

Contributions au Fond Diffus Extragalactique Infrarouge

Sommaire

IV.1 Problématique	92
IV.2 Construction de l'échantillon	94
IV.2.1 Construction du catalogue à 3.6 μm	94
IV.2.2 Identification des sources 3.6 μm à 24 μm	97
IV.3 Contribution au fond à 3.6 et 24 μm par tranches de couleurs	99
IV.3.1 Comptages de sources à 3.6 μm	99
IV.3.2 La couleur $S_{24}/S_{3.6}$	101
IV.3.3 Comparaison des contributions au fond infrarouge à 3.6 et 24 μm	103
IV.4 Contribution au CIB à 24, 70 et 160 μm par tranches de $S_{3.6}$	106
IV.4.1 Valeurs du CIB	106
IV.4.2 Stacking et correction des effets de corrélation	108
IV.4.3 Contributions au fond infrarouge	114

Le fond diffus infrarouge (ou CIB pour *Cosmic Infrared Background*) est la somme de toutes les émissions infrarouges de tous les objets contenus dans l'Univers situés en dehors de notre Galaxie (Puget et al. 1996; Hauser et al. 1998; Hauser & Dwek 2001; Kashlinsky 2005). Quelques propriétés de cette émission ont déjà été présentées au paragraphe I.4.3. L'objet de cette partie est de mieux caractériser ce fond et, en particulier, d'étudier la nature des galaxies qui dominent cette émission. Nous rappellerons dans un premier temps quelques résultats récents qui ont été obtenus sur la caractérisation de ce fond diffus infrarouge et verrons comment notre étude se place dans ce contexte. Nous présenterons ensuite l'échantillon utilisé. Enfin, cet échantillon nous permettra d'étudier, d'une part, la contribution des galaxies au CIB à 3.6 et 24 μm en fonction de leur couleur optique/infrarouge, et d'autre part,

d'estimer la contribution des galaxies sélectionnées à $3.6 \mu\text{m}$ au fond infrarouge à 24, 70 et $160 \mu\text{m}$.

IV.1 Problématique

Le fond infrarouge n'est en réalité «diffus» qu'à cause de la résolution angulaire limitée des télescopes. En effet, la confusion fait que toutes les sources infrarouges ne sont pas forcément séparables les unes des autres car elles sont trop proches. Ainsi, avec un télescope de faible résolution angulaire, seules quelques sources peuvent être détectées au dessus du seuil de confusion. Les autres sources non détectées forment alors un fond diffus. En revanche, avec un télescope plus grand et donc une résolution angulaire meilleure, il est possible de résoudre le fond en source individuelles. Cet effet est illustré figure IV.1, où on voit que plus la résolution de l'instrument est grande et plus on détecte de sources individuelles (attention toutefois à remarquer que la longueur d'onde de ces images est différente et que viennent donc s'ajouter d'autres effets dus à la SED et au redshift des sources et dans une moindre mesure à la sensibilité des instruments). D'autre part, il faut aussi noter qu'il pourrait exister une faible contribution diffuse à ce fond, faite par exemple par le gaz des amas de galaxies (Montier & Giard 2005).

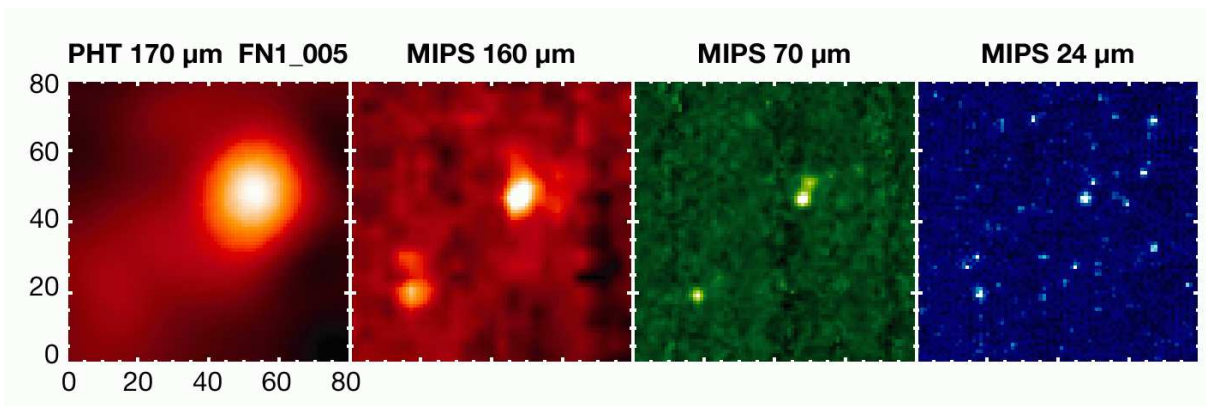


Figure IV.1 – Illustration des effets de confusion dans l'infrarouge lointain. Observation de la même région du ciel de $400'' \times 400''$ avec, de gauche à droite, ISOPHOT $170 \mu\text{m}$, MIPS $160 \mu\text{m}$, MIPS $70 \mu\text{m}$ et MIPS $24 \mu\text{m}$. D'après Lagache et al. (2005).

A cet effet, viennent s'ajouter les problèmes de bruits instrumentaux qui eux aussi limitent la détection dans l'infrarouge lointain et le domaine sub-millimétrique parce que les détecteurs sont beaucoup moins sensibles dans cette gamme de longueur d'onde. Ainsi les galaxies qui dominent le fond diffus dans l'infrarouge lointain et le domaine submillimétrique ne sont pas détectées individuellement. Par exemple, les comptages de sources ne résolvent que 23% et 7% du fond infrarouge à 70 et $160 \mu\text{m}$ (Dole et al. 2004a) et 15% et 60% du fond sub-millimétrique à 450 et $850 \mu\text{m}$ (Smail et al. 2002; Lagache et al. 2005).

Une des questions à laquelle on souhaite répondre est de connaître la nature des galaxies qui dominent ce fond infrarouge. De récentes études ont permis d'apporter quelques éléments de réponses à ce sujet (Dole et al. 2006; Caputi et al. 2007; Dye et al. 2006) mais de nombreuses interrogations demeurent. On ne sait pas non plus si on connaît toutes les populations d'objets qui forment ce fond infrarouge.

Lorsque des sources ne sont pas détectées à une longueur d'onde mais qu'elles le sont à une autre, on peut utiliser la méthode d'empilement (ou *stacking*) présentée au paragraphe II.3. Dole et al. (2006) ont utilisé cette méthode pour déterminer la contribution à 70 et 160 μm des sources détectées à 24 μm ($S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$). Ils ont stacké les ~ 20000 sources détectées à 24 μm sur une surface de 0.85 deg^2 afin de déterminer leur flux total à 70 et 160 μm . Ils ont ainsi montré que les sources telles que $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ contribuent pour plus de 70% au fond diffus dans l'infrarouge lointain (70 et 160 μm). On sait de plus, grâce à d'autres études (Le Floc'h et al. 2005; Perez-Gonzalez et al. 2005; Caputi et al. 2006a), que ces sources sont en moyenne à $z \sim 1$, qu'elles ont des masses stellaires de l'ordre de 3×10^{11} à $3 \times 10^{12} M_{\odot}$ et des luminosités infrarouges de l'ordre de $3 \times 10^{11} L_{\odot}$.

De la même façon, Dye et al. (2006) ont mesuré la contribution des sources détectées à 8 et 24 μm ($S_8 > 5.8 \mu\text{Jy}$ et $S_{24} > 70 \mu\text{Jy}$) au fond sub-millimétrique (à 450 et 850 μm). Les galaxies détectées à 8 μm contribuent respectivement pour 37% et 16% du fond à 450 et 850 μm . Les galaxies sélectionnées à 24 μm contribuent pour seulement 5% du fond à 850 μm . Dye et al. (2006) ont de plus estimé que le fond à 850 μm était fait par des galaxies à $z \gtrsim 1.3$ alors que le fond à 450 μm était dominé par des galaxies entre $z = 1$ et $z = 2$. Ces résultats sont cohérents avec les prédictions du modèle de Lagache et al. (2004). On s'attend en effet, à cause du décalage vers le rouge, à ce que la contribution aux fonds infrarouge et sub-millimétrique des galaxies à grand redshift augmente avec la longueur d'onde (Lagache et al. 2005, figure 4).

Dye et al. (2007) ont montré que les sources SCUBA détectées à 850 μm ($S_{850} \gtrsim 3.5 \text{ mJy}$) contribuaient pour $\sim 15\%$ au fond infrarouge à 70 et 160 μm . Dans cette étude, ils ont aussi mesuré la contribution des sources sélectionnées à 8 et 24 μm au fond infrarouge et ont trouvé des résultats compatibles avec Dole et al. (2006). Toutefois cette étude est limitée par les effets de variance cosmique puisque la surface du champ utilisé est de seulement 50 arcmin^2 . La contribution des galaxies au fond dans l'infrarouge lointain en fonction de leur redshift a également été déterminée par Dye et al. (2007) : les résultats sont plutôt surprenants puisqu'ils trouvent une contribution importante des sources à $z < 1$ (cf. leurs figures 4 et 5), mais là encore les effets de variance cosmique peuvent être importants. Enfin, une étude de Serjeant et al. (2008) a montré que les sources qui dominaient le fond sub-millimétrique étaient de même nature que celles qui faisaient le fond diffus dans l'infrarouge proche et moyen.

Wang et al. (2006) ont également étudié la contribution des sources sélectionnées dans

l'infrarouge moyen au fond sub-millimétrique ($850 \mu\text{m}$) et ont trouvé que les sources telles que $S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$ contribuaient pour la moitié du fond à $850 \mu\text{m}$. Ces résultats sont assez surprenants et pourraient signifier l'existence d'une population locale ($z < 1$) de galaxies froides. C'est en partie afin de creuser ce point que nous avons étudié la contribution des sources sélectionnées à $3.6 \mu\text{m}$ au fond infrarouge (70 et $160 \mu\text{m}$). Nous avons également comparé cette contribution à celle des galaxies sélectionnées à $24 \mu\text{m}$. Dans cette étude, nous utiliserons la méthode de stacking et prendrons en compte les effets de la corrélation décrits au paragraphe III.4 qui peuvent être importants et qui n'ont pas été pris en compte dans les études citées précédemment.

Un autre aspect intéressant de notre étude est de comparer les populations de galaxies sélectionnées à $3.6 \mu\text{m}$ et à $24 \mu\text{m}$ et de regarder leur contribution relative aux fonds à ces mêmes longueurs d'onde en fonction de leur couleur $S_{3.6}/S_{24}$.

