Tutti i campi	160	> 2.0	9.49	± 0.59
GOODS-S P(D)	160	> 0.3	11.31	$+ 4.00/- 2.43$
Power-law	160	Totale	13.63	$+ 3.53/-0.85$

In conclusione, l'operazione di suddivisione dei conteggi nei diversi intervalli di redshift è un passaggio fondamentale dato che permette di determinare il contributo alla CIB nelle diverse epoche cosmologiche, e quindi di tracciarne la storia evolutiva, per arrivare a comprendere l'evoluzione delle galassie dalla loro formazione fino ad oggi. In questo senso sono stati proposti diversi modelli teorici, che devono essere confrontati con i dati descritti fino ad ora; i due approcci principali sono costituiti dai *backward evolutionary models* e dai *forward evolutionary models*. Il commento e l'analisi di questi modelli costituiscono l'argomento principale del prossimo capitolo, nel quale ci concentreremo quasi esclusivamente sul primo approccio. Esso, come si può già intendere dal nome, analizza i processi evolutivi *andando indietro nel tempo*, dai giorni nostri fino all'origine dell'Universo con il Big Bang, e si basa, operativamente, sulla trasformazione di grandezze statistiche ricavabili dalle osservazioni nel lontano infrarosso (come le funzioni di luminosità locale, *LLF*) in osservabili a qualsiasi redshift (conteggi, luminosità della CIB, ecc.), basandosi su leggi parametriche che descrivono l'evoluzione della luminosità o della densità di sorgenti.

Dall'altra parte, i *forward evolutionary models* considerano l'evoluzione *avanti nel tempo*, dal Big Bang ai giorni nostri e, a differenza dei precedenti, si fondano su approcci semi-analitici e prendono in considerazione anche le proprietà fisiche delle sorgenti, come ad esempio i processi radiativi che avvengono nelle galassie, che possono influenzarne la storia evolutiva.

Capitolo 3

Storia evolutiva delle galassie ricavata dalle misure della radiazione infrarossa

Nel capitolo precedente sono stati presentati e trattati i dati e le misure relative alla radiazione cosmica di fondo nell'infrarosso (CIB), rilevata attraverso strumenti sempre più precisi e che hanno permesso di ottenere dati soddisfacenti fino al regime del lontano infrarosso (specialmente con *Herschel*). Questa preziosa fucina di informazioni è stata sfruttata per tracciare la storia evolutiva e la formazione delle galassie attraverso le diverse epoche cosmologiche, quindi a diversi redshift. Concentreremo l'attenzione sui *backward evolutionary models*, specialmente descrivendo gli approcci messi in campo da *Franceschini et al.* [9][10], e da *Gruppioni et al.* [12]. Questo tipo di modelli si basa su leggi empiriche, il cui andamento viene estrapolato dai dati disponibili, che, come vedremo, descrivono l'evoluzione di quantità statistiche, in particolar modo la densità fotonica e le funzioni di luminosità, ricostruendole indietro nel tempo. La determinazione di queste ultime grandezze in diverse epoche cosmiche, perciò, è di fondamentale importanza.

La situazione riguardo al fondo infrarosso e UV-ottico, che sono i regimi da analizzare per ricavare informazioni sull'evoluzione delle sorgenti galattiche, è la più complicata da analizzare: infatti, in questo caso, bisogna tener conto della presenza delle componenti di *foreground*, da eliminare, e inoltre la densità di sorgenti varia in modo più complesso con la frequenza e il tempo. Inizialmente si è ricorsi ad approssimazioni mediante leggi di potenza per l'evoluzione in funzione del redshift (*Stecker et al.*, [34]); poi, però, dai dati forniti dal telescopio *Spitzer* si è constatato che l'andamento è più complicato, causato da diversi processi fisici, incluso il forte contributo dell'emissione degli AGN (Nuclei Galattici Attivi) e quello dato dalle polveri galattiche. Proprio le misure ottenute nel corso degli anni da missioni come *Spitzer* (specialmente con lo strumento MIPS), ma anche ISO (*Infrared Space Observatory*), IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*), che hanno operato prevalentemente nel medio infrarosso, a cui vanno aggiunti telescopi terrestri JCMT e IRAM, che invece hanno indagato nel lontano IR e nel sub-millimetrico (fino a circa 1200

μm), hanno permesso agli astronomi di costruire dei modelli evolutivi sempre più vicini alla realtà. Oltre a questi, un ruolo importante nella determinazione della CIB è stato ricoperto anche da COBE, che ha rilevato la radiazione diffusa attraverso l'intero regime infrarosso (tra circa 1 e 1000 μm).

Inizialmente sono stati sviluppati due modelli separati per descrivere l'evoluzione delle galassie: uno riferito alla banda dell'ottico/vicino-IR, e un altro relativo a quella del lontano-IR/sub-mm (*Franceschini et al.*, [9]). Suddivisione basata sui diversi processi astrofisici responsabili dell'emissione di fotoni che avvengono nei due regimi: nel primo caso, infatti, la radiazione rilevata è fornita specialmente dalla luce stellare diretta, mentre nel secondo caso essa è originata dalla riemissione della luce assorbita dalle polveri, presenti specialmente in galassie con un'elevata formazione stellare (SFR, *Star Formation Rate*). Ecco l'importanza di osservare nel lontano infrarosso: spingendoci in questa banda riusciamo a ottenere informazioni sull'origine delle galassie e delle stelle; e ciò sarà permesso specialmente dai dati di *Herschel*.

Dal momento che vengono prese in analisi misure riferite a un vasto range di lunghezze d'onda, dal lontano UV al millimetrico, ci si riferisce a un modello "multi-wavelength". Prima di procedere con l'analisi modellistica vera e propria, perciò, è opportuno descrivere brevemente la *base-dati* su cui Franceschini et al. hanno costruito la storia evolutiva galattica (il modello di Franceschini è basato sulle misure di *Spitzer*; nel proseguimento si terrà conto prevalentemente dell'approccio modellistico che ha preso il nome di AF2001). Nei capitoli precedenti sono stati presentati vari approcci osservativi e di misura per il fondo in UV/ottico/vicino-IR (*Capitolo 1*) e per quello nel medio/lontano-IR (*Capitolo 2*). Questi due fondi forniscono un'informazione basilare, ovvero la densità fotonica legata alla frequenza ν , a $z=0$, attraverso la relazione:

$$n_\gamma = \frac{4\pi I_0(\nu)}{ch\nu} \quad (3.1)$$

Nonostante *Spitzer* abbia una maggiore risoluzione nel regime del vicino e medio infrarosso, è stato in grado di ottenere anche dati nel lontano-IR, grazie al contributo dello strumento MIPS, che ha effettuato misure a 24 μm , spingendosi fino a flussi di ~ 0.2 mJy. Attraverso questo canale si sono potuti ricavare i conteggi di sorgenti nei campi GOODS (più profondi), GTO e COSMOS. Oltre a questa banda MIPS si è occupato anche delle lunghezze d'onda a 70 e 160 μm , le quali, però, non sono in grado di raggiungere la stessa profondità del canale precedente a causa del rumore di fondo (*confusion noise*, vedi *Sezione 2.1.3*). I conteggi a 70 μm sono stati stimati usando il catalogo fornito da SWIRE, una survey di *Spitzer* che osserva il cielo in sei diversi campi. Sono state rintracciate circa 10000 sorgenti, tenendo conto del limite $5\text{-}\sigma$ e, come affermato nel *Capitolo 2*, *Spitzer* è riuscito a risolvere circa il 60% delle sorgenti a 70 μm e circa il 75% a 24 μm .

Spostando l'analisi a lunghezze d'onda maggiori, nel sub-millimetrico e millimetrico (a 350, 850 e 1200 μm), ci si è affidati specialmente a osservatori terrestri con le survey SCUBA, IRAM e CSO, che hanno permesso di espandere lo sguardo nell'Universo ad alti redshift, mostrando sorgenti molto luminose

che sono praticamente invisibili in ottico. Certamente, però, i migliori risultati in questo regime sono da attribuire al telescopio BLAST, che opera su un pallone sonda nell'alta atmosfera, indagando a 250, 350 e 500 μm . Per approfondire ulteriormente l'analisi, inoltre, si è ricorsi al metodo statistico della *probability of deflection* (P(D)), che permette di studiare le fluttuazioni del fondo infrarosso (vedi *Sezione 2.1.2*); in tal modo si riescono a estendere le misure anche a flussi inferiori a 10 mJy. La *Figura 3.1* riassume graficamente i dati sull'intensità della CIB ($I(\nu)$) confrontati con il modello evolutivo che verrà presentato in seguito.

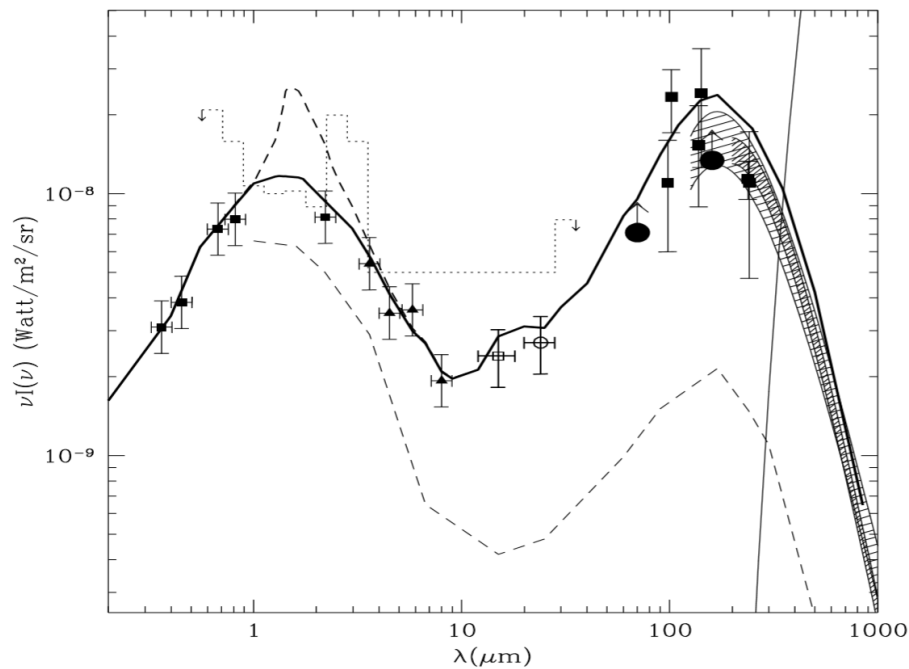


Figura 3.1: Spettro della CIB misurato con diversi strumenti e metodi: i cerchi grandi si riferiscono al risultato dello stacking a 70 e 160 μm (Dole et al., [8]); i triangoli rappresentano i dati di IRAC. La curva continua spessa descrive lo spettro predetto dal modello evolutivo preso in considerazione, mentre la linea tratteggiata sottostante si riferisce sempre al modello, ma con l'assunzione che l'emissività delle galassie non evolva con il tempo cosmico. Infine, la curva "piccata" a circa 2-3 μm corrisponde ad un eccesso rilevato nel vicino-IR, probabilmente dovuto alle stelle di *Popolazione III*.

Una grandezza fondamentale da determinare per costruire il modello evolutivo per le galassie è la funzione di luminosità locale (*local luminosity function*, LLF) a diverse lunghezze d'onda nell'infrarosso. Per stimarla si è ricorsi a diversi metodi e risorse: ad esempio attraverso l'analisi di dati della camera IRAC installata su *Spitzer*, presi a diverse lunghezze d'onda nel campo *Chandra Deep Field South* (CDFS), che include anche immagini profonde ad alta risoluzione fornite da HST/ACS. Un'altra risorsa di dati che è stata utilizzata è quella delle sorgenti a 12 μm della survey IRAS (Rush et al., [30]), i cui dati, però, sono soggetti ad incertezze abbastanza evidenti, date da errori fotometrici o da disomogeneità locali. Per ovviare a questo inconveniente si

è ricorsi a misure ottenute comparando i redshift spettroscopici e fotometrici di SWIRE, che comprende 10 deg^2 in Lockman Hole, con quelli della *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). In quest'ultimo caso sono stati utilizzati i cataloghi di SWIRE MIPS a 24, 70 e $160 \mu\text{m}$ (Vaccari et al., 2010) che, imponendo flussi limite rispettivamente a 1.5, 20 e 90 mJy, godono di un alto livello di completezza. Le funzioni di luminosità, infine, sono state calcolate attraverso lo stimatore $1/V_{\text{max}}$. I dati riguardanti le *LLF* a $24 \mu\text{m}$ sono riportati nel grafico di *Figura 3.2*.

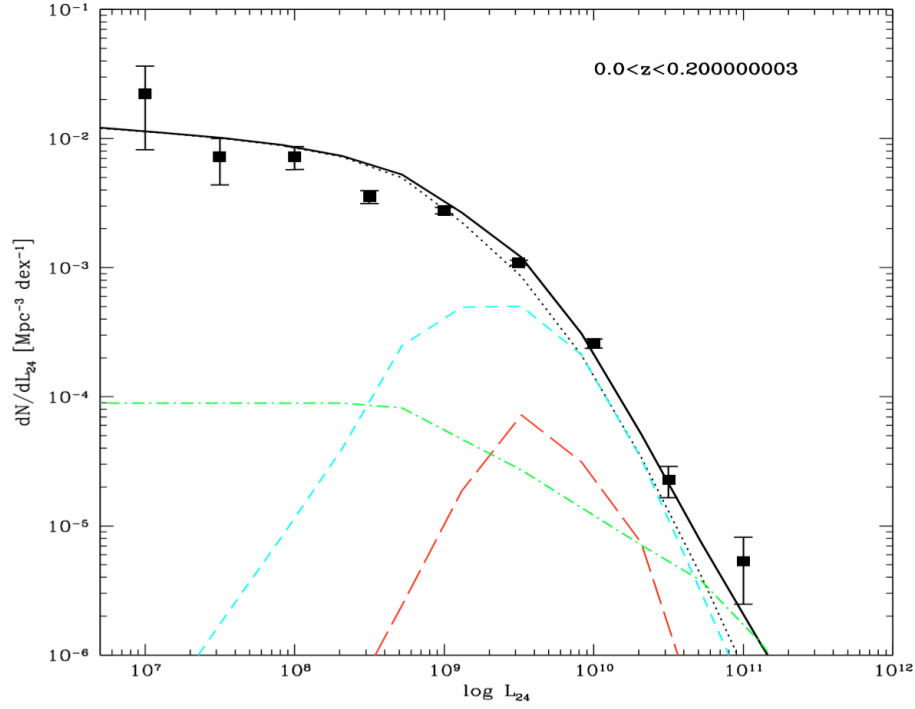


Figura 3.2: Misure della *LLF* (in termini di dN/dL) a $24 \mu\text{m}$ dall'analisi combinata dei dati di SWIRE e SDSS in Lockman Hole. La curva tratteggiata verde rappresenta il contributo alla funzione di luminosità degli AGN di I tipo, mentre quella azzurra si riferisce all'apporto dato dagli AGN di tipo II; la curva rossa è legata a sorgenti di alta luminosità ad alti redshift (ULIRG). Infine la curva punteggiata nera rappresenta il contributo delle spirali normali, e quella continua è la *LLF* totale misurata.