IV.2 Construction de l'échantillon

Pour cette étude, nous avons utilisé trois champs observés par Spitzer (IRAC et MIPS) dans le cadre de programmes «temps garanti» (GTO). Ces trois champs sont le CDFS (*Chandre Deep Field South*), HDFN (*Hubble Deep Field North*) et LH (*Lockman-Hole*) et la surface totale couverte par tous les instruments est de 0.74 deg^2 .

IV.2.1 Construction du catalogue à $3.6 \mu\text{m}$

Les trois mosaïques à $3.6 \mu\text{m}$ ont été construites à partir des données BCD récupérées sur l'archive Spitzer. Les détails sont présentés à la section II.1. Nous avons ensuite construit les catalogues de sources à l'aide du logiciel SExtractor¹ (Bertin & Arnouts 1996).

• Extraction des sources

Le logiciel SExtractor permet de détecter les sources dans une image et de mesurer leur flux. Les grandes étapes de ce processus sont :

- filtrage de l'image afin de faciliter la détection des objets faibles et/ou proches,
- estimation du continu en mesurant une médiane glissante (après réjection des *outliers*) dans des carrés de taille `BACK_SIZE`. Si cette taille est trop grande, le continu ainsi estimé ne contiendra pas les variations du continu aux petites échelles spatiales. En revanche, si la taille du carré est trop petite, le continu pourra localement être affecté par la présence de sources brillantes,
- soustraction de ce continu

1. http://terapix.iap.fr/rubrique.php?id_rubrique=91

- sélection des sources avec un nombre de pixels au-dessus du seuil de détection (qui vaut $\text{DETECT_THRESH} \times \sigma$) supérieur ou égal à DETECT_MINAREA ,
- application d'un algorithme de séparation des sources voisines (*deblending*),
- mesure du flux de toutes les sources ainsi sélectionnées. Diverses méthodes de photométrie sont proposées. Nous avons utilisé la photométrie d'ouverture avec un rayon de 1.5'' décrite au paragraphe II.2.1. Nous avons également vérifié que les flux obtenus avec SExtractor étaient cohérents avec ceux mesurés à l'aide de l'algorithme *aper*.

Les paramètres que nous avons utilisés pour construire les catalogues à 3.6 μm sont donnés table IV.1. Ces valeurs sont aussi valables pour l'extraction des sources aux autres longueurs d'onde IRAC.

Paramètre	Valeur
FILTER	Y
FILTER_NAME	gauss_1.5_3x3.conv
BACK_SIZE	64
BACK_FILTERSIZE	3
DETECT_MINAREA	2
DETECT_THRESH	1.6
ANALYSIS_THRESH	1.6
THRESH_TYPE	RELATIVE
DEBLEND_NTHRESH	64
DEBLEND_MINCONT	0.00001
CLEAN	N
WEIGHT_TYPE	MAP_RMS
SEEING_FWHM	1.66

Table IV.1 – Récapitulatif des différents paramètres utilisés pour la construction des catalogues IRAC avec SExtractor.

• Estimation de la complétude

Nous avons ensuite estimé la complétude des catalogues ainsi obtenus. En effet certaines sources présentes sur la carte ne le sont pas dans le catalogue final. Il existe différentes raisons à cela. Tout d'abord, les sources qui se trouvent localement sur un «pic» de bruit ne seront pas détectées. Ensuite, les sources faibles qui se trouvent à proximité de sources plus brillantes ne sont pas toujours convenablement séparées par SExtractor. Le catalogue obtenu n'est donc pas complet.

Afin d'estimer cette fraction de sources non détectées, nous avons ajouté aléatoirement sur les cartes IRAC des sources fictives de flux donné S_0 . Nous avons ensuite construit un nouveau catalogue à l'aide de SExtractor et cherché dans ce catalogue les sources que nous

venions d'ajouter. Une source est considérée comme détectée si elle se trouve à une distance inférieure à 1.5 pixel ($\sim 2''$) de l'endroit où elle a été ajoutée et si son flux mesuré S_{mes} vérifie : $0.5 < \frac{S_{\text{mes}}}{S_0} < 1.5$. Afin de ne pas modifier les propriétés de la carte, il convient de ne pas ajouter trop de sources à la fois. Il sera donc nécessaire de renouveler cette opération un grand nombre de fois, afin d'avoir malgré tout une statistique suffisante. Par exemple, à $3.6 \mu\text{m}$, pour mesurer la complétude à $1 \mu\text{Jy}$ (respectivement 10 et $100 \mu\text{Jy}$), nous avons ajouté 5000 (respectivement 2000 et 100) sources sur une surface de $\sim 0.5 \text{deg}^2$ degrés et réalisé cette opération 100 fois. Ces nombres de sources correspondent à des densités inférieures à 2.8arcmin^{-2} , ce qui correspond à $\sim 10\%$ de la densité des galaxies réelles. Ces sources ajoutées ne modifient donc pas le comportement de l'algorithme de détection des sources.

La complétude obtenue pour les quatre longueurs d'onde IRAC est tracée sur la figure IV.2. Dans l'étude présentée dans cette partie, nous n'utiliserons en réalité que le catalogue à $3.6 \mu\text{m}$. Les limites de complétude à 50 et 80% des champs GTO pour les quatre longueurs d'onde IRAC sont également données dans la table IV.2. On remarque en particulier que les courbes de complétude à 3.6 et $4.5 \mu\text{m}$ sont très différentes de celles obtenues à 5.8 et $8.0 \mu\text{m}$. En effet, aux plus courtes longueurs d'onde on est limité par la confusion : la forte densité de sources fait que certaines sources brillantes, proches d'autres sources brillantes, ne sont pas détectées. Ceci explique la décroissance plutôt lente de la complétude avec le flux. En revanche aux plus grandes longueurs d'onde, on est limité par le bruit instrumental : les sources qui sortent du bruit sont détectées et les sources plus faibles ne le sont pas, d'où une variation abrupte de la complétude avec le flux. Cette différence avait déjà été notée par Fazio et al. (2004a).

	$3.6 \mu\text{m}$	$4.5 \mu\text{m}$	$5.8 \mu\text{m}$	$8.0 \mu\text{m}$
Limite de complétude à 80%	9.5	8.9	20.9	44.4
Limite de complétude à 50%	2.7	4.0	16.0	35.6

Table IV.2 – *Limites de complétude à 50 et 80% des catalogues IRAC obtenus dans les champs GTO (CDFs, HDFN, LH). Les flux sont en μJy .*

A $3.6 \mu\text{m}$, nous avons également estimé le nombre de fausses sources résultant de la détection d'un pic de bruit. Pour cela, nous avons extrait un catalogue de sources sur le négatif de l'image. Nous détectons ainsi uniquement les «sources» dues au bruit. Cette méthode est celle utilisée par Papovich et al. (2004) à $24 \mu\text{m}$. Nous avons trouvé qu'une part importante des sources $S_{3.6} < 2 \mu\text{Jy}$ étaient des fausses sources dues au bruit. C'est pourquoi dans la suite de notre étude, nous nous limiterons à étudier les sources $S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$, ce qui correspond également à approximativement 50% de complétude. Le catalogue ainsi obtenu contient 56622 sources ce qui correspond à une densité de 21.3arcmin^{-2} .

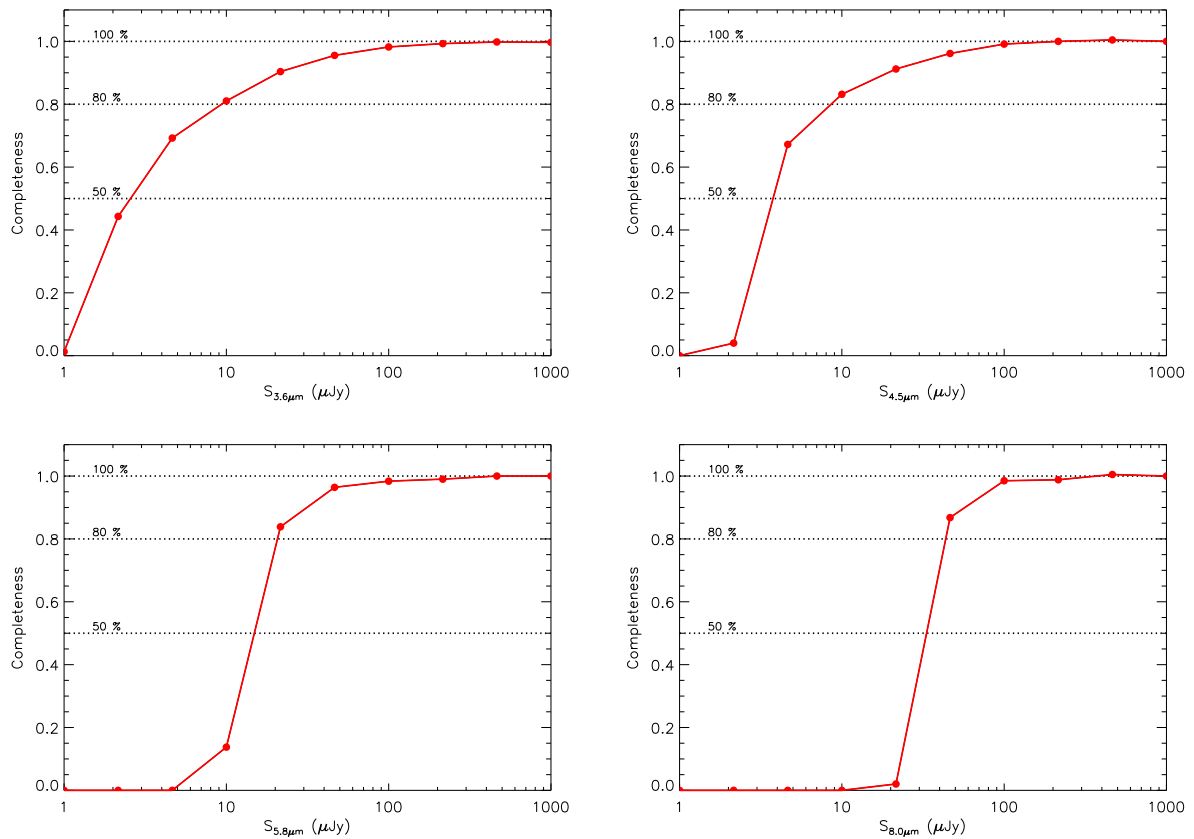


Figure IV.2 – Complétude des catalogues IRAC construits avec SExtractor dans les champs GTO (CDF5, HDFN et LH) à 3.6, 4.5, 5.8 et 8.0 μm .