Dal momento che ci si sta riferendo a grandezze in evoluzione rispetto alle epoche cosmologiche, è necessario introdurre l'informazione del redshift, in particolare per quanto riguarda le funzioni di luminosità, che possiamo dividere in diversi intervalli di z (è la medesima operazione effettuata per i conteggi nella *Sezione 2.1.1*); il risultato è riportato in *Figura 3.3*. In questo caso è stata adottata una suddivisione in sei *bin* di un intervallo totale di redshift da $z=0$ a $z=2.5$, considerando un campione di 3050 sorgenti in GOODS-S, GOODS-N e SWIRE/VVDS (Rodighiero et al., [27]). Nei grafici i dati sono confrontati con le predizioni modellistiche (Franceschini et al.), rivelando una buona concordanza tra i due. Notiamo, inoltre che le galassie meno luminose (meno di $10^8 L_{\odot}$) sono maggiormente rilevabili a bassi redshift, mentre ad alti redshift la luminosità tipica cresce fino a $10^{10} L_{\odot}$ a $z=1$, e fino a $10^{11} L_{\odot}$

a $z=2.5$: ciò si nota in particolare dalle curve blu nella figura qui sotto, che, appunto, si spostano a luminosità sempre più elevate man mano che aumenta z .

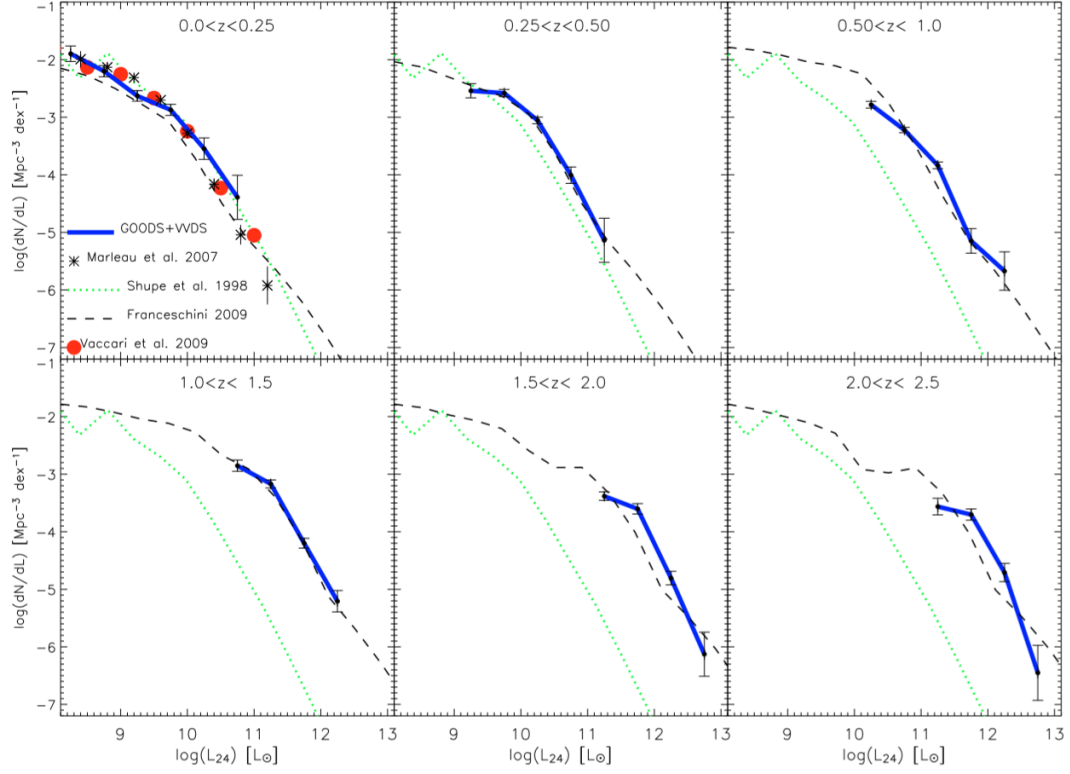


Figura 3.3: Funzioni di luminosità delle galassie, a $24 \mu\text{m}$, suddivise in sei intervalli di redshift. Nel bin più basso il modello predetto per la LF (Franceschini, curva tratteggiata) è comparato con le misure ottenute da Vaccari et al.[36], Marleu et al. e Shupe et al.[33](punti rossi, asterischi). La curva spessa in blu rappresenta, invece, le misure ottenute dalle stime in GOODS+VVDS-SWIRE da Rodighiero et al.. Infine, la curva verde tratteggiata fornisce le misure della LF trovate da Pozzi et al.[24]

Per spiegare i dati e gli andamenti dei conteggi e delle LF al variare del redshift si è ritenuto necessario introdurre i contributi di diversi tipi di galassie: ogni popolazione galattica percorre una strada diversa in base ai vari processi fisici che si attuano in essa. L'evoluzione delle LLF è stata determinata prendendo in considerazione delle distribuzioni spettrali (SED) per le diverse popolazioni galattiche “a priori”, ovvero assumendole per spiegare l'andamento osservato dei dati: infatti, data la bassa risoluzione spettrale di *Spitzer*, non si è giunti a misurare effettivamente lo spettro delle sorgenti galattiche (come, invece, si avrà con *Herschel*), dal momento che, specialmente nel lontano-IR, la percentuale di oggetti risolti è molto bassa.

Le classi morfologiche principali nelle quali possono essere distinte le sorgenti galattiche sono: le sferoidali (E/S0), le spirali e le irregolari (o *merging* di più galassie). In linea generale le galassie dei primi gruppi, incluse anche le spirali *early-type*, sono caratterizzate da una formazione iniziale di stelle rapida,

che avviene in tempi scala relativamente brevi ($t_{SF} = 0.1 \text{ Gyr}$), con un picco di attività a circa 0.3 Gyr, per poi diminuire drasticamente. Infatti le galassie ellittiche, ad esempio, che fanno parte di questo gruppo, sono le più antiche sorgenti che possono essere rilevate, e si è constatato che, effettivamente, il rate di formazione stellare ad oggi è praticamente nullo; ciò è evidente anche per la scarsissima quantità di gas e polveri presenti in esse, testimonianza del fatto che è stata tutta consumata per dare origine alle stelle (le galassie sferoidali hanno uno spettro spostato verso il rosso, proprio perchè sono venute alla luce in epoche più antiche delle altre). Dall'altra parte le galassie *late-type* hanno avuto una storia meno caotica delle loro compagne più anziane, avendo avuto un tempo di formazione stellare più lungo: in questo caso possiamo assumere come misura il $t_{infall} = 4 \text{ Gyr}$, molto più esteso rispetto al precedente. Per queste galassie, quindi, l'evoluzione è molto più lenta e graduale.

Dal momento che non si disponeva ancora di dati che permettessero di risolvere le sorgenti, come affermato in precedenza, sono state assunte delle distribuzioni spettrali (SED) per spiegare l'andamento evolutivo delle varie popolazioni galattiche. La prima presa in considerazione è quella delle spirali "normali", che vengono definite "quiescenti", ovvero che non evolvono, riferendosi al fatto che la densità numerica (*comoving*) non varia nel tempo, mentre la luminosità cambia in relazione all'evoluzione delle stelle contenute in esse. Questa classe di sorgenti domina la parte meno luminosa della *LLF*, ed era già stata introdotta nel modello AF2001 (*Franceschini*) per spiegare il particolare andamento super-euclideo a flussi bassi dei conteggi ricavati con ISO a $15 \mu\text{m}$. Questo comportamento, poi, è stato anche confermato da *Spitzer*/MIPS a $24 \mu\text{m}$ (e anche in parte a 70 e $160 \mu\text{m}$); inoltre la maggiore precisione dei dati di *Spitzer* ha reso evidente l'impossibilità di rappresentare l'evoluzione galattica attraverso un'unica popolazione che evolve univocamente nel tempo: al contrario, era necessario distinguere tra una classe in rapida evoluzione ed una "statica", come appunto le spirali.

All'estremo opposto ci sono le galassie che evolvono rapidamente (*fast-evolving starburst galaxies*), sorgenti deboli ad alti redshift captate mediante diverse survey dall'ottico al lontano-IR, toccando anche il sub-millimetrico. Esse comprendono specialmente galassie irregolari o sistemi *merging*, che evolvono sia in luminosità che in densità numerica (diversamente dalle spirali quiescenti) attraverso leggi empiriche del tipo:

$$\rho(z) \propto \rho(z_0)(1+z) \quad (3.2)$$

$$L(z) = L_0 \times \exp[k\tau(z)] \quad (3.3)$$

dove L_0 si riferisce alla luminosità della sorgente a $z=0$, $\tau(z)$ è il tempo espresso in unità del tempo di Hubble t_H (considerato dai giorni nostri al Big Bang), mentre k è una costante evolutiva che vale 1.7 per $0 < z < 2$ ed è costante per $z \geq 2$. Per spiegare il contributo dei conteggi di sorgenti deboli ad alti z si è introdotta, tra le galassie ad elevato rate evolutivo, la popolazione dei Nuclei Galattici Attivi (AGN). Essi sono stati suddivisi in due categorie: quelli di I tipo, che sono più facili da identificare e che sono stati modellizzati in modo più semplice; e quelli del II tipo, molto più difficili da distinguere. Gli AGN di

I tipo, che includono i *quasar* e le galassie *Seyfert-1*, sono di più immediata identificazione, dal momento che la loro distribuzione spettrale appare piatta nel regime dell'ottico e infrarosso; per ricavare le proprietà evolutive di questo tipo di oggetti sono stati adoperati i conteggi a $24 \mu\text{m}$ di SWIRE/VVDS (*Rodighiero et al.*, [27]), trovando un'andamento della luminosità del tipo:

$$L(z) = L(0) \times (1 + z)^{3.6} \quad (3.4)$$

$$L(z) = L(0) \times 3^{3.6} \quad (3.5)$$

L'equazione 3.4 è riferita a redshift fino a 2, mentre la 3.5 a redshift oltre $z=2$. Mentre per la densità di sorgenti si è ottenuto:

$$\frac{dN}{dL} \propto (1 + z)^{0.3} \quad (3.6)$$

valida fino a $z=2$.

Sempre con riferimento al modello AF2001, si è notato che gli AGN di I tipo non erano in grado di spiegare appieno i dati trovati per le sorgenti a flussi più deboli, contribuendo essi, con la loro elevata luminosità nell'infrarosso, a flussi maggiori di 10 mJy ($S_{24} \geq 10 \text{ mJy}$). Si riusciranno a ottenere più informazioni sugli AGN dalla trattazione modellistica presentata in seguito (*Gruppioni et al.*, [12]).

Si è riscontrata, perciò, la necessità di introdurre nella storia evolutiva un'altra popolazione, più numerosa, che fa parte del grande gruppo delle galassie *starburst*: la popolazione delle LIRG (luminous infrared galaxies), caratterizzate da una luminosità moderata. Queste erano già state analizzate attraverso la missione ISO, e poi confermate dalle osservazioni di *Spitzer*/MIPS (*Le Floc'h et al.*, [16]), che testimoniò la crescente rilevanza assunta dalle LIRG all'aumentare del redshift. Questa classe di sorgenti costituisce circa il 10% della popolazione galattica totale. Dai dati più recenti, specialmente dai conteggi profondi a $24 \mu\text{m}$, sono emerse delle novità, che hanno portato all'estensione del modello evolutivo esposto in AF2001, considerato fino ad ora: un'emissione in eccesso, sempre a flussi deboli, a redshift superiori a 1.5. È stata aggiunta alla trattazione, perciò, una nuova popolazione di sorgenti: quella delle ULIRG (ultra-luminous infrared galaxies). La loro esistenza è stata comprovata anche da SCUBA/JCMT nel millimetrico. La differenza principale tra le LIRG e le ULIRG si nota soprattutto a $z \geq 1$, dove le prime presentano un picco di luminosità attorno a $10^{11} L_{\odot}$, mentre le seconde attorno a $10^{12} L_{\odot}$ (si considera la luminosità bolometrica, misurata da 8 a $1000 \mu\text{m}$), come si può constatare in *Figura 3.4*, nella quale si nota anche un'altra importante differenza tra le due classi: le LIRG presentano il picco di emissività a redshift più bassi rispetto alle ULIRG. Nel grafico è presentata l'evoluzione della quantità ρ_{IR} , che è la densità di luminosità (o emissività) *comoving* espressa in unità bolometriche; è possibile utilizzarla assieme alle funzioni di luminosità per esprimere l'andamento evolutivo delle sorgenti, al variare del redshift. Nel grafico sono descritte le varie popolazioni di sorgenti esposte fin'ora, e i loro diversi comportamenti, che messi insieme forniscono l'emissività totale (curva nera continua): essa presenta una rapida crescita fino a $z=1$, per poi subire

un appiattimento fino a $z \sim 2.5$, e infine una decrescita a z superiori (anche se questa regione non è sufficientemente supportata dai dati; sarà *Herschel* a estendere l'analisi anche a queste epoche cosmologiche).

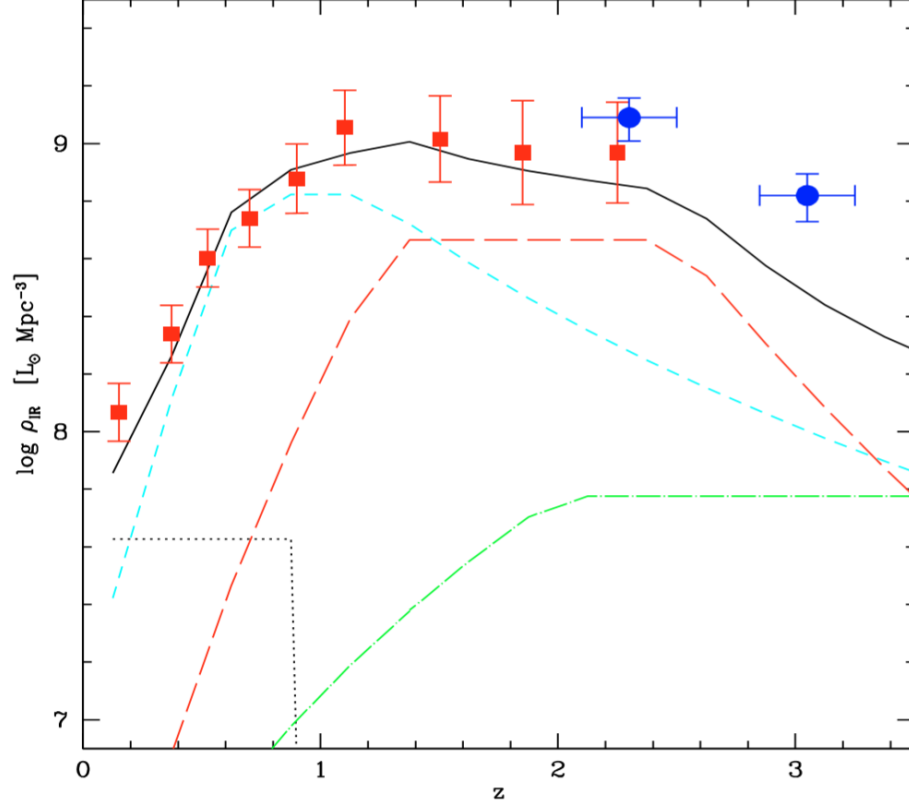


Figura 3.4: Evoluzione della densità luminosa bolometrica (comoving) nel regime da 8 a 1000 μm per le popolazioni galattiche infrarosse. La curva verde è riferita agli AGN di I tipo, quella azzurra alle LIRG, mentre quella rossa rappresenta le ULIRG, che dominano a redshift attorno a 2.5. Invece la linea puntinata nera si riferisce alle spirali quiescenti, la cui ρ_{IR} , infatti, rimane costante col tempo (si assume che presso $z=1$ il loro contributo sparisca). La curva continua è l'emissività totale predetta, mentre i quadratini rossi sono sempre associati alle misure delle LF a 24 μm effettuate da Rodighiero et al. (2010).

Dal grafico, inoltre, si nota che, anche in questo caso, la predizione riguardo all'emissività totale di tutte le popolazioni galattiche è messa in confronto con le misure fatte a 24 μm (Rodighiero et al., [27]) e, ancora una volta, si constata il buon accordo tra i due. Da evidenziare, infine, la convergenza nell'andamento evolutivo dell'emissività delle varie popolazioni di sorgenti, a redshift elevati; una convergenza imposta per evitare di eccedere i conteggi ricavati da SCUBA a $z > 2.5$, dove, però, come già affermato, non ci sono ancora dati sufficientemente precisi: l'indagine di queste zone ancora inesplorate spetterà ad *Herschel* e ad ALMA.

Le stime relative agli ultimi due tipi di galassie presentate, le LIRG e le ULIRG, sono riferite al regime di lunghezza d'onda del lontano-IR, nel quale

domina la radiazione termica prodotta dalle polveri del mezzo interstellare, mentre ai regimi dell'UV-ottico prevale la luce delle popolazioni stellari più giovani e il contributo delle galassie di massa media con spettro tipicamente blu (*Faint Blue Object*, FBO); invece, se indaghiamo nel vicino-IR, ricaviamo informazioni sulle popolazioni delle galassie sferoidali (ellittiche). Inoltre si osserva che, nel primo caso, nel lontano-IR, le sorgenti appaiono più luminose, essendo caratterizzate da un'attività di formazione stellare (SFR) più elevata a causa della maggior presenza di polveri.

Il diverso tipo di emissione che avviene nell'ottico e nel medio-lontano infrarosso, uno dato dall'emissione stellare diretta e l'altro fornito dalla re-irradiazione delle polveri, è evidenziato nella *Figura 3.5*, con due picchi evidenti a $1 \mu\text{m}$ (energia fotonica $\epsilon \sim 1 \text{ eV}$), e a $100 \mu\text{m}$ ($\epsilon \sim 0.01 \text{ eV}$). Un altro aspetto da notare è l'incremento della densità fotonica *propria* con il redshift (dal rosso al blu si va a redshift maggiori) a causa dell'espansione di Hubble. Inoltre l'evoluzione della densità, e dell'emissività, è più evidente nell'infrarosso ($\epsilon < 0.2 \text{ eV}$) rispetto all'ottico e al vicino-IR ($\epsilon > 0.2 \text{ eV}$), dato che i fotoni vengono prodotti ad alti redshift nell'infrarosso e a bassi z nell'ottico.

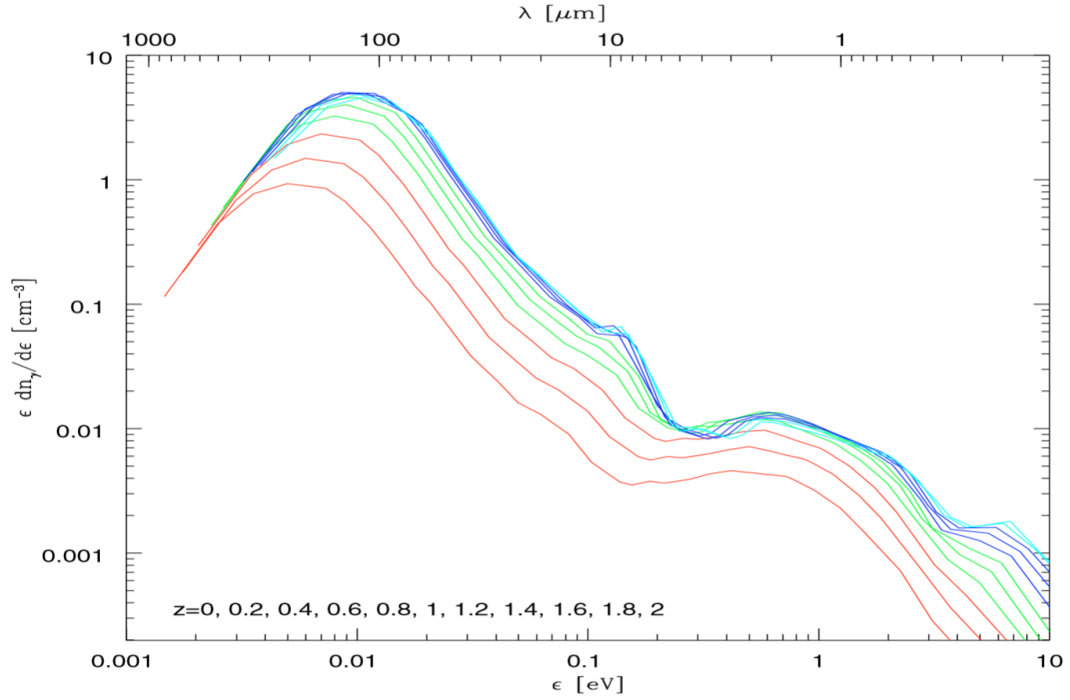


Figura 3.5: Densità fotonica numerica (moltiplicata per l'energia fotonica ϵ) in funzione dell'energia, al variare del redshift. I diversi colori delle curve rappresentano i diversi valori di z , da 0 a 2, ad intervalli di 0.2.

Tornando alla caratterizzazione spettrale delle funzioni di luminosità locale, sono state determinate le forme spettrali relative alle diverse popolazioni galattiche introdotte in precedenza. Per quanto riguarda gli AGN di tipo I è stata adottata una SED corrispondente ad un modello geometrico costituito da un toro di polveri disposto *face-on* (questo spettro è stato ricavato dal modello radiativo per il trasferimento di energia, e poi migliorato con i dati di

SWIRE; inoltre esso è consistente con gli spettri determinati per i *quasar* con l'ausilio di *Spitzer*/IRS).

Riguardo alle galassie a spirale, per le quali si è rilevato un andamento piatto della LLF a $60 \mu\text{m}$ rispetto alle altre funzioni di luminosità, le LLF sono state modellizzate attraverso delle distribuzioni spettrali (dipendenti dalla luminosità) riferite a un range che spazia da oggetti poco luminosi con picco di emissione a $200\text{-}300 \mu\text{m}$ a quelli molto luminosi con picchi caratteristici a $60\text{-}80 \mu\text{m}$.

La determinazione della forma spettrale relativa alle due popolazioni di galassie *starburst* si è rivelata più complicata rispetto alle precedenti; per semplificare la trattazione è stato adottato, nella trattazione di Franceschini et al.[9], un'unico modello spettrale sia per le LIRG che per le ULIRG, indipendente dalla luminosità, a differenza di quello proposto per le spirali. Esso è molto simile allo spettro di M82, galassia del Gruppo Locale presa come prototipo per queste popolazioni. Effettivamente uno spettro del tipo di M82 è in grado di spiegare in modo soddisfacente le proprietà statistiche delle sorgenti più deboli, incluse quelle a redshift $z > 1$ rilevate da *Spitzer*. I modelli spettrali appena descritti sono riportati in *Figura 3.6*.

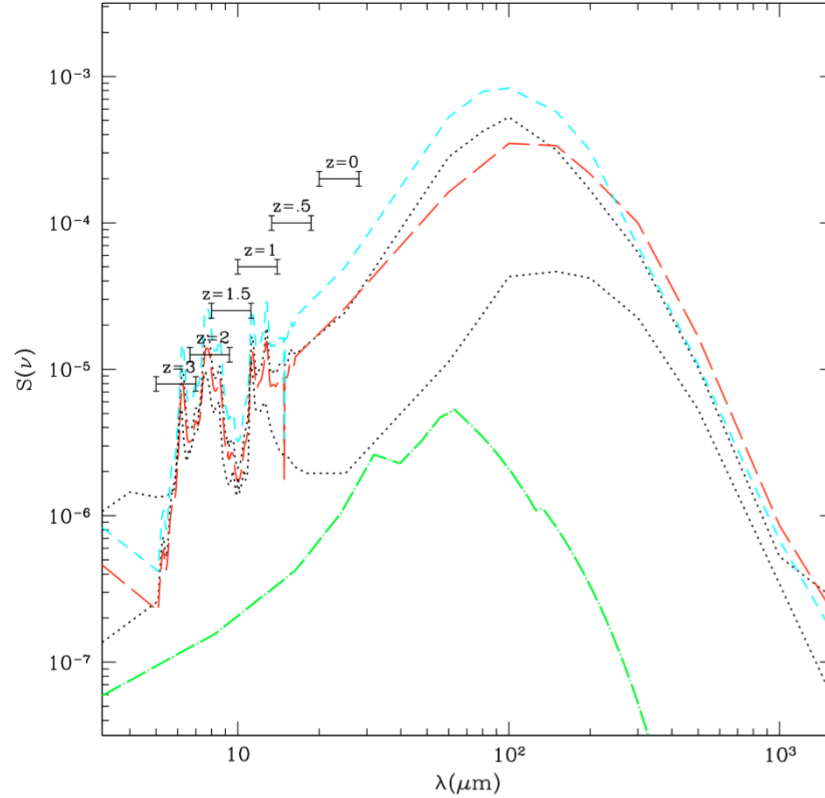


Figura 3.6: Spettri infrarossi adottati per le diverse popolazioni galattiche. La curva azzurra rappresenta lo spettro relativo alle LIRG, mentre quella rossa quello delle ULIRG (da notare la somiglianza); invece la curva verde si riferisce allo spettro di un'AGN di I tipo. Infine le curve a puntini sono legate allo spettro di due galassie a spirale, una con luminosità minore (in basso) e una con luminosità più elevata (in alto).

Un'analisi più approfondita delle misure riprodotte in *Figura 3.4* è riportata in *Figura 3.7*, con la suddivisione in sei *bin* di redshift, in ognuno dei quali si studia l'evoluzione delle varie classi di sorgenti, oltre che quella totale; in questo caso, però, l'emissività infrarossa è fornita dalla quantità dN/dL moltiplicata per la luminosità bolometrica, invece che da ρ_{IR} come in precedenza. Nell'intervallo di z più basso l'emissione bolometrica è dominata dalle spirali inattive (che mantengono il medesimo andamento in tutti i *bin* di z), mentre gli AGN di tipo I contribuiscono per lo più ad alte luminosità, e la popolazione più luminosa delle ULIRG, invece, fornisce un apporto quasi trascurabile. Già dal secondo intervallo la situazione comincia a cambiare con queste ultime che cominciano a dominare assieme alle LIRG, che superano anche il contributo delle spirali, eccetto a basse luminosità. Man mano che aumenta z si nota una predominanza sempre più accentuata delle ULIRG, mentre la classe a luminosità moderata, che mantiene un andamento simile in tutti i *bin*, aumenta il suo apporto fino a $1.0 < z < 1.5$, per poi subire un rallentamento e un blocco nell'evoluzione, e infine decrescere. Ciò porta ad una maggiore emissività totale ad alti z rispetto all'Universo locale: in epoche passate, quindi, esso appariva più luminoso rispetto ad ora.

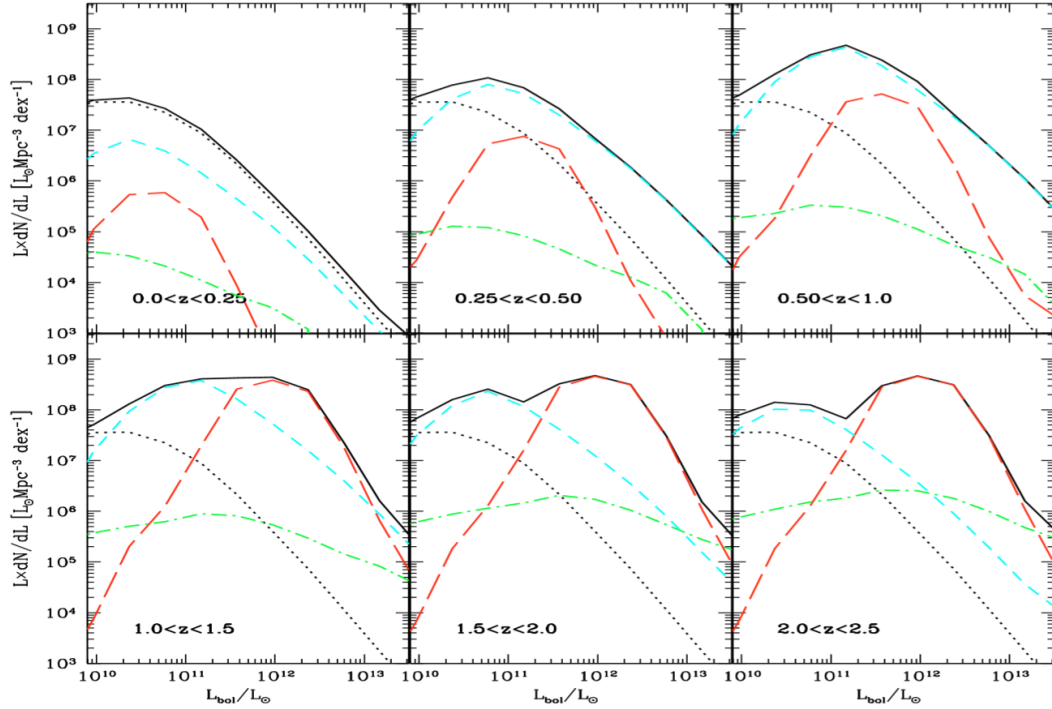


Figura 3.7: Emissività bolometrica (comoving) in funzione della luminosità, riferita a diversi bin di redshift. La legenda dei colori è la stessa delle immagini precedenti: curva verde per gli AGN I, curva azzurra per le LIRG, curva rossa per le ULIRG, curva puntinata per le spirali, e curva continua per l'emissività totale predetta dal modello.

Un'altra modalità di visualizzazione dell'evoluzione in dipendenza del redshift è mostrata in *Figura 3.8*, dove viene rappresentata sempre la densità numerica dN/dL comoving, stavolta però in funzione di z , delle diverse classi

di luminosità (in unità bolometriche). A prima vista si nota uno spostamento del picco delle curve associate alle popolazioni di luminosità più elevata a redshift maggiori, riaffermando ciò che si è detto in precedenza.