IV.2.2 Identification des sources 3.6 μm à 24 μm

Les trois champs CDF5, HDFN et LH ont également été observés avec MIPS à 24, 70 et 160 μm . Nous avons utilisé les catalogues des sources détectées à 24 μm faits par Casey Papovich (Texas A&M University). La construction de ces catalogues est détaillée dans Papovich et al. (2004). Les limites de complétude à 50 et 80% sont respectivement de 60 et 83 μJy . Ces catalogues contiennent 16516 sources telles que $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ dans la région de 0.74 deg^2 , ce qui fait une densité de sources de 6.2 arcmin^{-2} . Cette densité est comparable à celle trouvée par Papovich et al. (2004) (5.8 arcmin^{-2}) et celle du catalogue utilisé par Dole et al. (2006) (6.3 arcmin^{-2}).

Pour chaque source du catalogue 3.6 μm , nous avons cherché une contrepartie dans le catalogue 24 μm dans un rayon de 2". Parmi les 56622 sources détectées à 3.6 μm , 14508 ont été associées de façon univoque à une source du catalogue 24 μm . Nous avons trouvé deux contreparties 24 μm pour 37 sources 3.6 μm : dans ce cas, la source la plus proche a été choisie.

A la fin de ce processus, nous avons regardé pour chaque source 24 μm , le nombre de fois où

elle a été associée à une source du catalogue $3.6 \mu\text{m}$: la majorité des sources $24 \mu\text{m}$ (12478) a été associée à une source $3.6 \mu\text{m}$. 11 sources $24 \mu\text{m}$ ont été associées à deux sources différentes à $3.6 \mu\text{m}$. Enfin, il reste 2019 sources $24 \mu\text{m}$ qui n'ont été associées à aucune source du catalogue $3.6 \mu\text{m}$. Pourtant le seuil de détection ($2 \mu\text{Jy}$) à $3.6 \mu\text{m}$ devrait permettre de détecter toutes les sources $24 \mu\text{m}$, puisque des galaxies si « rouges » ($S_{24}/S_{3.6} > 30$) sont très rares (voir paragraphe IV.3.2). Le fait qu'une fraction non négligeable des sources $24 \mu\text{m}$ ne soit associée à aucune source $3.6 \mu\text{m}$ vient du fait que notre catalogue $3.6 \mu\text{m}$ est limité par la confusion et qu'il manque donc des sources, même parmi les brillantes. On peut estimer a priori cette fraction. Notons $n_0(S_{3.6}, S_{24})dS_{3.6}dS_{24}$ le nombre de sources dont le flux à $3.6 \mu\text{m}$ est compris entre $S_{3.6}$ et $S_{3.6}+dS_{3.6}$ et dont le flux à $24 \mu\text{m}$ est compris entre S_{24} et $S_{24}+dS_{24}$. n_0 est donc une densité de sources ; elle dépend des flux à $3.6 \mu\text{m}$ et à $24 \mu\text{m}$. La densité de sources détectées à $3.6 \mu\text{m}$ et à $24 \mu\text{m}$ s'écrit :

$$n_{3.6,24}(S_{3.6}, S_{24}) = C_{3.6}(S_{3.6})C_{24}(S_{24})n_0(S_{3.6}, S_{24}) \quad (\text{IV.1})$$

où $C_{3.6}$ et C_{24} sont les complétudes à 3.6 et $24 \mu\text{m}$, qui dépendent respectivement de $S_{3.6}$ et de S_{24} . La densité de sources détectées à $24 \mu\text{m}$ mais pas à $3.6 \mu\text{m}$ vaut alors :

$$n_{\text{no}3.6,24} = C_{24}n_0 - n_{3.6,24} \quad (\text{IV.2})$$

$$= C_{24}n_0 - C_{3.6}C_{24}n_0 \quad (\text{IV.3})$$

$$= n_{3.6,24} \frac{1 - C_{3.6}}{C_{3.6}} \quad (\text{IV.4})$$

ce qui donne, en intégrant sur $S_{3.6}$ et sur S_{24} , le nombre $N_{\text{no}3.6,24}$ de sources détectées à $24 \mu\text{m}$ mais pas à $3.6 \mu\text{m}$:

$$N_{\text{no}3.6,24} = \int_{60\mu\text{Jy}}^{\infty} \int_{2\mu\text{Jy}}^{\infty} n_{3.6,24} \frac{1 - C_{3.6}}{C_{3.6}} dS_{3.6}dS_{24} \quad (\text{IV.5})$$

On prédit ainsi, en utilisant la courbe de complétude établie précédemment et la densité de sources $n_{3.6,24}$ observée, que 15% des sources $24 \mu\text{m}$ ne seront pas associées à des sources $3.6 \mu\text{m}$, ce qui est en bon accord avec les 12% mesurés.

On peut maintenant tracer pour les 14508 sources $3.6 \mu\text{m}$ associées à une source $24 \mu\text{m}$ le flux S_{24} en fonction du flux $S_{3.6}$ (figure IV.3). On remarque sur la droite de cette figure, à $S_{3.6} > 10^3 \mu\text{Jy}$, une ligne courbe formée par quelques sources. Ces sources sont en réalité des étoiles, mais les plus brillantes d'entre elles sont saturées ce qui explique pourquoi cette ligne remonte verticalement. Les couleurs $S_{24}/S_{3.6}$ de ces sources sont compatibles avec celles de corps noirs de températures comprises entre 4000 et 10000 K. Nous utiliserons le critère $S_{24}/S_{3.6} < 0.1$, également utilisé par Rodighiero et al. (2006), pour repérer les étoiles dans notre échantillon.

La figure IV.4 montre la fraction de sources $3.6 \mu\text{m}$ détectées à $24 \mu\text{m}$. Seulement 25% des sources $3.6 \mu\text{m}$ sont détectées à $24 \mu\text{m}$, mais celles-ci ne se répartissent pas de façon uniforme

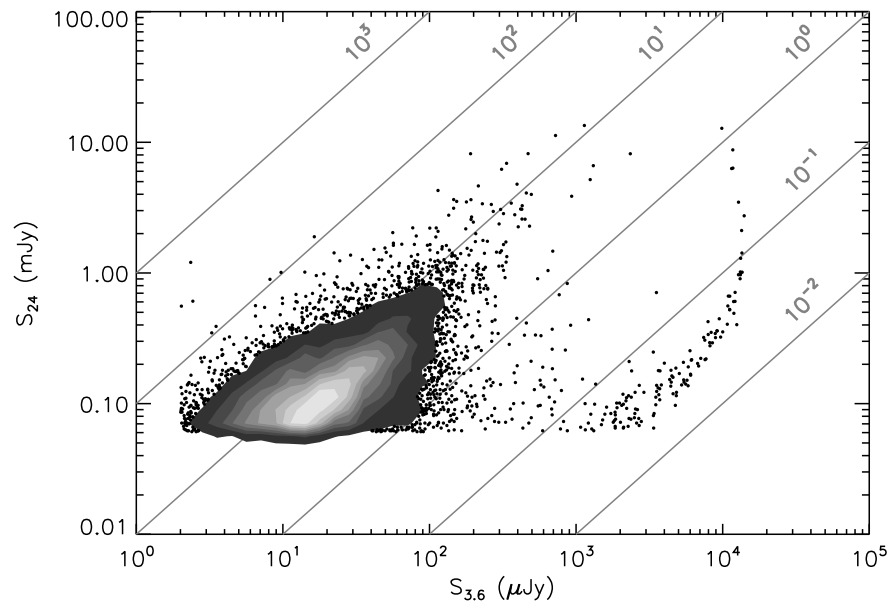


Figure IV.3 – Flux $24 \mu\text{m}$ en fonction du flux $3.6 \mu\text{m}$ pour toutes les sources détectées aux deux longueurs d’onde. Les régions grises (de la plus foncée à la plus claire) contiennent respectivement 90, 80, ..., 10% des sources. Les lignes grises obliques sont des lignes iso-couleurs $S_{24}/S_{3.6}$.

en fonction du flux $S_{3.6}$. La quasi-totalité des sources brillantes à $3.6 \mu\text{m}$ ($S_{3.6} \gtrsim 200 \mu\text{Jy}$) sont des étoiles et sont détectées à $24 \mu\text{m}$. A des flux intermédiaires ($0.1 \text{ mJy} \gtrsim S_{3.6} \gtrsim 1 \text{ mJy}$), les étoiles représentent une partie importante ($\sim 50\%$) de l’échantillon mais ne permettent pas d’expliquer la totalité des sources non détectées à $24 \mu\text{m}$: il existe donc des galaxies détectées à $3.6 \mu\text{m}$ et non détectées à $24 \mu\text{m}$. A plus faible flux, la fraction de ces galaxies augmente. Tout ceci sera discuté de façon plus détaillée au paragraphe IV.3.3

IV.3 Contribution au fond à 3.6 et $24 \mu\text{m}$ par tranches de couleurs

Nous étudions dans cette partie la contribution des sources détectées à 3.6 et $24 \mu\text{m}$ au fond infrarouge à 3.6 et $24 \mu\text{m}$ en fonction de leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$.

IV.3.1 Comptages de sources à $3.6 \mu\text{m}$

Nous avons tout d’abord calculé les comptages différentiels des sources détectées à $3.6 \mu\text{m}$ et nous les avons comparés à ceux obtenus par Fazio et al. (2004a) (figure IV.5). On remarque que les comptages divergent aux grands flux. Ceci est dû à la contribution des étoiles

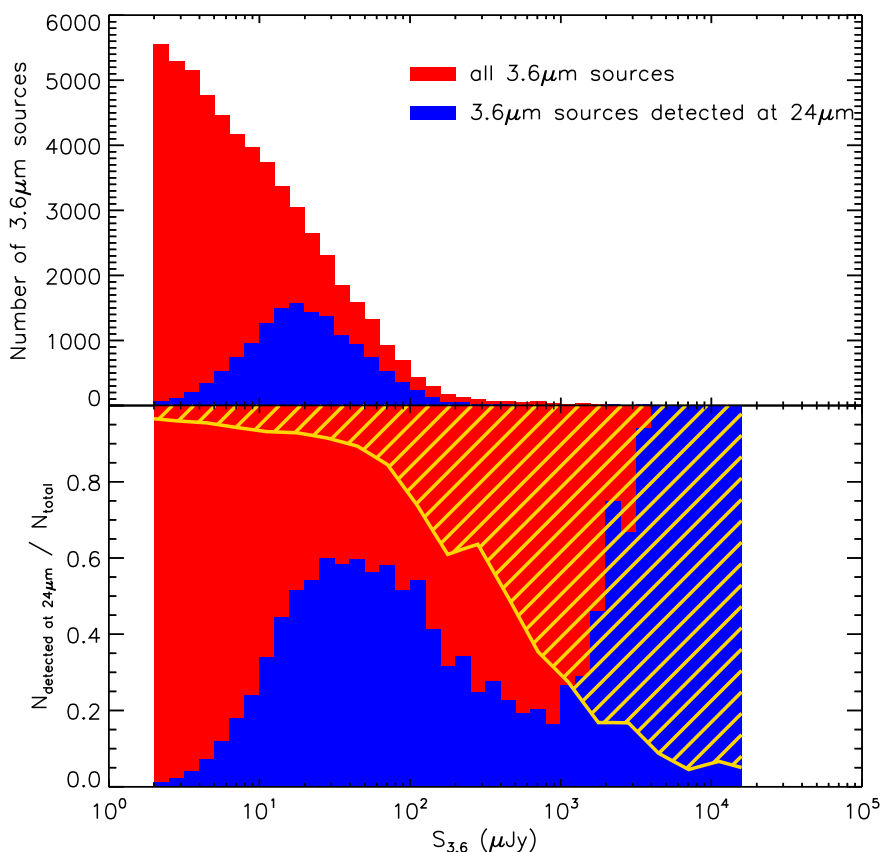


Figure IV.4 – En haut : histogramme des flux $S_{3.6}$. Les sources détectées à 24 μm sont en bleu et celles non détectées à 24 μm sont en rouge. En bas : même chose mais normalisé au nombre total de sources. La partie hachurée en jaune représente la fraction d'étoiles prédite à partir des comptages de Fazio et al. (2004a).