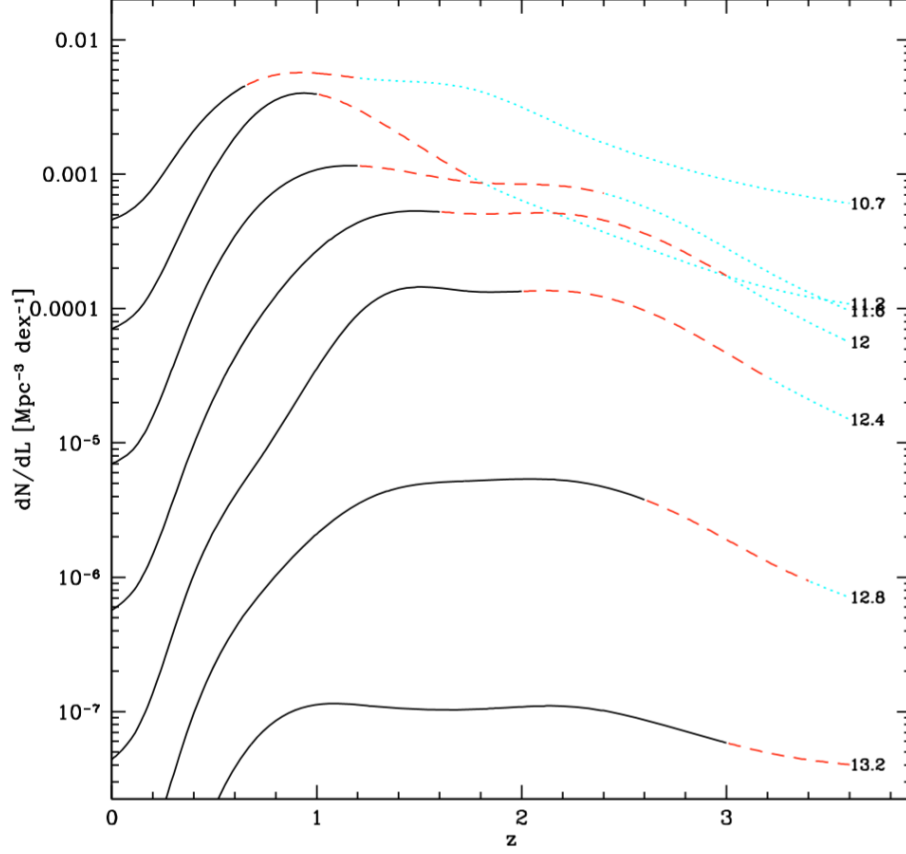


Figura 3.8: Andamento, predetto dal modello, della densità numerica di sorgenti infrarosse, divise per luminosità in funzione del redshift. I valori alla fine di ogni curva indicano la νL_ν , calcolata a $100 \mu\text{m}$, espressa in L_\odot . La parte di curva nera continua rappresenta le misure ricavate dai conteggi nel lontano-IR, rilevati soprattutto da *Spitzer* a $70 \mu\text{m}$; la parte rossa tratteggiata è il risultato dei conteggi a $24 \mu\text{m}$ (considerando limite di sensibilità di $30 \mu\text{Jy}$), delle funzioni di luminosità riferite allo stessa lunghezza d'onda, e alla distribuzione in z ; infine, la curva tratteggiata in azzurro esprime le misure ricavate dall'intensità spettrale della CIB.

In generale, come si è già evidenziato in alcuni casi, si nota un buon accordo tra i modelli per l'evoluzione delle LLF e i dati forniti dalle varie missioni nominate, da ISO a *Spitzer*, che garantiscono una concordanza fino a circa $z=2.5$. L'unica leggera pecca che emerge riguarda la tendenza del *fit* predetto a rimanere in difetto rispetto ai dati nell'intervallo $0 < z < 0.25$, come si vede in *Figura 3.3*.

In conclusione: nel modello evolutivo che si sta considerando le sorgenti più luminose dominano ad alti redshift ($z \sim 2.5$), mentre quelle più deboli prevalgono a redshift minori. Questo andamento è speculare a quello riscontrato nei modelli evolutivi basati sulle funzioni di massa variabili con il redshift, nei quali le galssie più massicce hanno avuto una SFR rapida nel passato e hanno già

concluso, o quasi, la loro formazione stellare, mentre quelle di massa minore continuano a produrre stelle anche in epoche recenti, a redshift locali.

Come già detto l'emissività legata alle sorgenti di luminosità media, le LIRG, che hanno una $L_{bol} \sim 1 - 3 \times 10^{11} L_{\odot}$ (corrispondente ad una SFR di 10-50 M_{\odot}/yr) subisce un rapido aumento fino a $z=1$, per poi fermarsi, rallentare, e lasciare il posto al dominio di sorgenti ancora più brillanti, le ULIRG, il cui picco di attività avviene da $z \sim 1.5$ a $z \sim 2.5$. La loro luminosità media è di circa $10^{12} L_{\odot}$, con un rate di formazione stellare di alcune centinaia di M_{\odot}/yr , più del doppio rispetto alle LIRG. Le interpretazioni più recenti fanno delle ULIRG, e le sorgenti captate da SCUBA nel sub-millimetrico, le progenitrici delle galassie sferoidali, il che spiegherebbe l'elevata luminosità di queste ultime, a causa dell'elevato rate di conversione di gas molecolare in stelle. Allora si può assumere che l'andamento evolutivo esposto nei grafici nelle *Figure* 3.4, 3.6 e 3.7, sia una descrizione della storia della formazione ed evoluzione delle stelle massicce più luminose presenti nell'universo, le maggiori responsabili del riscaldamento delle polveri nelle regioni di formazione stellare. Possiamo, perciò, tracciare il *pattern* evolutivo per la storia della formazione stellare sulla base di una altra grandezza: la densità di massa stellare integrata. Essa è legata alla funzione di massa iniziale (IMF) e al rate di formazione stellare (SFR). Infatti è necessario convertire la distribuzione di emissività IR bolometrica (L_{IR} , da 8 a 1000 μm), considerata finora, con l'andamento della SFR (sempre *comoving*): questa conversione è legata alla IMF, che, inoltre, fornisce anche la frazione residua di stelle di una certa massa presenti ad una determinata epoca (f_*). Per semplificare la trattazione, e renderla il più generale possibile, si è fatto uso di un set di diverse IMF costruite a partire dall'andamento modellizzato di Salpeter (1955), e andando a modificarne il *fit* in base alla prevalenza di stelle massicce o meno. La calibrazione trovata tra la L_{IR} e la SFR, per una funzione iniziale di massa di Salpeter ($dn/d\log M \propto M^{-m}$), è:

$$SFR[M_{\odot}/yr] = K \times L_{IR}[8 - 1000\mu m]/L_{\odot} \quad (3.7)$$

con $K = 1.63 \times 10^{-10}$. Infine, dall'equazione 3.7, e dalla f_* fornita dalla IMF, si ricava la densità di massa stellare *comoving* ρ_{star} , che era la grandezza che si voleva determinare per tracciare la storia evolutiva delle stelle.

Il grafico in *Figura* 3.8 riporta le predizioni della $\rho_{star}(> z)$, in funzione del redshift, basate sui diversi modelli assunti per la storia della SFR e per la IMF. Vengono messi a confronto gli andamenti della IMF standard di Salpeter (legge di potenza con $m=1.35$) con gli altri andamenti modificati, quello *top-heavy* 1 e quello di Kroupa et al.. Si è assunto che circa l'80% e il 70%, rispettivamente per le LIRG e le ULIRG, dell'emissività infrarossa sia dovuto alla formazione stellare, mentre il restante contributo è dato dagli AGN oscurati. A loro volta queste predizioni sono confrontate con le misure determinate grazie ai dati di *Spitzer*/IRAC. Si può constatare che il migliore *fit* con i dati osservati è garantito dalla IMF di Salpeter, mentre quelle *top-heavy* 1 e di Kroupa sono rispettivamente in difetto e in eccesso rispetto alle misure speri-

mentali. L'inconsistenza osservata tra dati e modello, in questo caso, è causata da due fattori: l'incertezza delle misure sull'emissività a $z > 2.5$, che potrebbe essere più alta di quella stimata, il che porterebbe ad un conseguente aumento della densità di massa stellare a z elevati, a cui si aggiunge la scarsa conoscenza del contributo degli AGN, attraverso l'accrescimento gravitazionale, alla luminosità bolometrica osservata ad alti redshift.

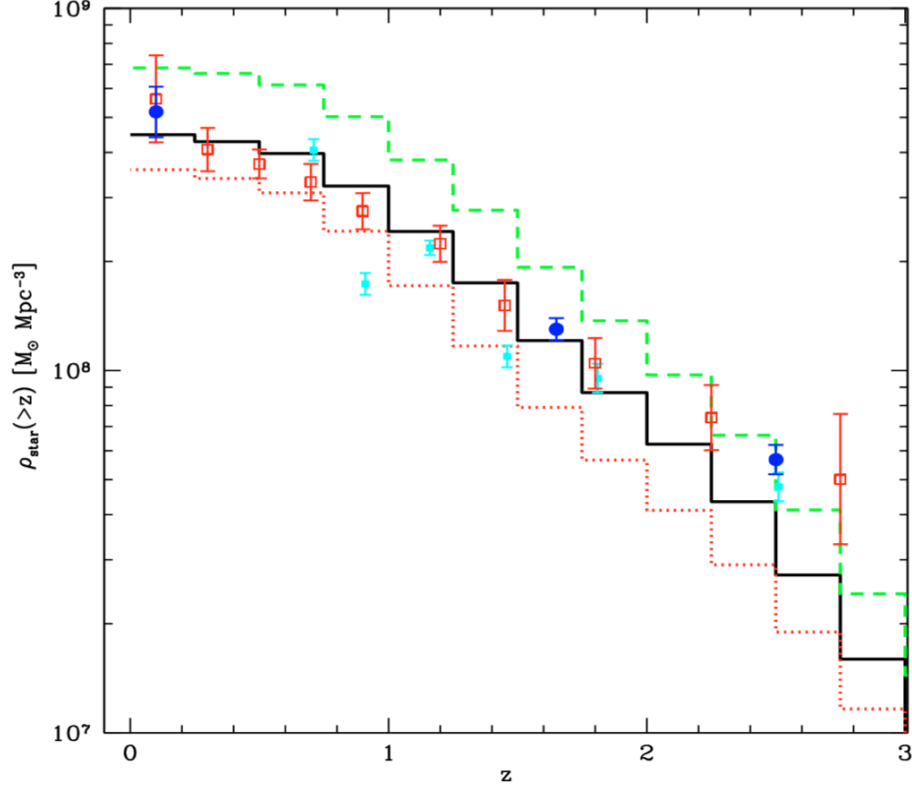


Figura 3.9: Densità di massa stellare comoving in funzione del redshift. L'istogramma in nero è il modello standard di Salpeter per la IMF, quello in rosso rappresenta la IMF data dalla predizione “top-heavy”, e quello in verde corrisponde alla predizione proposta da Kroupa et al. I quadratini rossi sono le misure della ρ_{star} basate sui dati di Spitzer/IRAC (Perez-Gonzalez et al.[39]), mentre i cerchi azzurri e blu sono quelle fornite da Fontana et al.[11] e Marchesini et al.[40].

Un aspetto fondamentale da tenere in conto per ricavare informazioni più precise sulla storia evolutiva delle varie classi considerate riguarda i diversi processi responsabili dell'emissione di fotoni, e quindi, della radiazione che viene rilevata; i due processi principali sono l'emissione stellare e quella degli AGN. La difficoltà sta nel fatto che essi si mescolano assieme, rendendone complicata l'identificazione. Uno strumento all'avanguardia nel determinare le proprietà fisiche delle sorgenti primarie, sia a redshift locali che lontani, è l'IRS *infrared spectrograph*, montato sul telescopio *Spitzer*. Grazie alla sua elevata sensibilità è riuscito a ottenere gli spettri di sorgenti luminose ad alti redshift, tra cui una buona percentuale di AGN. Quindi questi nuovi studi hanno permesso di determinare il contributo degli AGN, differenziando tra quelli di I e II tipo. Dai dati di SCUBA emerge che le sorgenti rilevate nel sub-millimetrico

sono dominate da emissione di tipo *starburst*, di formazione stellare, mentre da quelli nel medio-IR di *Spitzer*/MIPS testimoniano una marcata presenza di Nuclei Galattici Attivi. In particolare, dall'analisi delle sorgenti con massa superiore a $10^{11} M_{\odot}$, si misura un eccesso di emissione nei raggi X, il che rivela la presenza di AGN oscurati. Il contributo di AGN nel campione di galassie in SCUBA si è stimato al 7% circa.

Gli AGN di I tipo sono di facile determinazione, dato che sono caratterizzati da una legge di potenza piatta e da uno spettro in ottico ben conosciuto. Il contrario avviene per i colleghi del II tipo, che sono più numerosi, ma che si distinguono con difficoltà dalle popolazioni delle LIRG e delle ULIRG, dato che non si conoscono ancora bene le loro proprietà statistiche. Ci si aspetta, comunque, che una parte significativa delle sorgenti infrarosse contenga un AGN di II tipo, specialmente le ULIRG e le galassie nel lontano-IR e sub-millimetrico. Supponendo, ad esempio che il 15% delle sorgenti a $24 \mu m$ sono AGN di II tipo che emettono nei raggi X, ciò sarebbe in accordo con i dati e le proprietà statistiche determinate dalle survey nell'infrarosso e negli X, e con la CIB e il fondo cosmico nei raggi X. Quindi sulla base di osservazioni nel regime degli X, è stato possibile stimare il contributo degli AGN alla luminosità infrarossa, specialmente ad elevati z , usando i dati forniti da MIPS. Si è concluso che circa il 67% degli oggetti in questa survey (con $S_{24} > 550 \mu m$ e $z > 0.6$) contengono un AGN, la maggior parte dei quali sono di tipo *Compton – thick* con presenza di polveri (Fiore et al.); nonostante, però, la frazione di galassie dotate di un AGN sia così elevata, il loro contributo all'emissività IR, dovuto per lo più all'accrescimento gravitazionale, non è così elevato ($< 30\%$). Il passo successivo è quello di mettere a confronto i *pattern* evolutivi per le sorgenti infrarosse (esposti, ad esempio, in *Figura 3.7*), con quelli determinati per gli AGN (con le survey nel regime degli X): si evidenzia, così, uno stretto legame tra l'attività di formazione stellare e quella degli AGN. Uno studio più approfondito di questo legame sarà disponibile con osservazioni più profonde, a redshift maggiori, garantite dalle nuove missioni, tra le quali spicca *Herschel*, che permetterà una precisione senza precedenti delle funzioni di luminosità e della loro evoluzione.