et ce comportement est correctement prédit par le *Faint Source Count Model* (Arendt et al. 1998) (modèle FSC). Ce modèle utilisé par l'équipe de DIRBE permet d'estimer les comptages d'étoiles en fonction des coordonnées galactiques du champ observé. La courbe rouge présentée figure IV.5 a été calculée pour nous par Rick Arendt (Goddard Space Flight Center) à partir du modèle FSC. On remarque que les prédictions de ce modèle sont en bon accord avec les comptages obtenus. Cela signifie également que les sources 3.6 μm plus brillantes que $\sim 1 \text{ mJy}$ sont très majoritairement des étoiles.

Nous avons expliqué précédemment que les étoiles étaient séparables des galaxies à l'aide d'un critère de couleur pour $S_{3.6} > 600 \mu\text{Jy}$. En revanche ceci n'est plus applicable à plus faible flux car les étoiles ne sont plus détectées à 24 μm . On peut cependant utiliser les prédictions du modèle FSC pour soustraire de façon statistique la contribution des étoiles aux comptages pour $S_{3.6} < 600 \mu\text{Jy}$. En combinant ces deux méthodes, on obtient alors les comptages différentiels des galaxies (figure IV.6). Ceux-ci sont en très bon accord avec ceux de Fazio et al. (2004a) pour $S_{3.6} < 60 \mu\text{Jy}$, mais l'écart est plus important à plus grand flux.

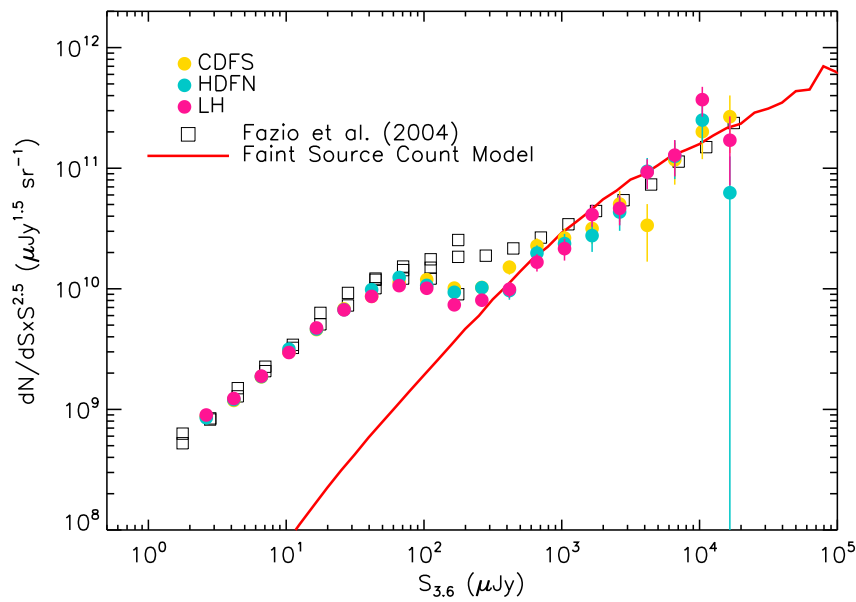


Figure IV.5 – Comptages différentiels de toutes les sources (c'est-à-dire étoiles et galaxies) à $3.6 \mu\text{m}$ obtenus dans les champs CDFS, HDFN et LH (points ronds colorés). Les carrés noirs représentent les comptages obtenus par Fazio et al. (2004a). La ligne rouge est la prédiction des comptages stellaires d'après le Faint Source Count Model de DIRBE (Arendt et al. 1998).

On notera cependant que les champs que nous avons utilisés sont plus petits que ceux de Fazio et al. (2004a) (0.85 deg^2 contre $\sim 9 \text{ deg}^2$) et que la statistique y est donc moins bonne. Enfin, on peut noter que les valeurs obtenues par Fazio et al. (2004a) pour $S_{3.6} \sim 200 \mu\text{Jy}$ sont elles-mêmes très dispersées.

IV.3.2 La couleur $S_{24}/S_{3.6}$

La bande à $3.6 \mu\text{m}$ de IRAC permet de sonder l'émission des vieilles étoiles des galaxies observées. Ces étoiles constituent l'essentiel de la masse stellaire et les luminosités dans l'infrarouge proche sont donc de bons traceurs de la masse stellaire (Papovich et al. 2001). De plus, cette gamme de longueur d'onde est peu sensible aux effets d'extinction d'une part, et à l'histoire de formation stellaire des galaxies d'autre part (Caputi et al. 2005, 2006b). Ceci est valable au moins jusqu'à un redshift de 3, et nous considérerons donc ici que la bande à $3.6 \mu\text{m}$ est un bon traceur de la masse stellaire pour toutes les galaxies de notre échantillon.

De plus différentes études ont montré que l'infrarouge moyen était un bon traceur de la luminosité totale infrarouge (Chary & Elbaz 2001; Takeuchi et al. 2005a; Bavouzet et al. 2008), qui trace elle-même le taux de formation stellaire (Kennicutt 1998a). Il sera question de ceci de façon beaucoup plus détaillée au paragraphe V.1. Comme la bande $24 \mu\text{m}$ de MIPS sonde l'émission infrarouge moyen des poussières jusqu'à un redshift d'environ 3, le flux S_{24}

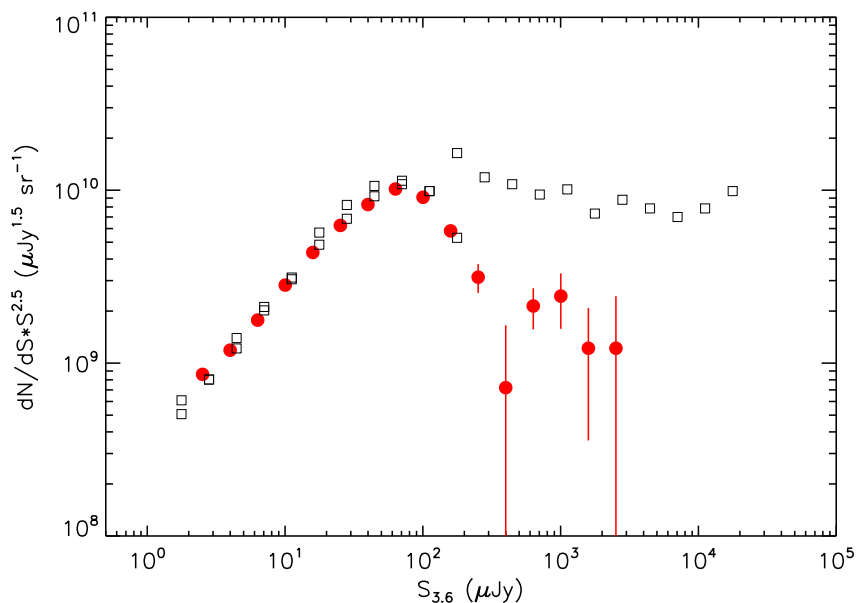


Figure IV.6 – Comptages différentiels des galaxies détectées à 3.6 μm (points rouges). Les carrés noirs sont les comptages de galaxies obtenus par Fazio et al. (2004a).

peut être ici considéré comme un traceur du taux de formation stellaire.

La couleur $S_{24}/S_{3.6}$ trace donc le taux de formation stellaire spécifique SFR_d , défini comme le rapport du taux de formation stellaire sur la masse stellaire de la galaxie. Outre le fait que les luminosités à 3.6 et à 24 μm ne soient intrinsèquement pas des traceurs parfaits de la masse stellaire et du taux de formation stellaire, l'estimateur de SFR_d est ici biaisé car nous n'effectuons pas de K-correction. Ainsi quand le redshift augmente, pour une SED de starburst classique, la luminosité observée à 3.6 μm est plus grande que la luminosité à 3.6 μm au repos et à 24 μm , on observe l'effet inverse. La couleur $S_{24}/S_{3.6}$ d'une galaxie de taux de formation stellaire spécifique donné diminuera donc quand on éloignera cette galaxie. Au delà de $z \sim 1$, c'est-à-dire lorsque les PAHs entreront dans la bande à 24 μm , la luminosité à 24 μm observée va de nouveau augmenter et la couleur $S_{24}/S_{3.6}$ augmentera également. On a donc ici une dégénérescence de notre traceur du taux de formation stellaire spécifique avec le redshift car on n'a pas effectué de K-correction. Cet effet peut-être vu sur la figure IV.7. Malgré cette dégénérescence, on considèrera que plus la couleur $S_{24}/S_{3.6}$ est importante et plus le taux de formation stellaire spécifique est grand, c'est-à-dire que plus l'épisode de formation stellaire traversé par la galaxie sera important pour celle-ci.