Fino a questo punto si sono considerati i risultati raggiunti, soprattutto, con il telescopio *Spitzer*, che ha permesso di ottenere una buona precisione nella determinazione delle funzioni di luminosità fino a $z \sim 2.5$. La possibilità di andare oltre, di superare il *confusion noise* che era un grande limite di *Spitzer*, di analizzare anche le epoche precedenti, è stata garantita dal telescopio spaziale *Herschel*, lanciato nel 2009, con le due survey PEP (*PACS Evolutionary Probe*) e HerMES (*Herschel Multi-tiered Extragalactic Survey*). Le misure ottenute da *Herschel* per la CIB sono state già esposte e commentate nel *Capitolo 2*; nel seguito verranno presentati, invece, i risultati riguardanti l'evoluzione delle LLF, per descrivere la distribuzione delle galassie alle diverse epoche cosmologiche, e la loro formazione ed evoluzione. Le conclusioni raggiunte precedentemente con *Spitzer*/MIPS sono state riconfermate anche da *Herschel*, che, però, è riuscito a spingere l'analisi fino a $z=4$; è stata riaffer-

mata la rapida crescita dell'LLF totale fino a $z=1$, e anche l'appiattimento successivo, che, tuttavia, come si è constatato dalle nuove misure, si prolunga fino a $z=3$, per poi decrescere. Già dalle osservazioni effettuate nell'epoca *pre-Herschel* si era rilevata una forte evoluzione delle sorgenti infrarosse, e si era arrivati ad affermare che le galassie più luminose sono più abbondanti in epoche passate rispetto che nell'Universo locale. Purtroppo, però, con la strumentazione a disposizione si era in grado di raggiungere solamente redshift di 1 o 1.2 nel lontano-IR, troppo poco per poter avere una analisi approfondita in questo regime, che, oltretutto, è di fondamentale importanza per determinare l'emissione delle polveri, un tassello senza il quale la storia evolutiva delle sorgenti galattiche non sarebbe completa. L'evidenza di questo tipo di evoluzione si può anche estrapolare dalle misure della radiazione cosmica di fondo infrarossa e dai conteggi, che eccedono in modo evidente rispetto al caso in cui non considerassimo nessuna evoluzione. Oltre che fornire dati precisi ad alti redshift nel lontano-IR, con PACS e SPIRE, *Herschel* è anche in grado di spingersi nel sub-millimetrico attraverso le survey ATLAS e HerMES. Attraverso esse il telescopio spaziale arriva a coprire i campi GOODS-S, GOODS-N, ECDFS, COSMOS e Lockman Hole; per l'obiettivo prefissato si prenderanno in considerazione specialmente i dati di PEP relativi alle lunghezze d'onda 70, 100 e 160 μm (per la descrizione dell'intero set di dati utilizzato si veda *Gruppioni et al.*, [12]). Con l'aiuto di tutto il suo apparato strumentale, il telescopio spaziale *Herschel* ci dà un'opportunità più unica che rara: descrivere l'andamento evolutivo delle sorgenti galattiche andando indietro nel tempo, fino all'epoca in cui l'Universo aveva circa un miliardo di anni.

Sarà possibile tracciare due strade evolutive distinte, speculari a quelle tracciate grazie a *Spitzer*: una che prevede una fase dominata da una rapida formazione stellare, nella quale i buchi neri super-massivi (SMBH) subiscono un accrescimento e vengono oscurati dalle polveri galattiche, seguita da una fase dominata dall'attività degli AGN, fino ad arrivare allo stadio finale di galassia ellittica; l'altra che, invece, è soggetta ad una fase di formazione stellare più moderata e più lenta, con un AGN di bassa luminosità, e che si conclude con l'origine di una spirale inattiva.

Come per l'analisi modellistica precedente (AF2001), anche in questo caso è opportuno utilizzare dati provenienti da un vasto range di lunghezze d'onda, dall'UV al millimetrico, non concentrandosi esclusivamente sull'infrarosso. Perciò è stato introdotto anche il contributo di GALEX nel lontano-UV e quello di SPIRE e HerMES nel sub-millimetrico. HerMES ha fornito dati, insieme a SPIRE, a 250, 350 e 500 μm , osservando negli stessi campi di PEP: usando le sorgenti a 24 μm come campioni (*priors*) si sono estratte quelle di SPIRE, e si è constatato che la maggior parte degli oggetti in PEP hanno una controparte in SPIRE (*Roseboom et al.*, [29]).

Riprendendo il processo eseguito nel modello di Franceschini et al., anche per le sorgenti di PEP si vuole ottenere una distribuzione spettrale (SED), andando a differenziare l'analisi per le diverse popolazioni galattiche. La differenza, però, sta nel fatto che stavolta la precisione dei dati e dell'analisi spettroscopica ha permesso di ottenere gli spettri di ogni sorgente risolta, quindi i modelli

spettrali presi in considerazione sono molto precisi. Le popolazioni inserite nel modello da Gruppioni et al. sono: galassie ellittiche, lenticolari, spirali, galassie *starburst*, AGN di I e II tipo, le ULIRG, e le galassie di *Seyfert* e le LINER; queste ultime due classi sono dei tipi particolari di Nuclei Galattici Attivi (è una classificazione più complessa e approfondita rispetto a quella basata sui dati di *Spitzer*). Il template delle ULIRG è stato introdotto per tenere conto dell'elevata luminosità che si registra ad alti redshift, e contiene sia una forte componente di *starburst*, responsabile dell'emissione nel lontano-IR, che una di AGN oscurato (AGN 2), a cui è legata l'emissione nel medio-IR. Per quanto riguarda gli AGN, con i dati di PEP è stato possibile approfondirne lo studio, differenziando in modo migliore gli AGN 1 dagli AGN 2, e introducendone una nuova classe: i *SF*-AGN (*star formation* AGN), intermedi tra le altre due tipologie. Inoltre si è potuto stimare il loro contributo in modo più preciso rispetto a quanto era stato fatto in precedenza.

I Nuclei Galattici Attivi sono dei buchi neri (di solito super-massicci) collocati al centro delle galassie “attive”, soprattutto quelle *starburst*, quindi più luminose, anche se, in realtà, si pensa, ed è in parte confermato dai dati, che tutte le galassie possano avere un SF-AGN al loro interno. Si può pensare ad un AGN come ad un buco nero circondato da un toro di polveri e gas (*dusty torus*), come visto nel modello considerato da Franceschini, che emette termicamente nel medio-IR, dato che la temperatura delle sue polveri è maggiore rispetto a quelle presenti nel disco galattico, dove avviene la formazione stellare. Proprio la presenza del toro di polveri garantisce una forma spettrale per gli AGN facilmente riconoscibile, con un'andamento esponenziale o una diminuzione dell'intensità luminosa nel caso in cui l'AGN sia *face-on* oppure sia *di taglio*. Infatti la differenziazione nelle varie classi è basata specialmente su motivi di carattere geometrico, ovvero sull'orientazione degli AGN nello spazio, rispetto all'osservatore. Gli AGN 1, nei quali prevale la radiazione del buco nero centrale, sono disposti *face-on*, mentre quelli di tipo 2 sono posizionati di taglio e si vede anche il contributo della luce stellare. Lo spettro degli SF-AGN, invece, è di tipo intermedio (*composite spectra*), ovvero è evidente sia l'emissione del buco nero, sia quella data dalla formazione stellare. Ciò si vede nelle SED riportate in *Figura 3.10*, dove si nota che il contributo in flusso degli AGN di tipo 1 e 2 è più basso rispetto agli altri tipi di sorgenti.

Le diverse popolazioni galattiche dominano a diversi range di redshift, quindi a diverse epoche cosmologiche, come si era descritto anche nel modello di Franceschini et al.. Nei grafici in *Figura 3.10* sono rappresentate le SED delle diverse popolazioni descritte. La distribuzione spettrale delle spirali non mostra segni evidenti di una accentuato SFR o di un'attività nucleare, ma il “rigonfiamento” che si nota nel lontano-IR è dovuto principalmente all'emissione di polveri relativamente fredde ($T \sim 20$ K). Invece le galassie *starburst* sono caratterizzate da un picco più evidente nel lontano-IR, dovuto a polveri più calde ($T \sim 40-45$ K), accompagnato da un'estinzione maggiore nell'UV: ciò è indice di un'elevata SFR.

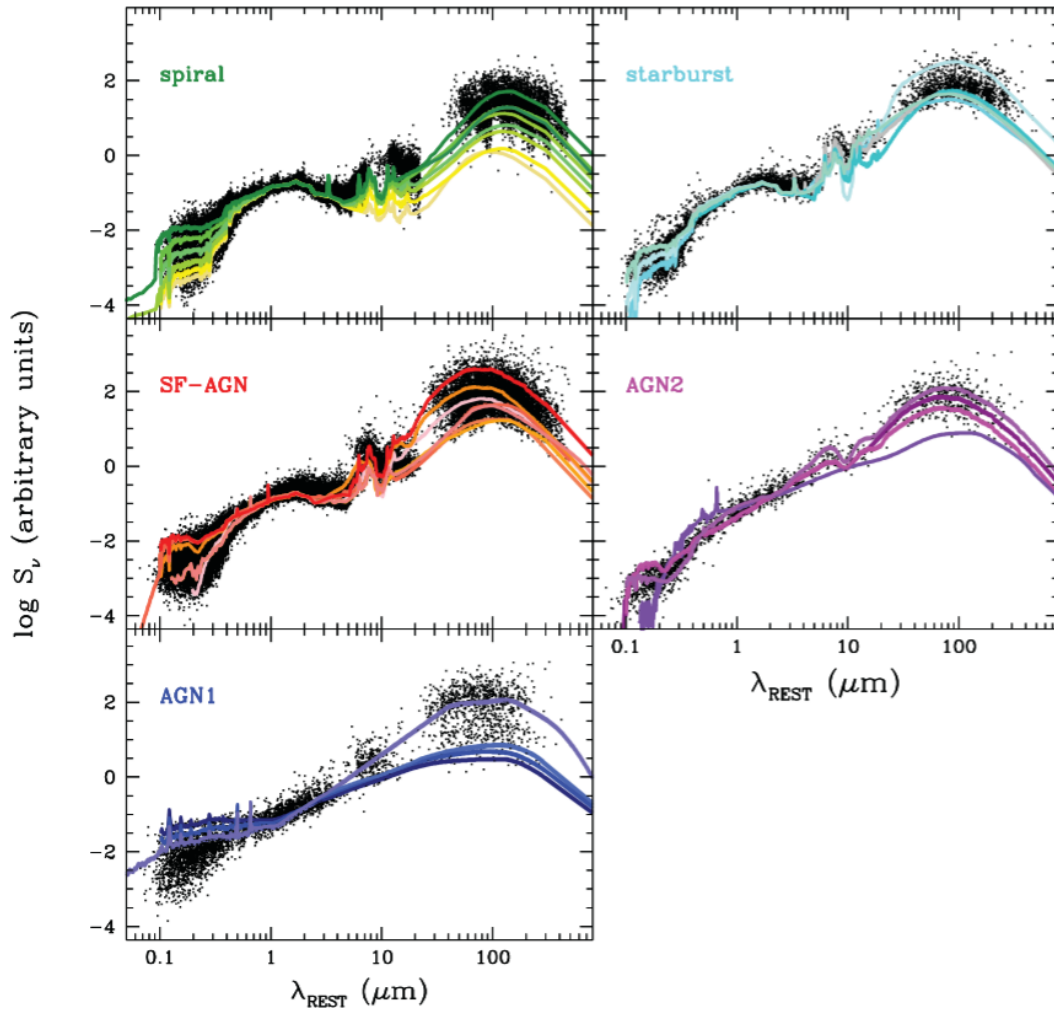


Figura 3.10: Grafici riferiti alle distribuzioni spettrali delle diverse popolazioni di sorgenti. I puntini neri rappresentano le SED osservate per le sorgenti di PEP, normalizzate alla banda K , mentre le curve colorate si riferiscono ai template considerati per riprodurre gli spettri.

Questo andamento appare, ancora più marcato, nelle sorgenti in cui l'emissività è controllata dai SF-AGN, per i quali è, inoltre, evidente un appiattimento dello spettro tra 3 e 10 μm . Dai dati presi da tutti i campi si sono trovate le seguenti percentuali: 41/38% delle sorgenti a 100/160 μm sono spirali, il 7/7% sono di tipo *starburst*, il 45/48% sono i SF-AGN, e infine il 2/3 % e il 5/4 % sono rispettivamente gli AGN di tipo 2 e 1. Dal momento che la distribuzione riferita ai SF-AGN ha delle somiglianze evidenti sia con i template di tipo *starburst* che con quelli delle spirali, si è ritenuto opportuno introdurre un'ulteriore suddivisione, andando a definire le classi delle SF-AGN (SB) e delle SF-AGN (Spiral).

Il passo successivo nella costruzione del modello evolutivo è inserire l'informazione del redshift: grazie alla sensibilità degli strumenti a disposizione è stato possibile ricavare i redshift spettroscopici di un numero elevato di sor-

genti, distribuite nei campi GOODS, ECDFS e COSMOS; nei casi in cui non si è riusciti ad ottenere una misura spettroscopica adeguata di z , si è adottata quella fotometrica (ad esempio dal catalogo MUSIC). Considerando entrambi i tipi di redshift, l'incompletezza ad essi legata diventa molto bassa. La compatibilità tra il redshift fotometrico e spettroscopico è stata stimata da diversi autori (ad esempio *Berta et al.*, [11]) andando a comparare i due tipi di misure: è stata trovata una deviazione tra i due molto bassa (~ 0.038 , considerando le sorgenti di PACS), a testimonianza di una grande concordanza tra di essi. Le incertezze sui redshift fotometrici hanno effetti sulla parte più luminosa delle funzioni di luminosità. Esattamente come è stato fatto in *Figura 2.4* i conteggi, stavolta però non differenziali, sono stati divisi in *bin* di redshift, suddividendoli nelle cinque diverse popolazioni galattiche (spirali, *starburst*, SF-AGN, AGN 1 e AGN 2) e considerando tutti i campi citati sopra.

A questo punto, definito il set di dati e la suddivisione delle popolazioni di sorgenti, si può procedere con la determinazione delle funzioni di luminosità (LLF) e della loro evoluzione nel tempo. I nuovi dati di *Herschel*, rilevati dall'azione combinata di PEP ed HerMES, hanno permesso di ottenere le LF anche nel lontano-IR da $z=0$ a $z=4$. In questo caso si è scelto di derivare le funzioni di luminosità alle lunghezze d'onda corrispondenti al redshift medio di ogni campione di sorgenti. Ad esempio, per un gruppo di galassie a $70 \mu\text{m}$ in GOODS-S il redshift medio è di circa 0.67 ed è utilizzato per derivare la LF a $35 \mu\text{m}$, mentre a 100 e $160 \mu\text{m}$, dove i z medi sono rispettivamente 0.64 e 0.73, vengono derivate le LF a 60 e $90 \mu\text{m}$. Il metodo di derivazione delle funzioni di luminosità in quetsi regimi è basato sullo stimatore $1/V_{max}$, che produce delle stime direttamente dai dati disponibili. Il procedimento adottato può essere riassunto come segue: per prima cosa si derivano le LF in ogni campo separatamente; poi si sfrutta l'intero set di dati per ricavare la LF totale; successivamente si dividono le sorgenti in diversi *bin* di redshift (come prima) in modo che siano ugualmente popolati; e infine, in ogni intervallo di z si determina il volume *comoving*, definito come $V_{max} = V_{zmax} - V_{zmin}$ relativo ad ogni sorgente. Una volta eseguito questo processo si uniscono le informazioni di tutti i campi e si ottiene il risultato finale. Da notare che le incertezze legate alle LF ricavate dipendono da quelle relative al redshift fotometrico. Sono stati considerati sette *bin* di redshift tra $z=0$ a $z=4.5$, nei quali sono stati plottati solo i dati rientranti nel limite di completezza, ovvero negli intervalli di luminosità dove ci si aspetta che il campione di sorgenti sia completo. Le misure ricavate da Gruppioni et al. sono state comparate con quelle di altri autori, trovando una forte corrispondenza, specialmente a $90 \mu\text{m}$: ciò garantisce che, almeno fino a $z \sim 2.5$ le stime (di Gruppioni) non sono affette significativamente dalle incertezze sul redshift fotometrico.

Successivamente sono state prodotte, da diversi autori e osservando in diversi campi, le stime per la luminosità totale infrarossa (L_{IR}), utilizzando le SED di tutte le sorgenti nel regime di lunghezza d'onda da 8 a $1000 \mu\text{m}$, suddividendo le misure in 11 *bin* di redshift. I risultati sono riprodotti in *Figura 3.11*, dove sono state inserite anche le incertezze dovute ai redshift

fotometrici (con il metodo Monte Carlo).

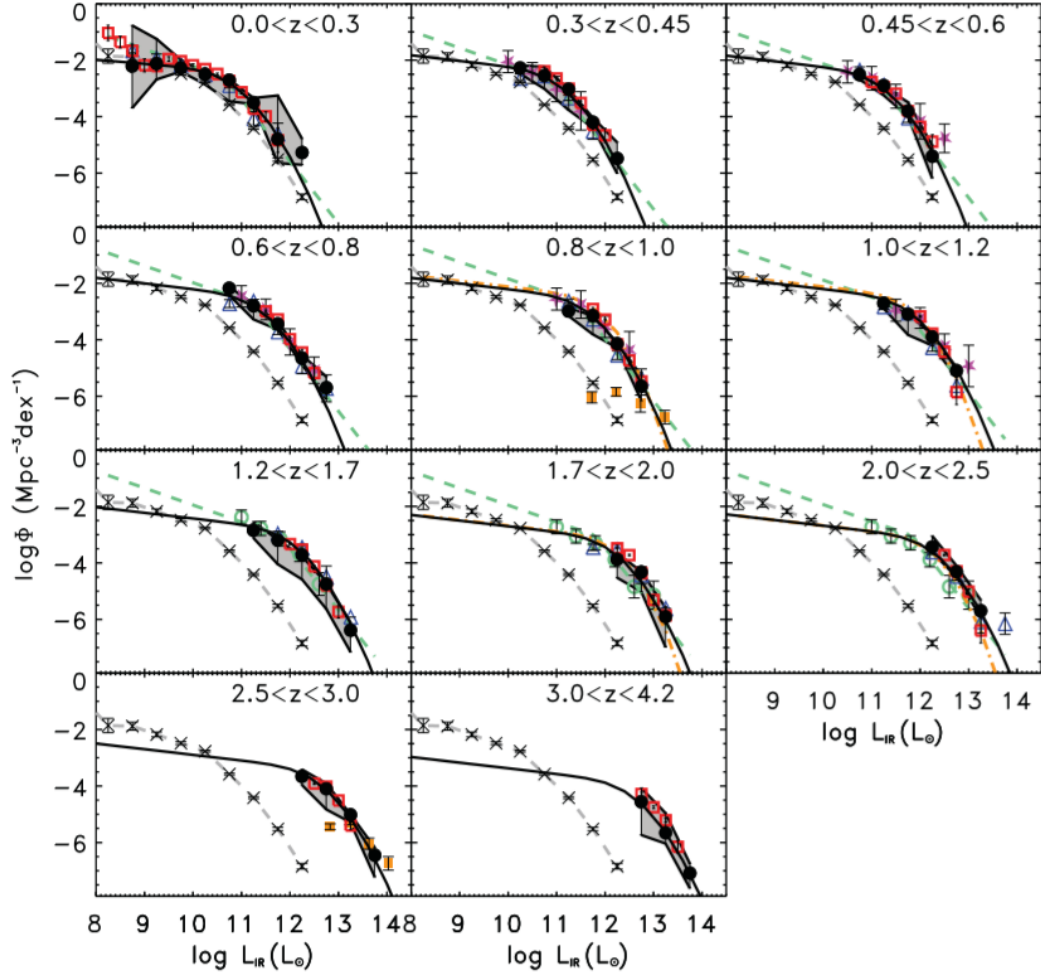


Figura 3.11: Funzione di luminosità IR totale determinata combinando i dati dei quattro campi di PEP. Le curve nere si riferiscono al best-fit realizzato da Gruppioni et al., mentre i quadrati rossi sono le misure ottenute da Vaccari et al.[36] considerando un campione di sorgenti a $250\ \mu\text{m}$ di HerMES in COSMOS.

L'aspetto degno di nota è che l'analisi effettuata da Gruppioni et al. è la prima ad aver ottenuto dati per le funzioni di luminosità nell'intervallo di redshift $3 < z \leq 4.2$. Da notare inoltre, nel grafico, il buon accordo tra le misure fornite da PEP (curva nera continua) con quelle derivate da HerMES (Vaccari et al.), specialmente a z medio-bassi, mentre a quelli più elevati le seconde rimangono leggermente sopra rispetto alle prime. Molto probabilmente ciò è dovuto alla maggiore incompletezza che affligge maggiormente le misure di PEP a redshift elevati. HerMES, infatti, è stato progettato per ottenere valori molto precisi in questa regione cosmologica nel lontano-IR. Il passo successivo è quello di tracciare l'evoluzione delle LF determinate in precedenza, assumendo come forma delle funzioni di luminosità quella di Schetcher modificata opportunamente, nella quale la $\Phi(L)$ è data da:

$$\Phi(L)d\log L = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^{1-\alpha} \exp\left[-\frac{1}{2\sigma^2} \log^2\left(1 + \frac{L}{L^*}\right)\right] d\log L \quad (3.8)$$

dove L^* è il valore della luminosità alla quale la funzione è tagliata: per $L < L^*$ l'andamento è esponenziale, mentre per $L > L^*$ Gaussiano (si sono presi solamente Φ^* e L^* come parametri liberi). Si può visualizzare il comportamento della LF plottata con la Schetcher modificata dalle curve nei grafici in *Figura 3.11*, e anche in *Figura 3.12*, dove viene evidenziata anche l'evoluzione della LF per le diverse popolazioni galattiche distinte.

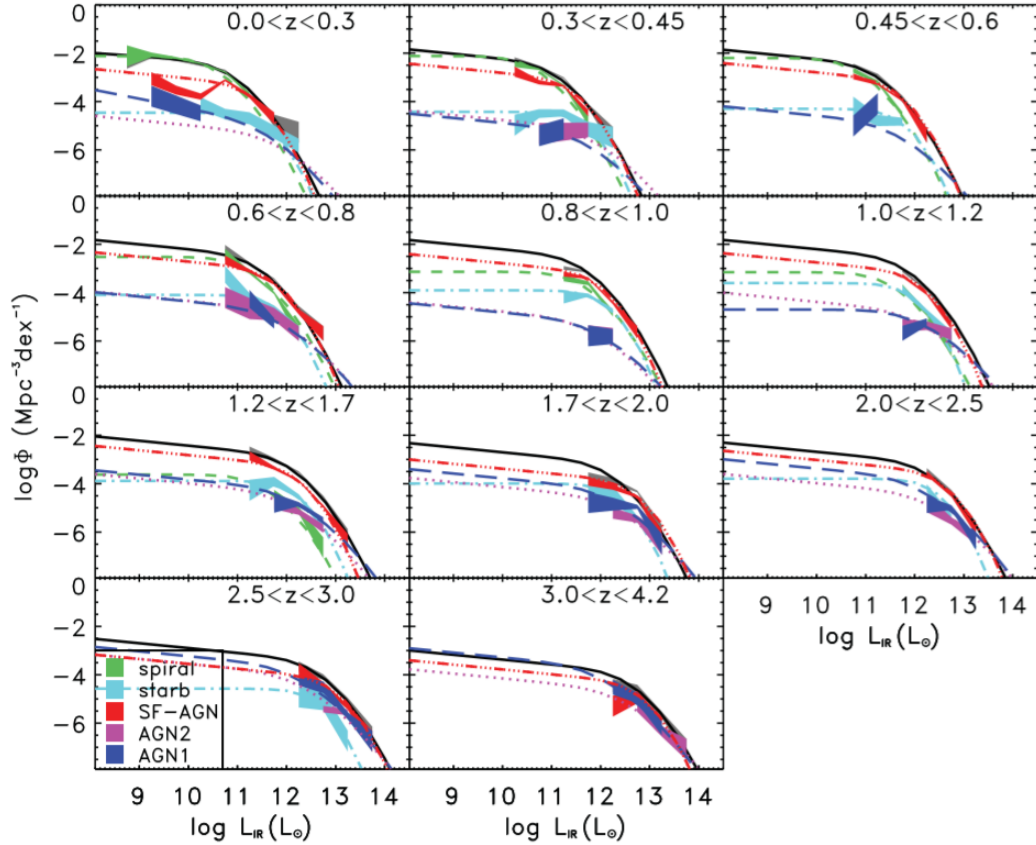


Figura 3.12: LF totale (curva nera) determinata con il metodo $1/V_{max}$ combinando i dati di PEP nei quattro campi, e comparata con le LF delle cinque popolazioni galattiche distinte (curve colorate): le regioni colorate si riferiscono ad un'incertezza di $\pm 1\sigma$.

Ancora una volta è evidente che la costruzione dell'evoluzione della funzione di luminosità totale è, in realtà, il risultato di diversi contributi provenienti dalle varie popolazioni di sorgenti, che evolvono in modo diverso e indipendente le une dalle altre. Come si vede in *Figura 3.12* le spirali (curva verde) dominano la LF a bassi redshift, fino a $z \sim 0.5$; a redshift maggiori la luminosità continua a crescere, anche se non in modo molto evidente, mentre la densità di sorgenti diminuisce (in dipendenza dai parametri Φ^* e L^*): si osserva un incremento di L^* di un fattore ~ 5 e un decremento di Φ^* di un fattore ~ 10 . Nel range di redshift tra $z=0.5$ a $z=3$, invece, si ha

la predominanza dei SF-AGN, il cui andamento è caratterizzato dal contributo combinato di due sotto-classi di sorgenti: i SF-AGN (Spiral), responsabili della parte di luminosità più debole, e i SF-AGN (SB), che invece dominano la parte più luminosa delle LF. Le popolazioni *starburst* non dominano mai, ma raggiungono il loro massimo nelle LF a z pari a 1-2, mentre nell'universo locale il loro contributo è praticamente trascurabile. Infine, gli AGN di tipo 1 e 2 presentano andamenti molto simili e prevalgono solo alle luminosità più elevate; a $z > 2.5$ hanno forniscono un apporto equivalente a quello dei SF-AGN.

La determinazione delle distribuzioni spettrali delle sorgenti galattiche è fondamentale, oltre che per stimare le funzioni di luminosità, anche per derivare la massa delle galassie. La procedura seguita da Gruppioni et al. consiste nel considerare delle SED descritte come combinazione di luce stellare e emissione delle polveri scaldate dalle stelle stesse (le distribuzioni spettrale sono codificate in MAGPHYS). In realtà, per introdurre anche il contributo degli AGN, sono state considerate delle SED modificate, aggiungendo una componente toroidale; in questo caso si è ritenuto necessario attuare la separazione tra la componente stellare e quella nucleare (dell'AGN). È importante determinare la massa delle sorgenti per poi stimarne il valore delle LF, e quindi quantificarne il contributo, in diversi *bin* di massa ($\log(M/M_\odot)$ tra 8.5 e 10, tra 10 e 11, e tra 11 e 12). Si è constatato che le galassie di massa minore dominano a basse luminosità ($\log(L/L_\odot) < 9$), mentre quelle più massicce danno il loro contributo solo a luminosità elevate ($\log(L/L_\odot) > 11$). In particolare: l'apporto principale (più del 50%) alla LF totale in infrarosso è dato dalle galassie di massa intermedia (tra 10 e 11 $\log(M/M_\odot)$), a tutti i redshift e le luminosità; invece gli oggetti meno massicci (tra 8.5 e 10 $\log(M/M_\odot)$) contribuiscono significativamente solo a $\log(L/L_\odot) < 10$.

Oltre alla massa, a partire dalle SED, sono stati stimati anche i rate di formazione stellare delle varie galassie (SFR), attraverso i quali si è costruita una “sequenza principale” delle galassie *star-forming* in funzione del redshift. La sequenza principale (o MS) è stata definita all'interno del piano SFR-massa stellare (con la prima quantità sull'asse delle ordinate e la seconda su quello delle ascisse; entrambe sono espresse in unità logaritmiche). La relazione tra le due grandezze è stata determinata con sufficiente precisione fino a $z \sim 3$; per la MS è stata assunta una pendenza di 0.79 a $z \sim 2$ e a $z \sim 1.5$ e di 0.9 a $z \sim 1$. A questo punto si tratta di distinguere tra sorgenti *sulla* sequenza principale (*on-MS*) e quelle *fuori* dalla sequenza principale (*off-MS*), partendo dalla considerazione che le seconde sono caratterizzate da una SFR più alta e, perciò, sono di tipo *starburst*; le prime invece vengono definite *steady star-formers*, riferendosi ad una evoluzione stabile, costante. Per questo studio sono state prese in analisi le sorgenti, appartenenti alle diverse popolazioni, ricavate da PEP, di cui è stata calcolata la LF e ricavata la SFR, dividendole in tre intervalli di redshift da $z=0.8$ a $z=2.2$ (Rodighiero et al., [28]). Dall'analisi è emerso che l'evoluzione delle due popolazioni (*off-MS* e *on-MS*) sono molto simili, con, tuttavia, la parte più brillante della LF dominata dalle *off-MS*. Infine, per quantificare i contributi delle due classi di oggetti si è utilizzato

ancora una volta il *fitting* dei dati attraverso una funzione di Schechter modificata, con l'obiettivo di stimare le loro densità numerica e di luminosità in funzione del redshift.

La determinazione della densità numerica e della densità di luminosità (ρ_{IR}), in funzione del redshift, è cruciale per comprendere l'evoluzione e la formazione delle popolazioni galattiche. Integrando le funzioni di Schechter che meglio riproducono le SFR delle diverse classi, è emerso che la densità numerica di tutte le sorgenti è praticamente costante tra i redshift 0 e 1.2 e decresce per $z > 1.2$ (vedere *Figura 3.13*). Decomponendo l'informazione totale nelle varie popolazioni si trova che: le spirali, in termini di densità di sorgenti, dominano a livello locale (decrescendo subito a $z > 0.5$), mentre il contributo delle SF-AGN è molto piccolo, e quello delle *starburst* e AGN 1/2 è trascurabile. Nell'intervallo $0.5 < z < 2.5$ la densità numerica dei SF-AGN rimane costante e domina su quella altre classi, mentre a redshift più elevati il posto di comando passa agli AGN più energetici, di tipo 1 e 2. Come già visto, le galassie *starburst* non dominano in nessuna epoca, anche se il loro numero rimane elevato.