La figure IV.7 montre la répartition des galaxies de notre échantillon en fonction de leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$ (la ligne pointillée sur la figure IV.7). Pour les galaxies qui ne sont pas détectées à 24 μm , on peut écrire $S_{24} < 60 \mu\text{Jy}$ ce qui permet d'obtenir une limite supérieure de cette couleur. Nous avons également calculé la variation de cette couleur en fonction du redshift pour différentes SEDs de galaxies. Ces galaxies ont été choisies afin de représenter une

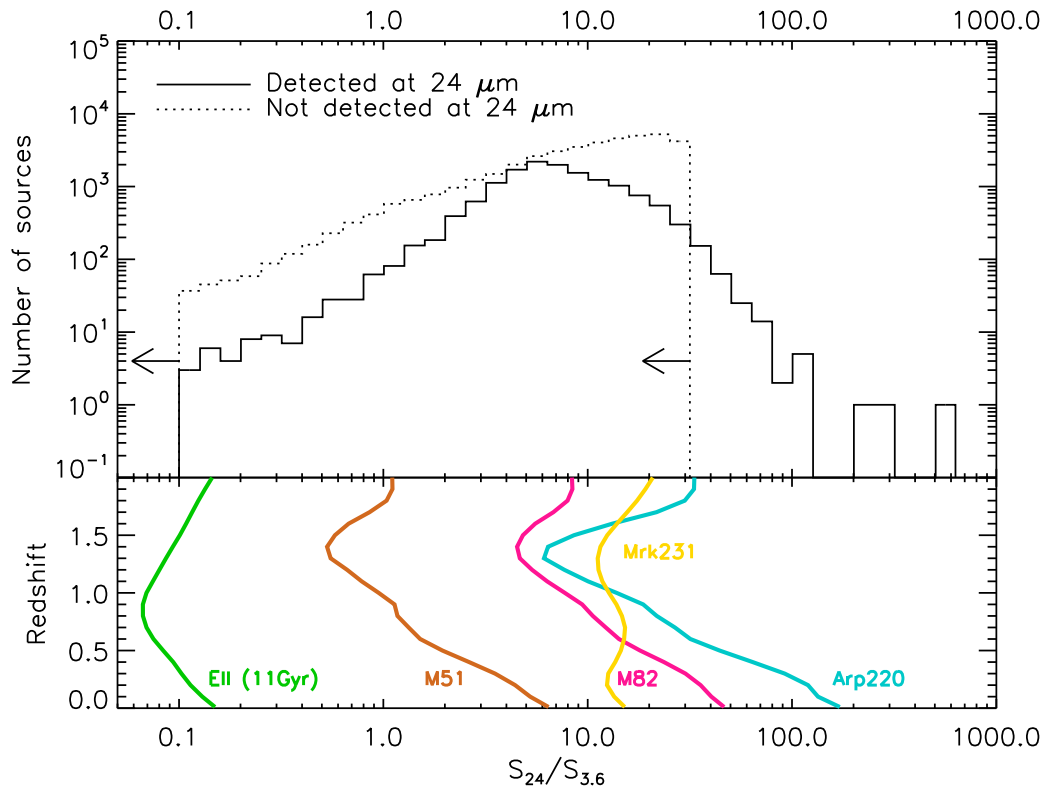


Figure IV.7 – En haut : répartition des galaxies de notre échantillon en fonction de leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$ (trait continu). Pour les galaxies qui ne sont pas détectées à $24 \mu\text{m}$ on peut calculer une limite supérieure de cette couleur (courbe pointillée). En bas : variation de la couleur $S_{24}/S_{3.6}$ en fonction du redshift pour différentes SEDs de galaxies. La SED de galaxie elliptique de 11 Gyr et celles de M51, M82 et Arp 220 proviennent de la librairie GRASIL (Silva et al. 1998). La SED de Mrk231 vient de la librairie de Polletta et al. (2007).

large gamme de taux de formation stellaire spécifique. On a également tracé pour information la couleur obtenue avec une SED du type de celle de Mrk 231, qui est un AGN associé à un puissant starburst. On remarque que les galaxies du type de Arp 220 (un puissant starburst) sont très rares, en tout cas dans l'Univers local. On remarque également que parmi les galaxies détectées à $24 \mu\text{m}$ très peu présentent une couleur compatible avec la SED d'une galaxie elliptique. Enfin pour les galaxies qui ne sont pas détectées à $24 \mu\text{m}$, la limite supérieure calculée ne permet pas vraiment de contraindre le type de galaxies observé, puisque ces couleurs pourraient aussi bien correspondre à des starbursts (de type M82) à $z \sim 1$ qu'à des galaxies spirales locales (de type M51) ou même à des elliptiques locales.

IV.3.3 Comparaison des contributions au fond infrarouge à 3.6 et $24 \mu\text{m}$

Nous avons séparé notre échantillon de 14508 sources détectées à la fois à 3.6 et à $24 \mu\text{m}$ en six sous-échantillons selon leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$. Les limites sont les suivantes :

- de 0.1 à 0.6 : cela correspond aux galaxies elliptiques,
- de 0.6 à 2 et de 2 à 6 : ces deux boîtes correspondent plutôt à des galaxies de type spirale avec un taux de formation stellaire modéré,
- de 6 à 20 et de 20 à 60 : ces deux boîtes contiennent majoritairement des galaxies starburst qui sont le siège d'un important épisode de formation stellaire, et qui contiennent éventuellement un AGN.
- de 60 à 1000 : cette dernière boîte contient les galaxies de type ULIRGs *locales*, comme Arp220. Malgré la grande variété de spectres infrarouges observés pour les ULIRGs (Armus et al. 2007), ces dernières présentent presque systématiquement un rapport $S_{24}/S_{3.6}$ important. En revanche, comme l'illustre la figure IV.7, les ULIRGs situées à plus grand redshift voient leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$ décroître très fortement à cause de l'absorption due aux silicates et ne sont donc pas sélectionnées par ce critère.

Nous avons ensuite étudié la contribution de chacun de ces sous-échantillons au fond diffus dans l'infrarouge proche (à 3.6 μm) et dans l'infrarouge moyen (à 24 μm) (figure IV.8). Pour construire cette figure, nous avons découpé chacun des six sous-échantillons précédents selon le flux à 3.6 μm (respectivement 24 μm). Pour chacun de ces mini-échantillons il est possible, en ajoutant le flux de toutes les sources, d'en déduire la contribution au fond infrarouge à cette longueur d'onde. A 3.6 μm , il est important de corriger des effets de complétude : en effet, à cause de la sélection en flux à 24 μm ($S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$), toutes les sources d'une boîte découpée selon le flux $S_{3.6}$ et la couleur $S_{24}/S_{3.6}$ ne sont pas détectées.

A 3.6 μm , le fond est très largement dominé par les galaxies telles que $S_{24}/S_{3.6} < 6$. En effet, les galaxies avec des couleurs $S_{24}/S_{3.6} > 6$ sont quasiment toutes détectées à 24 μm , ce qui permet d'estimer leur contribution au fond à 3.6 μm : elle est de $\sim 20\%$. Les sources avec des couleurs plus faibles ne sont pas toutes détectées à 24 μm et on ne peut donc pas dire si ce sont plutôt les galaxies avec des SEDs de type elliptique ($S_{24}/S_{3.6} < 0.6$) ou des galaxies de type spirale qui dominent. Au maximum d'émission ($S_{3.6} \sim 60 \mu\text{Jy}$), il semble quand même que ce soit cette dernière catégorie de galaxies qui prédomine.

A 24 μm , toutes les galaxies sont détectées à 3.6 et à 24 μm et l'analyse est donc beaucoup plus simple qu'à 3.6 μm . On remarque que ce sont les galaxies telles que $6 < S_{24}/S_{3.6} < 20$ qui dominent le fond dans l'infrarouge moyen : elles contribuent pour $\sim 50\%$ au fond fait par les galaxies telles que $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$. Ces galaxies et les autres galaxies à forte formation d'étoiles ($S_{24}/S_{3.6} > 6$) contribuent pour $\sim 2/3$ au fond infrarouge à 24 μm . A plus faible flux ($S_{24} < 60 \mu\text{Jy}$), il semblerait que la contribution de ces galaxies diminue légèrement. En effet, la figure IV.8 (bas) montre que les trois courbes correspondant à ces galaxies ont déjà convergé (leur maximum est à $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$) alors que ce n'est pas le cas pour les sources $S_{24}/S_{3.6} < 6$.

Nous avons introduit dans la discussion précédente une limite un peu arbitraire ($S_{24}/S_{3.6} = 6$) pour distinguer les galaxies à fort taux de formation stellaire spécifique des galaxies plus

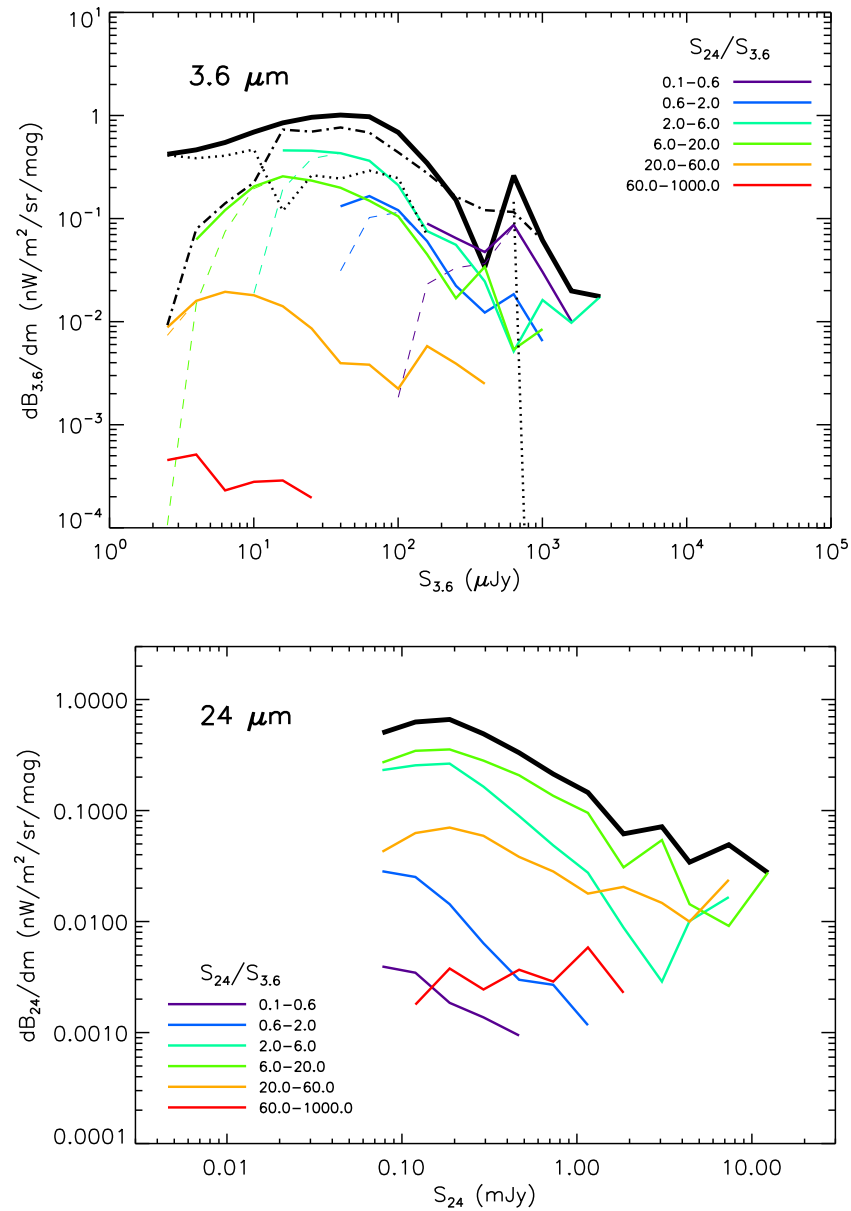


Figure IV.8 – En haut : contribution des galaxies détectées à 3.6 et à 24 μm au fond diffus infrarouge à 3.6 μm en fonction de leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$ et du flux $S_{3.6}$. Une correction de complétude a été appliquée : les lignes colorées continues tiennent compte de cette correction alors que les lignes colorées en tiret correspondent aux contributions non corrigées. La ligne noire épaisse est la contribution des galaxies détectées à 3.6 μm au fond à 3.6 μm et la ligne noire en tiret-point est la contribution des galaxies détectées à 3.6 et à 24 μm au fond infrarouge (c'est à dire la somme de toutes les courbes colorées). Enfin la contribution des galaxies non détectées à 24 μm est montrée en pointillés noirs. En bas : contribution des galaxies détectées à 3.6 et à 24 μm au fond diffus infrarouge à 24 μm en fonction de leur couleur $S_{24}/S_{3.6}$ et du flux S_{24} . La ligne noire épaisse est la somme de toutes les contributions.

calmes. Malgré le caractère artificiel de cette séparation, cette étude montre que les galaxies qui dominent le fond à 3.6 μm sont plutôt des galaxies de type spiral ou elliptique alors que celles qui font le fond à 24 μm sont plutôt de type starburst. En particulier, les galaxies telles que $S_{24}/S_{3.6} > 6$ contribuent pour environ les 2/3 du fond à 24 μm alors qu'elles ne contribuent que pour $\sim 20\%$ à 3.6 μm .

Enfin, afin d'approfondir cette discussion et de s'affranchir de la dégénérescence entre SFR_d et redshift, il faudrait connaître les redshifts de toutes ces sources. On pourrait aussi imaginer de construire un estimateur de ce taux de formation stellaire spécifique qui dépendrait moins fortement du redshift, en utilisant par exemple un rapport de combinaisons linéaires de différents flux infrarouges, ce qui serait plus ou moins équivalent à utiliser des redshifts photométriques. De telles études permettraient sans doute d'apporter quelques contraintes supplémentaires sur les populations de galaxies qui dominent les fonds à 3.6 et 24 μm .

IV.4 Contribution au CIB à 24, 70 et 160 μm par tranches de $S_{3.6}$

Dans cette partie, nous étudions la contribution des galaxies sélectionnées à 3.6 μm au fond diffus infrarouge (à 24, 70 et 160 μm). Nous comparerons cette contribution à celles des galaxies sélectionnées à 24 μm (en particulier à l'étude de Dole et al. (2006)). En effet, en sélectionnant les galaxies à 24 μm , on est biaisé vers les galaxies à forte formation d'étoiles. Notre échantillon sélectionné dans l'infrarouge proche contient une plus grande variété de galaxies. On ajoute ainsi à l'échantillon de Dole et al. (2006) des galaxies à taux de formation stellaire plus faible et on s'attend donc à une contribution dans l'infrarouge lointain peu importante. Toutefois certaines études ont révélé des résultats assez surprenants (voir la discussion au paragraphe IV.1 et les résultats de Wang et al. (2006)).

Dans la suite, nous séparerons notre échantillon en 5 boîtes selon le flux des sources à 3.6 μm . Les boîtes sont les suivantes : $S_{3.6} (\mu\text{Jy}) > 500$, $120 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 500$, $30 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 120$, $8 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 30$ et $2 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 8$. Dans chaque boîte nous distinguerons également les sources qui sont détectées à 24 μm de celles qui ne le sont pas. Enfin nous considérerons une dernière boîte constituée des 2019 galaxies détectées à 24 μm mais qui n'ont été associées à aucune source à 3.6 μm .

IV.4.1 Valeurs du CIB

Comme il a déjà été expliqué dans l'introduction (paragraphe I.4.3), il est assez difficile de mesurer de façon absolue la valeur du fond diffus infrarouge. Comme Dole et al. (2006)

(voir en particulier la discussion au paragraphe 4.1), nous utiliserons les valeurs prédites par le modèle de Lagache et al. (2004) (modèle LDP) comme valeurs de référence. Ces valeurs sont données dans la table IV.3. La figure IV.9 montre également la distribution spectrale du CIB prédite par le modèle ainsi que la contribution des sources $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ au fond aux différentes longueurs d'onde. On remarque sur cette figure que la contribution des sources $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ est maximum à $70 \mu\text{m}$ et diminue quand on va dans l'infrarouge lointain et le domaine sub-millimétrique. En effet les sources sélectionnées par le critère ($S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$) sont à $z \sim 1$ (Caputi et al. 2006a) alors que le fond sub-millimétrique est dominé par des galaxies à plus haut redshift ($z \gtrsim 2$).

	24 μm	70 μm	160 μm
B_ν (MJy/sr)	0.022	0.15	0.82
νB_ν (nW/m ² /sr)	2.7	6.4	15.4

Table IV.3 – Valeurs du CIB prédites par le modèle de Lagache et al. (2004).

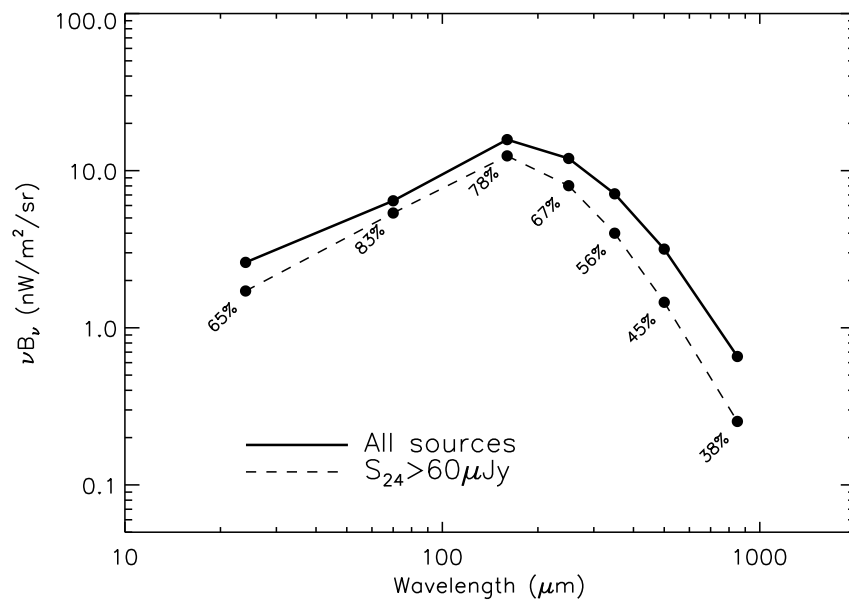


Figure IV.9 – Distribution spectrale d'énergie du CIB prédite par le modèle de Lagache et al. (2004) pour toutes les galaxies (trait continu) et pour les galaxies telles que $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ (trait tiret). Le pourcentage donné à chaque longueur d'onde représente la contribution des galaxies $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ au fond infrarouge total.

On peut estimer le fond fait par les sources détectées à $24 \mu\text{m}$ sans se soucier pour l'instant de savoir si elles se trouvent dans le catalogue final, c'est-à-dire si elles ont été associées à une source à $3.6 \mu\text{m}$. On obtient, en sommant le flux de toutes les sources $24 \mu\text{m}$ de notre catalogue une valeur du fond à $24 \mu\text{m}$ de $1.84 \text{ nW/m}^2/\text{sr}$. En appliquant les couleurs

moyennes des galaxies établies par Dole et al. (2006), on peut ensuite estimer la valeur du CIB à 70 et 160 μm : on obtient respectivement 6.02 et 14.10 $\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$.

• Mise à jour des résultats de Dole et al. (2006)

On met ici à jour les estimations du fond à 24, 70 et 160 μm faites par Dole et al. (2006). En effet des erreurs se sont glissées dans la photométrie à 24 et 160 μm , il convient donc d'appliquer les corrections suivantes :

$$\begin{cases} S_{24,\text{nouveau}} &= S_{24,\text{ancien}}/1.12 \\ S_{160,\text{nouveau}} &= S_{160,\text{ancien}} \times 1.30 \end{cases} \quad (\text{IV.6})$$

A 160 μm , le facteur 1.30 vient d'une erreur dans la taille du pixel. Au départ, les cartes étaient générées avec des pixels de taille instrumentale puis par la suite elles ont été générées avec des pixels de 16". Voici alors, après correction, les contributions des galaxies $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ au CIB à 24, 70 et 160 μm : $1.93 \pm 0.23 \text{ nW}/\text{m}^2/\text{sr}$, $5.9 \pm 0.9 \text{ nW}/\text{m}^2/\text{sr}$ et $13.9 \pm 2.1 \text{ nW}/\text{m}^2/\text{sr}$, ce qui fait des contributions de 71%, 92% et 90% au fond total estimé à partir du modèle LDP. Les estimations précédentes du CIB qui utilisent les couleurs moyennes des galaxies mesurées par Dole et al. (2006) tiennent compte de ces corrections.

IV.4.2 Stacking et correction des effets de corrélation

Les sources de chacun des 10 sous-échantillons sont ensuite stackées à 24, 70 et 160 μm . Nous avons vu au paragraphe III.4 que les effets de la corrélation spatiale des galaxies pouvait biaiser le stacking. Nous allons appliquer ici deux corrections. L'une est due à l'auto-corrélation de l'échantillon stacké alors que l'autre est due à la cross-corrélation de l'échantillon stacké avec toutes les autres sources du champ. On s'attend généralement à ce que cette deuxième correction soit plus faible que la première mais dans notre cas ce sont les termes de cross-corrélation qui dominent. Nous verrons que ceci est lié au fait que le catalogue des sources 3.6 μm n'est pas complet et est affecté par la confusion. Nous commencerons par appliquer la correction de cross-corrélation qui s'applique directement sur l'image résultant du stacking. Nous appliquerons ensuite la deuxième correction liée à l'auto-corrélation des sources qui, elle, peut s'appliquer sur le flux mesuré.