La LF totale permette, inoltre, di determinare la densità di luminosità *comoving* (ρ_{IR}) in funzione di z (se la luminosità IR totale è prodotta dalla sola formazione stellare, e non dagli AGN, allora ci si può riferire alla ρ_{SFR} al posto della ρ_{IR} , ma nella trattazione di Gruppioni tale fatto non ha conseguenze importanti sui risultati). Per confermare i risultati ottenuti, con PEP, per la ρ_{IR} , essi sono stati comparati con quelli ottenuti da studi con survey precedenti, trovando un buon accordo tra i due. Come per le stime precedenti, infatti, si è riscontrato un rapido aumento della densità di luminosità tra $z \sim 0$ e $z \sim 1$, seguito da un appiattimento fino a $z \sim 3$, per poi subire una decrescita a redshift maggiori (ciò conferma anche la predizione di Franceschini et al.).

Nella parte bassa di *Figura 3.13* è riportato l'andamento della ρ_{IR} totale appena descritto, e quello delle popolazioni distinte: si nota anche qui la predominanza delle spirali fino a $z = 0.5-0.6$, quella dei SF-AGN fino a $z \sim 2.5$, mentre gli AGN 1 e 2 cominciano a prevalere a $z > 2.5$, con andamento simile tra loro. Nel pannello centrale è rappresentata l'evoluzione tenendo conto della distinzione tra *on-MS* e *off-MS*: entrambe rimangono costanti tra $z \sim 0.8$ e $z \sim 2.2$, con le prime che, però, prevalgono in densità sulle altre. Infine, nel grafico a destra è mostrato il contributo alla densità di luminosità delle sorgenti di diversa massa, in funzione del redshift. È evidente che le evoluzioni della ρ_{IR} , riferite a galassie di diversa massa, differiscono molto tra loro e percorrono un andamento di tipo *downsizing*, con il picco ad alti redshift, che è più alto per oggetti di massa maggiore, e una decrescita man mano che si va verso l'universo locale. Le galassie di massa intermedia dominano a tutti i redshift, quelle più massicce subiscono una rapida crescita a circa $z = 2$, che continua fino a $z = 3$, dove con il loro picco arrivano quasi a raggiungere le prime. I risultati descritti confermano che le epoche di formazione delle galassie procedono da quelle più massicce a quelle di massa minore: quelle di massa maggiore si formano prima, in epoche precedenti, mentre le meno massicce hanno un'origine più recente.

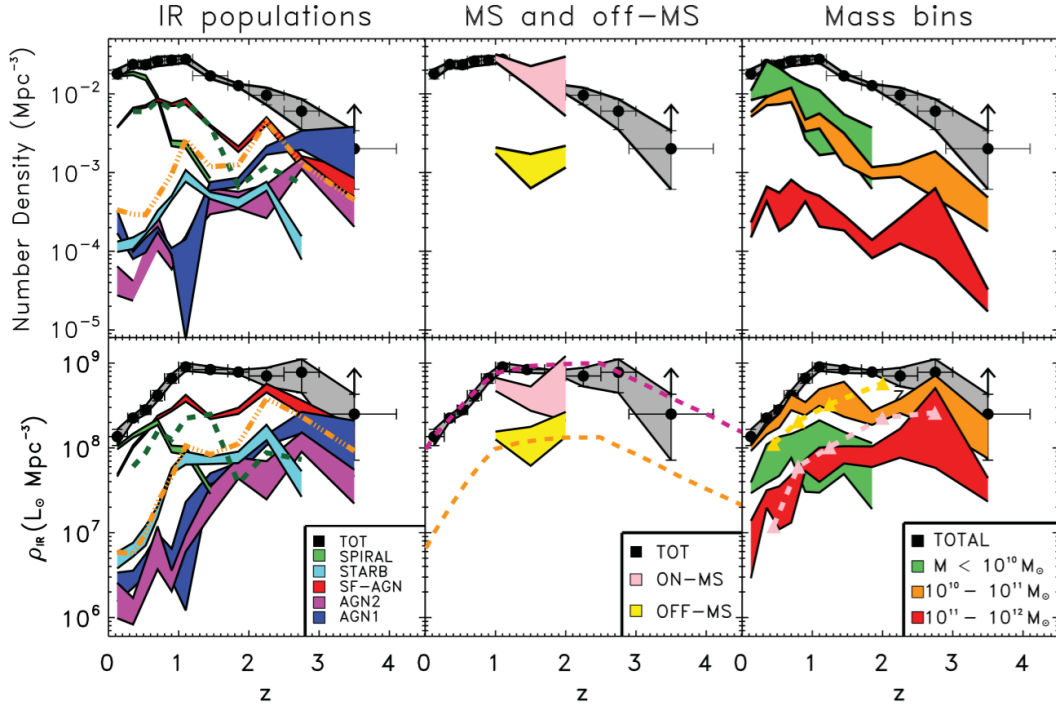


Figura 3.13: Sopra: evoluzione della densità numerica comoving delle sorgenti di PEP fino a $z=4$. Sotto: evoluzione della densità di luminosità ρ_{IR} con il redshift, sempre fino a $z=4$. I cerchi neri con le barre d'errore rappresentano le grandezze totali, con la zona grigia che si riferisce all'incertezza $1-\sigma$, mentre le zone colorate sono legate alle diverse popolazioni galattiche (colori come da legenda). Le linee tratteggiate in arancione e verde nei pannelli a sinistra si riferiscono alle sotto-classi dei SF-AGN (SB) e SF-AGN (Spiral). Nei pannelli centrali sono riportati i contributi alla densità numerica e alla ρ_{IR} delle sorgenti *on-MS* e *off-MS* (in rosa e giallo); le linee tratteggiate si riferiscono alle stime prodotte da Bethermin et al. [4]. Infine, nella parte destra, sono riportati i contributi alle due quantità delle sorgenti a diverse masse.

3.1 Commenti conclusivi sui modelli evolutivi

Attraverso tutte le misure effettuate e presentate in precedenza riguardo all'evoluzione delle diverse sorgenti si è in grado di giungere a dei risultati finali e alla costruzione dello scenario evolutivo per le galassie e gli AGN. Prima di arrivare a ciò, però, è opportuno fare alcune precisazioni per chiarire i vari ruoli delle popolazioni galattiche. Dalla trattazione riguardante la SFR in relazione alla massa possiamo concludere che le sorgenti *off-MS* sono dominate da galassie con una SED del tipo degli AGN, mentre le *on-MS* sono perlopiù spirali e SF-AGN (Spirals), che contribuiscono molto poco alla parte esterna alla sequenza principale. Gli AGN 1 e 2 si trovano prevalentemente negli oggetti *off-MS*. In generale, quindi, un gran numero di galassie fuori dalla MS contengono un AGN, e sono maggiormente concentrate ad alti redshift. La presenza di un Nucleo Galattico Attivo influenza fortemente la formazione stellare della galassia che lo ospita: infatti si è dimostrato che gli AGN si

trovano più facilmente in sorgenti con SFR elevate. Tuttavia non è detto che essi prediligano le galassie più massicce, come è stato confermato anche dai risultati ottenuti da *Mullaney et al.* [41]. Dall'altra parte, la maggior parte delle *starburst* giacciono sulla sequenza principale a ogni redshift; lo stesso vale per le spirali. A questo punto, allora, è possibile tracciare le due possibili strade evolutive per le galassie e gli AGN, come mostrato in *Figura 3.14*. Il primo percorso evolutivo parte dalle sorgenti con una SED relativa ad AGN di tipo 1 e 2, e ai SF-AGN (SB): per essi si è osservato un picco nella densità numerica e di luminosità a $z \sim 2-2.5$, con una decrescita a bassi z , e inoltre una evoluzione simile per gli AGN 1 e 2. Si sono riconosciuti questi tipi di AGN come gli antenati delle galassie ellittiche osservabili nell'ottico e nel vicino-IR. Esse quindi sono il risultato di una fase di elevata formazione stellare, occorsa durante fenomeni di *merging* o in regioni nucleari molto dense, seguita da una fase di forte attività nucleare con l'accrescimento di un buco nero supermassiccio (SMBH), probabilmente causato da materiale portato verso il centro della galassia a causa della fusione con una compagna. Durante questa fase la formazione stellare è molto elevata, ma viene poi fermata dall'azione degli AGN 1 o 2 (in base all'orientazione), che dominano la terza fase evolutiva; infine, una volta conclusasi anche l'attività di questi ultimi si giunge allo stadio finale di galassia sferoidale.

Dall'altra parte, dalle osservazioni emerge che una frazione importante di sorgenti nell'infrarosso è costituita da galassie con formazione stellare moderata, caratterizzate da delle SED simili a quelle delle galassie a spirale, ma che comprendono anche sorgenti contenenti un AGN di bassa luminosità (SF-AGN (Spiral)), che forniscono il maggiore contributo alla ρ_{IR} tra $z=1$ e $z=2$. Come detto, la maggior parte delle galassie con SED di tipo spirale, *starburst* e SF-AGN (Spiral) occupano la sequenza principale, perciò la loro formazione stellare appare più "piatta" rispetto alle sorgenti fuori dalla MS. Dagli andamenti evolutivi della densità numerica, dalle SFR e dalle masse di queste tre popolazioni si è giunti a comprendere che esse non sono altro che tre fasi di un unico processo evolutivo. Tutto parte da una galassia di tipo *starburst* nella quale si ha una formazione stellare accentuata sia dalle interazioni gravitazionali, che da instabilità nel disco galattico; questa prima fase si protrae per un tempo scala dell'ordine di 10^8 anni. Esso potrebbe portare all'accensione di un AGN poco luminoso, che comincia a rivelarsi quando la SFR inizia a diminuire. Questa seconda fase dura all'incirca sette volte di più rispetto alla precedente, $\sim 7 \times 10^8$ anni (la durata dipende dalla densità numerica dei SF-AGN(Spiral) tra $z=1$ e $z=2$). Successivamente l'attività dell'AGN si ferma, e l'oggetto diventa infine una galassia a spirale, osservata nell'universo locale.

I dati di *Herschel* hanno permesso di raggiungere un miglioramento notevole, rispetto al modello di Franceschini et al., che comunque è stato il primo ad aprire un nuovo tipo di approccio da attuare in questo particolare contesto, nella costruzione della storia evolutiva e di formazione delle galassie e degli AGN. L'implementazione è stata ottenuta specialmente grazie a survey come PEP, SPIRE e HerMES, che, con la loro elevata risoluzione spettrale, hanno

permesso di misurare le SED delle singole sorgenti: un punto fondamentale che ha posto le basi per ricavare le funzioni di luminosità infrarosse delle galassie e le loro masse. La ricerca, però, non è giunta ancora al termine: nuovi strumenti all'avanguardia in attività, o che verranno fatti partire con le missioni dei prossimi anni, permetteranno di spingersi a epoche ancora più remote, di osservare con più precisione le fasi evolutive e la formazione delle galassie, arrivando forse anche a vedere le prime sorgenti che si sono originate nell'Universo.

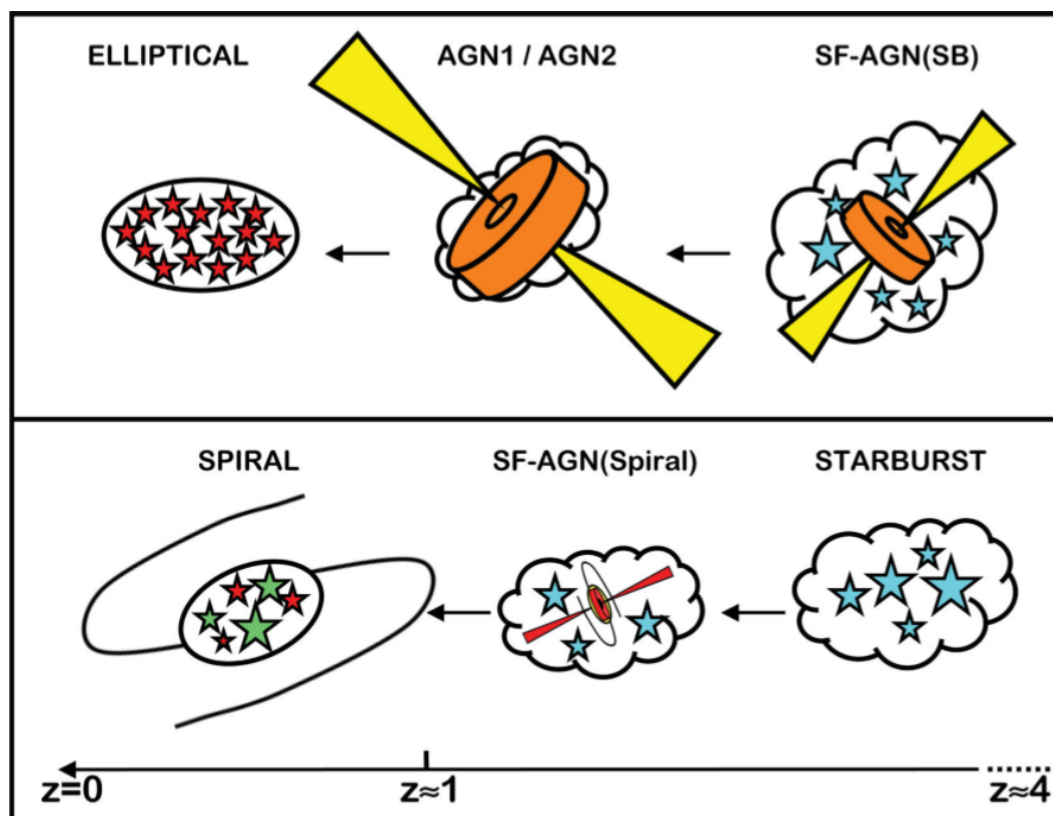


Figura 3.14: I due possibili scenari evolutivi per le sorgenti galattiche e gli AGN. In alto viene rappresentato l'accrescimento del buco nero super-massiccio, e il conseguente passaggio da SF-AGN(SB) a AGN 1 o 2, mentre in basso il contributo del Ncleo Galattico Attivo è molto più debole, essendo fornito da un SF-AGN(Spiral) originatosi da una fase di starburst.

Capitolo 4

Missioni future: uno sguardo sulle galassie primordiali

L'intento che si è cercato di raggiungere con l'analisi dei dati di *Herschel* è stato quello di descrivere l'andamento evolutivo e la formazione delle popolazioni galattiche. Per avere una conoscenza completa dell'evoluzione delle sorgenti, però, è necessario guardare ancora più in profondità, fino a raggiungere l'epoca in cui si sono originate le prime stelle e galassie. Una serie di missioni spaziali, sia in attività che programmate, lavorano proprio per raggiungere questo obiettivo.

4.1 ALMA: 66 antenne per esplorare l'Universo lontano



Figura 4.1: Le 66 antenne di ALMA sull'altopiano del Chajnantor in Cile.

Uno strumento molto importante, che sta operando tutt'ora, è ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array): si tratta di un grande osservatorio composto da 66 antenne totali, che agiscono come un unico telescopio,

disposte su un'area di circa 16 Km di diametro, che osserva nel regime del millimetrico e sub-millimetrico (*Figura 4.1*). É stato progettato per ricavare informazioni sulle nubi molecolari (a temperatura $T \sim 10$), che sono le sedi della formazione stellare, e per analizzare le loro proprietà fisiche; inoltre, indagando nel range di lunghezza d'onda tra 0.32 e 3.6 mm, è in grado di rilevare il segnale di sorgenti galattiche e stelle molto antiche, formatesi fino a 10 miliardi di anni fa. Attraverso i dati ricavati è possibile, quindi, tracciare la storia evolutiva di sorgenti più deboli e più lontane di quelle rintracciate da *Herschel*. In questo senso ALMA è in grado di eseguire il *follow-up* delle sorgenti rilevate dal suo predecessore, che, a causa della scarsa risoluzione angolare e dell'oscuramento delle polveri, apparivano come dei *blob* luminosi, per determinare la morfologia della distribuzione delle polveri e del gas molecolare. Da una parte si è tracciata l'emissione continua delle polveri, dall'altra le righe spettrali tipiche delle nubi molecolari, concentrandosi specialmente su quelle del CO, di cui si sono determinate ad esempio le righe rotazionali, associate direttamente alla formazione stellare ed alla attività degli AGN. Un esempio interessante che permette di visualizzare tali risultati è presentato in *Figura 4.2*.

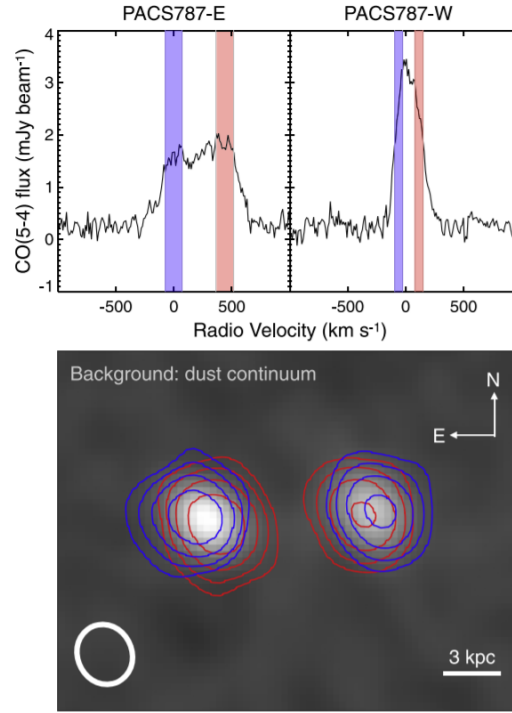


Figura 4.2: Sopra sono riportati i profili di velocità del CO per due galassie in fase di merging: essi presentano due picchi, il che testimonia una rotazione coerente dei dischi galattici. Sotto è rappresentata l'emissione e distribuzione del CO, sia nel blu che nel rosso. Questi grafici permettono di studiare l'impatto di un merging sulla cinematica del gas, che è confinato inizialmente nei dischi molecolari. Inoltre costituiscono un esempio importante che testimonia come ALMA abbia una risoluzione di gran lunga superiore rispetto ai suoi predecessori: *Herschel*, infatti, rilevava le due galassie mostrate in figura come un unico oggetto puntiforme. Figura tratta da Silverman et al.,[32]

4.2 L'evoluzione galattica rivelata da SPICA

Un'altro progetto, che però è ancora in attesa di approvazione e che probabilmente partirà nel 2032, riguarda stavolta una missione spaziale: è SPICA (Space Infrared Telescope for Cosmology e Astrophysics), un osservatorio che opererà nel medio e lontano infrarosso (tra 12 e 230 μm) che sarà in grado di superare di circa 2 ordini di magnitudine la sensibilità spettroscopica dei predecessori *Herschel* e *Spitzer* ($\sim 5 \times 10^{-20} \text{ W/m}^2$); inoltre sarà in grado di effettuare misure spettroscopiche fino a $z=4$ e fotometriche fino a $z=6$. Il telescopio sarà dotato di uno specchio primario di 2.5 metri e una strumentazione spettroscopica che gli permetterà, come ALMA, di indagare la formazione ed evoluzione galattica ad alti redshift, anche per le sorgenti più deboli. In *Figura 4.3* sono rappresentate i principali componenti di SPICA. Anch'esso sarà teso a studiare l'Universo lontano per comprendere la formazione delle prime stelle e galassie, concentrandosi anche sull'osservazione delle nubi di gas primordiali.

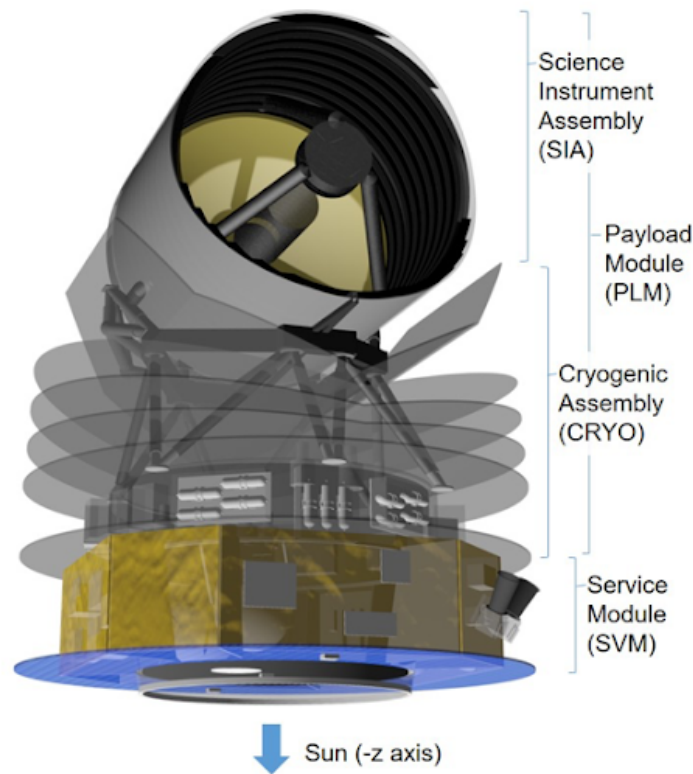


Figura 4.3: Struttura di SPICA: la parte sottostante, il Service Module (SVM), ospita le funzioni di supporto; la Cryogenic Assembly, invece, contiene il meccanismo di raffreddamento; infine ci sono il Payload Module (PLM) e la Science Instrument Assembly, che comprende lo specchio primario.

4.3 Il successore di HST: il James Webb Space Telescope

Una delle missioni più attese nei prossimi anni è JWST (James Webb Space Telescope), il telescopio spaziale che andrà a sostituire e implementare l'operato dell'Hubble Space Telescope (il lancio è previsto per il 2021). Mentre quest'ultimo ha come banda privilegiata di osservazione quella dell'ottico, JWST lavorerà specialmente nell'infrarosso, così da poter superare il limite imposto dall'oscuramento delle polveri galattiche e del mezzo interstellare; perciò anch'esso avrà un ruolo rilevante nella determinazione della storia evolutiva delle galassie, a partire dalle prime formatesi. Si pensa possa arrivare a captare la prima luce emessa dall'Universo, che prima dell'epoca della ricombinazione era completamente buio e opaco, dato che la radiazione era intrappolata dalla materia, non ancora condensata in atomi. Uno degli aspetti strutturali più interessanti del nuovo telescopio è sicuramente lo specchio principale, creato dalla congiunzione di 18 specchi esagonali, che arriva ad un diametro di 6.5 metri, superando di circa 2.5 volte quello di HST. In *Figura 4.5* si può vedere molto bene la struttura dello specchio, e, inoltre, il supporto del telescopio, che ha anche l'importante funzione di schermare i raggi solari, in modo che la strumentazione sia il più possibile isolata da segnali aggiuntivi.

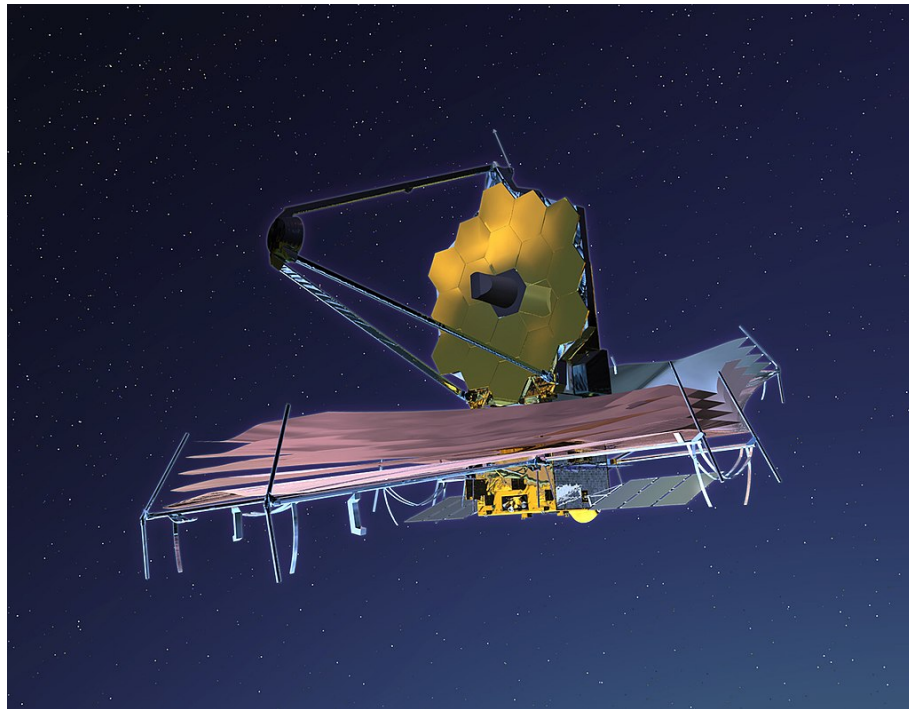


Figura 4.4: *Rappresentazione del James Webb Space Telescope (JWST).*

Bibliografia

- [1] BERNSTEIN RA et al. *Astrophys J.* 2002;571:56-84
- [2] BERTA S., B. MAGNELLI, D. LUTZ et al. *Dissecting the cosmic infra-red background with Herschel/PEP*, *A&A* 518, L30 (2010) DOI: 10.1051/0004-6361/201014610
- [3] BERTA S., B. MAGNELLI, R. NORDON et al. *Building the cosmic infrared background brick by brick with Herschel/PEP*, *A&A* 532, A49 (2011) DOI: 10.1051/0004-6361/201116844
- [4] BETHERMIN M. et al. *Astrophys J.* 2012; 757, L23
- [5] MATTHIEU BÉTHERMIN, *What makes the cosmic infrared background?*
<https://old.ipac.caltech.edu/exgal2011/talks/Bethermin.pdf>
- [6] COSTAMANTE L. et al. *Int J. Modern Phys D.* 2013; 22:1330025-1330083
- [7] DOLE H. et al. 2004, *ApJS*, 154, 87
- [8] DOLE H. et al. 2006, *A&A*, 451, 417
- [9] FRANCESCHINI A., G. RODIGHIERO, M. VACCARI, *Extragalactic optical-infrared background radiation, its time evolution and the cosmic photon-photon opacity*, *A&A* 487, 837-852 (2008) DOI: 10.1051/0004-6361:200809691
- [10] FRANCESCHINI A., G. RODIGHIERO, M. VACCARI et al. *Galaxy evolution from deep multi-wavelength infrared surveys: a prelude to Herschel*, *A&A* 517, A74 (2010) DOI: 10.1051/0004-6361/200912622
- [11] FONTANA A. et al. 2004, *A&A*, 424, 23
- [12] GRUPPIONI C., F. POZZI, G. RODIGHIERO et al. *The Herschel PEP/HerMES luminosity function-I. Probing the evolution of PACS selected Galaxies to $z \simeq 4$* , *MNRAS* 432, 23-52 (2013), DOI: 10.1093/mnras/stt308
- [13] HILL R. et al. *Appl. Spectrosc.* 2018; 72:663-688
- [14] LAGACHE G. et al., 2000, *A&A*, 354,247

- [15] LAGACHE G., *Cosmic Infrared Background measurement and Implications for star formation*
<http://particle.physics.ucdavis.edu/seminars/data/media/2013/may/lagache.pdf>
- [16] LEFLOC'H E. et al., 2005 ApJ, 632,169
- [17] LUTZ D. et al. A&A, 2011, in press [ArXiv:1106.3285]
- [18] KALEVI MATTILA and PETRI VÄISÄNEN(2019) *Extragalactic background light: inventory of light throughout the cosmic history*, Contemporary Physics, 60:1, 23-44, DOI: 10.1080/00107514.2019.1586130
- [19] MATTILA K. et al., Astrophys J. 2003, 591:119-124
- [20] MATTILA K. et al., Astron Soc. 2017, 470:2152-2169
- [21] MATSUOKA Y. et al., Astrophys J. 2011, 736:119
- [22] ODEGARD N. et al., Astrophys J. 2007, 667,11
- [23] PENIN A. et al., 2011, A&A, submitted [ArXiv:1105.1463]
- [24] POZZI F. et al., Astrophys J. 2004, 609,122
- [25] ROACH & SMITH et al., Geophys J Int. 1968; 15:227-239
- [26] RODIGHIERO G. et al., 2004, A&A. 419,L55
- [27] RODIGHIERO G. et al., 2010, A&A. 515,8
- [28] RODIGHIERO G. et al., 2011, ApJ. 739,40
- [29] ROSEBOOM I.G. et al., 2010, MNRAS. 409,48
- [30] RUSH B. et al., 1993, ApJS, 89, 1
- [31] SCHIMINOVICH D. et al. ApJ 2001; 563:L161-L164
- [32] SILVERMAN et al. ApJ, 868:75 (17 pp), 2018
- [33] SHUPE D.L. et al., 2008, AJ, 135, 1050
- [34] STECKER F.W. et al., 2006, ApJ, 648,774
- [35] TOLLER GN et al., 1983, ApJ, 266:L79-L82
- [36] VACCARI M. et al., 2009, in Multi-Wavelength Astronomy and Virtual Observatory Workshop, European Space Astronomy Center, Villafranca del Castillo, Madrid, Spain, 2008 [ArXiv:0902.0248]
- [37] VAN DE HULST, ApJ, 1947; 105:471
- [38] ZEMCOV M. et al., Nat. Commun. 2017, 8:15003

- [39] PEREZ-GONZALEZ et al., 2008, ApJ, 675,234
- [40] MARCHESINI D. et al., 2009, ApJ, 701,1765
- [41] MULLANEY J.R. et al., 2012, ApJ, 753,L30