• Cross-corrélation

Nous avons observé que lorsque l'on stacke un échantillon non complet affecté par la confusion (comme par exemple les sous-échantillons $8 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 30$ et $2 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 8$), le continu de l'image stackée obtenue n'est pas uniforme et présente un «trou» au centre, là où on s'attend à trouver la source moyenne (voir figure IV.13). Ceci peut entraîner une sous-estimation du flux mesuré.

Ceci s'explique par le fait que les sources présentes dans le catalogue sont celles qui se trouvent dans les environnements les moins denses. En effet si elles ont pu être détectées c'est parce qu'elles étaient suffisamment éloignées de toute source brillante. A $3.6 \mu\text{m}$, il n'y a donc pas de sources brillantes au voisinage des sources faibles du catalogue. Il est important de noter que ceci n'est pas un effet physique et est uniquement dû au processus d'extraction des sources.

Afin de mesurer ce continu non uniforme, que nous devons soustraire aux images résultant du stacking avant de faire la photométrie, nous avons appliqué la méthode suivante. Nous avons ajouté des sources fictives de flux donné sur la carte $3.6 \mu\text{m}$ et nous avons de nouveau extrait un catalogue à $3.6 \mu\text{m}$ et cherché dans ce catalogue les sources ajoutées. Cette méthode est identique à celle utilisée pour estimer la complétude du catalogue à $3.6 \mu\text{m}$. Nous avons ensuite stacké à $24, 70$ et $160 \mu\text{m}$ aux positions des sources fictives détectées à $24 \mu\text{m}$, sans avoir ajouté de sources fictives sur les cartes à ces longueurs d'onde. De cette façon nous stackons l'environnement des sources $3.6 \mu\text{m}$. Le «trou» observé est d'autant plus profond que les sources ajoutées à $3.6 \mu\text{m}$ sont faibles et donc que la complétude est faible. Les continus obtenus pour chacune des 5 boîtes en flux à $3.6 \mu\text{m}$ sont montrés figure IV.10.

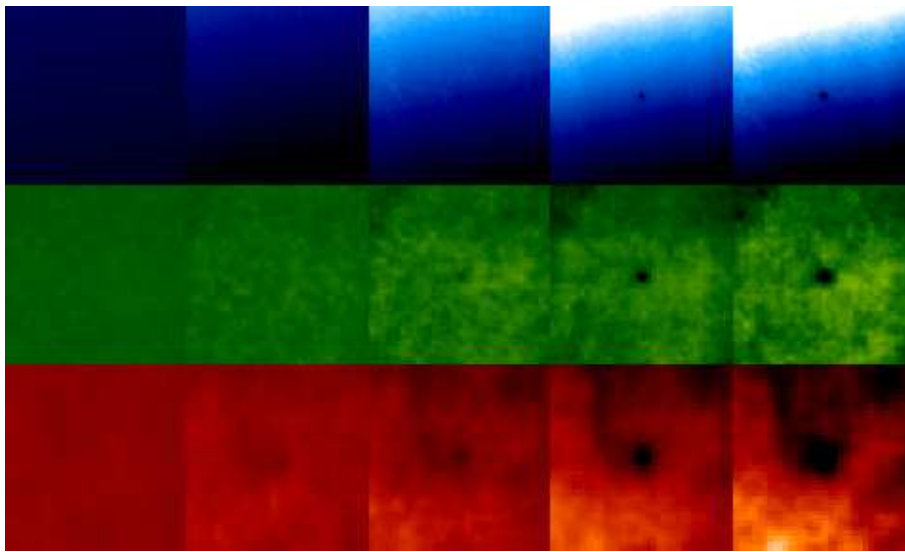


Figure IV.10 – Continus non uniforme obtenus pour chacune des 5 boîtes en flux $S_{3.6}$ (des sources $3.6 \mu\text{m}$ les plus brillantes aux plus faibles) et à $24, 70$ et $160 \mu\text{m}$ (de haut en bas). Chaque image a une taille de $10' \times 10'$.

On aurait pu imaginer appliquer directement les relations établies au paragraphe III.4 pour estimer ce continu non uniforme. Il aurait alors fallu calculer la quantité suivante :

$$\text{Continu}_{2\text{D}} = \int_0^\infty \left(\chi_{2\text{D}}(S_{3.6}) \star \text{PSF}_{2\text{D}} \right) \times \frac{dN}{\Sigma} S_\lambda(S_{3.6}) \quad (\text{IV.7})$$

où $\chi_{2\text{D}}(S_{3.6})$ est la cross-corrélation angulaire (à deux dimensions) entre les sources de flux $S_{3.6}$ et toutes les autres sources, $S_\lambda(S_{3.6})$ est le flux à la longueur d'onde λ des sources de

flux $S_{3.6}$ à 3.6 μm , dN est le nombre de sources de flux $S_{3.6}$ et Σ est la surface du champ. La difficulté est ici d'estimer $S_\lambda(S_{3.6})$ puisque très peu de sources sont détectées à 70 μm . C'est pourquoi nous avons choisi d'utiliser la simulation précédente.

On peut malgré tout essayer d'analyser un peu plus en détail ce que donnerait l'équation IV.7. Pour cela nous avons séparé notre échantillon de sources détectées à 3.6 μm selon leur flux $S_{3.6}$ en 10 boîtes et de façon à ce que chaque boîte contienne le même nombre de sources (~ 1700). Nous avons ensuite distribué aléatoirement et en plusieurs fois 30000 sources fictives de flux $S_{3.6} = 5 \mu\text{Jy}$ sur la carte 3.6 μm et avons ensuite re-extrait un catalogue à 3.6 μm . Nous avons noté la position des sources détectées. Ces sources sont biaisées vis-à-vis des vraies sources brillantes de la même façon que les sources $2 \mu\text{Jy} < S_{3.6} < 8 \mu\text{Jy}$ le sont. Nous avons ensuite calculé la fonction de cross-corrélation angulaire entre ces sources fictives détectées et les vraies sources des 10 boîtes que nous avons faites. Enfin nous avons convolué ces fonctions de cross-corrélation avec la PSF et tracé les profils qui sont donnés figure IV.11. On remarque que les sources $S_{3.6} = 5 \mu\text{Jy}$ sont très anti-corrélées avec les sources brillantes, alors qu'elles le sont peu avec les sources plus faibles. Comme chaque boîte contient le même nombre de sources, il est facile de calculer ensuite le résultat de l'équation IV.7 : il suffit de multiplier chaque fonction de corrélation angulaire par le flux à 70 μm des sources de flux $S_{3.6}$. En supposant en première approximation que la couleur $S_{70}/S_{3.6}$ est la même pour les 10 boîtes, on en déduit que ce sont les boîtes de flux $S_{3.6}$ important qui dominent l'intégrale et que ceux-ci créent un «trou» (qui correspond à une anticorrélation) comme on l'avait estimé précédemment.

Enfin on peut vérifier que le profil du continu calculé à l'aide de l'équation IV.7 est semblable à celui obtenu à l'aide de la simulation précédente (figure IV.12).

Les continus estimés à l'aide de la simulation précédente sont finalement soustraits aux petites images obtenues avec le stacking. Une illustration de cette soustraction est faite figure IV.13. Ceci permet de corriger des effets de cross-corrélation entre l'échantillon stacké et les autres sources.

• Auto-corrélation

Il reste maintenant à corriger des effets d'auto-corrélation de la population stackée. Comme expliqué au paragraphe III.4, cette correction peut se faire sur le flux final mesuré par photométrie d'ouverture.

Pour estimer cette correction à appliquer, nous avons mesuré les fonctions d'auto-corrélation des différents échantillons stackés. Nous les avons ensuite convoluées par les PSF et nous avons mesuré le flux, par photométrie d'ouverture, sur ces fonctions d'auto-corrélation angulaires à deux dimensions avec les mêmes paramètres de photométrie que pour les sources.

Il n'est pas possible de mesurer les fonctions d'auto-corrélation angulaires aux très petites

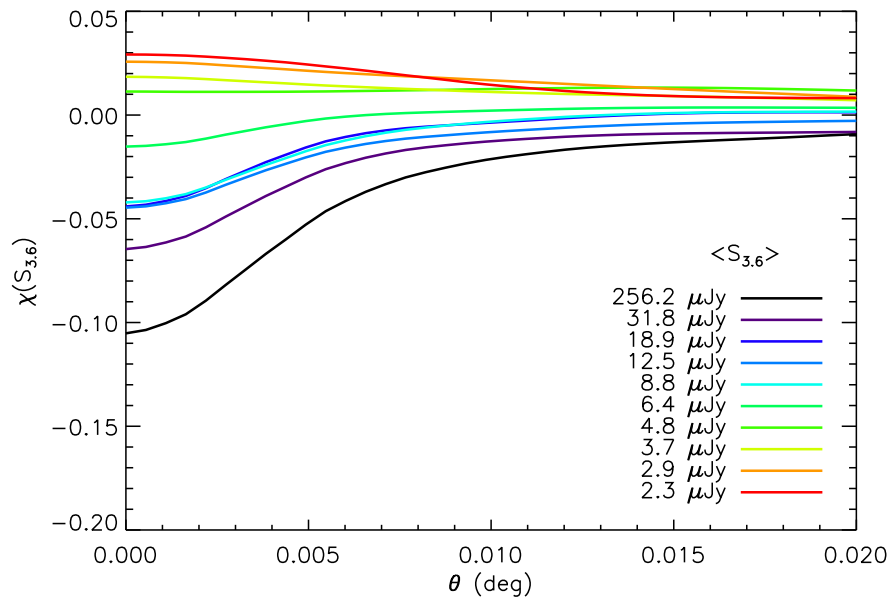


Figure IV.11 – Profil des fonctions de cross-corrélation angulaires convoluées par la PSF à $70 \mu\text{m}$ entre des sources simulées et les vraies sources du catalogue à $3.6 \mu\text{m}$ classées selon leur flux $S_{3.6}$ (les dix courbes correspondent à dix tranches de flux à $3.6 \mu\text{m}$). Voir le texte pour plus de détails sur la simulation.

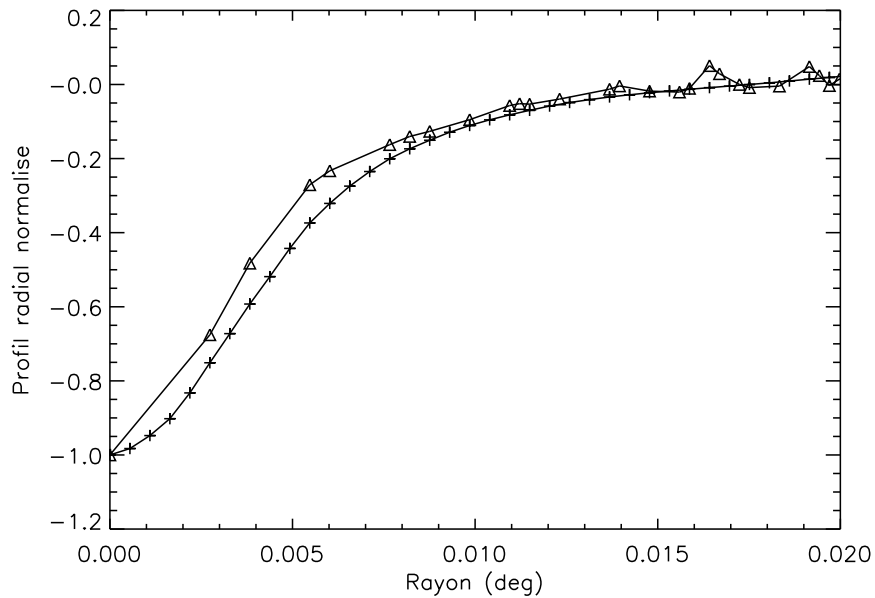


Figure IV.12 – Comparaison des profils des fonctions de cross-corrélation angulaire calculés à partir de la simulation (triangles) et à partir de l'équation IV.7 (croix).

échelles (c'est-à-dire aux échelles inférieures à la taille de la PSF à $3.6 \mu\text{m}$) car deux sources très proches à $3.6 \mu\text{m}$ ne sont pas séparées. Il faut alors extrapoler la fonction d'auto-

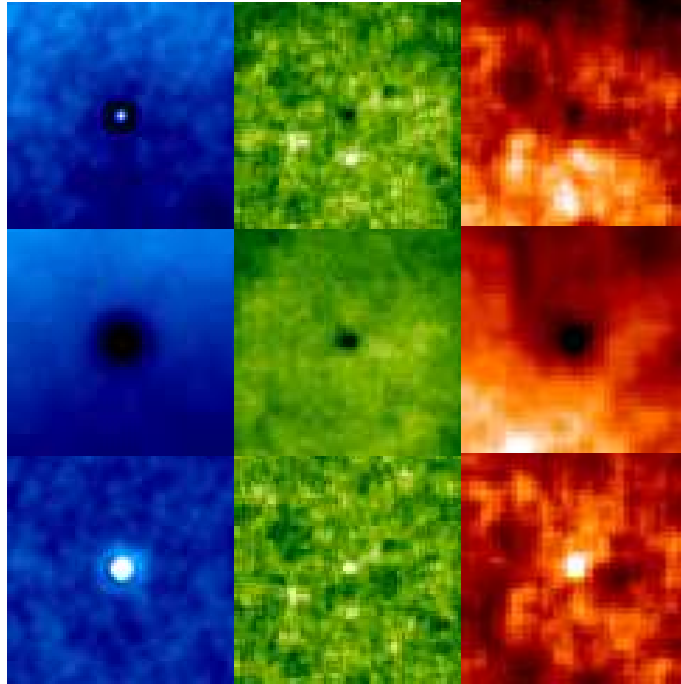


Figure IV.13 – Illustration de la soustraction du fond non uniforme dû aux effets de corrélation des sources stackées (ici toutes les sources $2 < S_{3.6} \mu\text{Jy} < 8$) avec les autres sources. De gauche à droite : à 24, 70 et 160 μm . La ligne du haut montre le résultat brut du stacking. La ligne du centre montre le continu à soustraire. Enfin la ligne du bas montre le résultat du stacking corrigé (c'est-à-dire après soustraction). A 24 μm , les images font $1.7' \times 1.7'$ et à 70 et 160 μm elles font $10' \times 10'$.

corrélacion au centre. Nous avons essayé différentes méthodes :

- $\chi(\theta < \theta_0) = \chi(\theta_0)$
- $\chi(\theta < \theta_0) = 0$

avec différentes valeurs de θ_0 . Les résultats ne changent pas de façon significative avec l'une ou l'autre des méthodes. Nous avons finalement extrapolé les fonctions d'auto-corrélation au centre avec la méthode $\chi(\theta < 5'') = \chi(5'')$.

On obtient alors les corrections qui sont données table IV.4. Les corrections à 24 μm sont négligeables (<5%) mais ce n'est plus le cas à 70 et à 160 μm où elles sont respectivement de l'ordre de 10% et 20%. Cette augmentation avec la longueur d'onde est liée à celle de la largeur de la PSF.

• Estimation des incertitudes

Il existe différentes sources d'incertitude sur les flux mesurés. On a tout d'abord une erreur photométrique due au bruit instrumental et au bruit de photons ; celle-ci est mesurée par l'algorithme de photométrie en mesurant le flux à ~ 2000 positions aléatoires autour de la source moyenne résultant du stacking. L'écart-type de ces valeurs donne l'incertitude photo-

	24 μm	70 μm	160 μm
Toutes les sources 3.6 μm			
$S_{3.6} (\mu\text{Jy}) > 500$	1.00	0.99	0.97
$120 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 500$	1.00	1.04	1.06
$30 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 120$	1.04	1.13	1.20
$8 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 30$	1.03	1.10	1.18
$2 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 8$	1.04	1.14	1.29
Les sources détectées à 24 μm			
$S_{3.6} (\mu\text{Jy}) > 500$	1.00	0.99	0.98
$120 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 500$	1.00	1.00	1.00
$30 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 120$	1.01	1.07	1.10
$8 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 30$	1.03	1.10	1.17
$2 < S_{3.6} (\mu\text{Jy}) < 8$	1.00	1.10	1.14

Table IV.4 – Valeurs des corrections des effets d'auto-corrélation pour chacun des 10 échantillons et aux trois longueurs d'onde MIPS. Les flux mesurés sont à diviser par ces coefficients afin d'obtenir les flux non contaminés par l'auto-corrélation.

métrique σ_{phot} . Ici, il n'est pas utile d'utiliser la méthode de bootstrap (voir paragraphe II.3.2) (qui aurait pris vraiment beaucoup de temps de calcul) pour mesurer cette incertitude car les sources stackées sont très largement sous le seuil de détection. Leur dispersion intrinsèque est donc négligeable devant le bruit instrumental et le bootstrap n'apporterait donc aucune information supplémentaire.

Une autre source d'erreur provient de la soustraction du continu qui corrige des effets de cross-corrélation. En examinant, ces continus (figure IV.10), on remarque en effet des structures rémanentes. Il nous semble que ces structures sont des résidus du filtrage appliqué lors de la réduction des données, puisque celles-ci dépendent du champ et leur direction est liée à l'orientation spatiale du télescope au moment de l'observation (et donc de la direction de *scan*). Afin de mesurer l'erreur introduite par ces structures rémanentes, nous avons calculé la différence entre les continus obtenus dans chacun des champs et avons mesuré la dispersion de ces différences. Nous obtenons des valeurs pour l'incertitude sur la soustraction du continu de 1 μJy à 24 μm , de 50 μJy à 70 μm et de 380 μJy à 160 μm .

Enfin la dernière source d'erreur provient de la variance cosmique. Nous utilisons les mêmes champs que Dole et al. (2006) et nous avons donc utilisé leur estimation qui est de 15% d'incertitude. Cette valeur a été obtenue en séparant leur échantillon total en 12 champs et en refaisant le même travail sur chacun de ces 12 sous-échantillons. L'écart-type des valeurs obtenues permet d'estimer l'incertitude qui résulte de la variance cosmique.

L'incertitude totale sur chaque flux mesuré est finalement la somme quadratique de ces

trois incertitudes.

IV.4.3 Contributions au fond infrarouge

Nous avons donc mesuré le flux moyen à 24, 70 et 160 μm de chacun de nos 11 sous-échantillons. On rappelle que 5 de ces boîtes contiennent toutes les sources détectées à 3.6 μm classées selon leur flux $S_{3.6}$. Les 5 autres boîtes contiennent uniquement les sources détectées à 3.6 μm et à 24 μm classées également selon leur flux $S_{3.6}$. Nous disposons enfin d'un dernier sous-échantillon constitué des sources uniquement détectées à 24 μm . A partir de ces flux moyens, il est possible d'en déduire, connaissant le nombre de sources dans chaque boîte et en corrigeant des effets de complétude, la contribution de ces sources au fond diffus infrarouge. La figure IV.14 montre les contributions totales et différentielles de toutes ces sources au fond infrarouge à 24, 70 et 160 μm . Les valeurs des flux moyens et des contributions au CIB sont également données table IV.5 et IV.6.

On peut tout d'abord comparer nos estimations du fond fait par les galaxies $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$ aux résultats de Dole et al. (2006) : ceux-ci sont en très bon accord compte-tenu des incertitudes assez-importantes sur ces valeurs.

On remarque que la contribution des galaxies détectées à 3.6 μm est maximale à $S_{3.6} \sim 30 \mu\text{Jy}$ et décroît ensuite. Ceci montre qu'une grande partie de ce fond a été résolu et qu'on commence à converger. Même s'il faudrait continuer à stacker des sources de flux $S_{3.6}$ plus faible pour obtenir une estimation du CIB, la contribution des sources $S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$ permet de donner des limites inférieures de la valeur du CIB : 2.08 ± 0.17 à 24 μm , 6.6 ± 0.8 à 70 μm et 15.8 ± 2.2 à 160 μm en $\text{nW/m}^2/\text{sr}$.

Ces limites inférieures sont comparables, à 70 et à 160 μm , aux prédictions du modèle de Lagache et al. (2004), alors qu'elles sont inférieures à 24 μm . Ceci pourrait suggérer une sous-estimation de la valeur du CIB par ce modèle dans l'infrarouge lointain. En utilisant les prédictions du modèle LDP comme valeur de référence, notre échantillon permet de résoudre $\sim 80\%$ du fond à 24 μm , et $\sim 100\%$ du fond à 70 et à 160 μm .

Nous pouvons également comparer la contribution au CIB de toutes les galaxies sélectionnées à 3.6 μm à la contribution de la fraction de ces galaxies détectée à 24 μm . On a une augmentation de $4 \pm 11\%$ à 24 μm , de $7 \pm 16\%$ à 70 μm et de $29 \pm 21\%$ à 160 μm . On voit que malgré le nombre important de galaxies détectées uniquement à 3.6 μm (environ les $\sim 2/3$ de l'échantillon total) celles-ci contribuent très peu dans l'infrarouge. Le fond infrarouge est donc dominé par les galaxies à fort taux de formation stellaire et donc détectées à 24 μm . Même si les incertitudes sont grandes, on remarque que la contribution de ces galaxies calmes non détectées à 24 μm augmente avec la longueur d'onde, ce qui pourrait être expliqué par une faible composante de poussière froide. Cela pourrait aussi s'expliquer par le fait que les

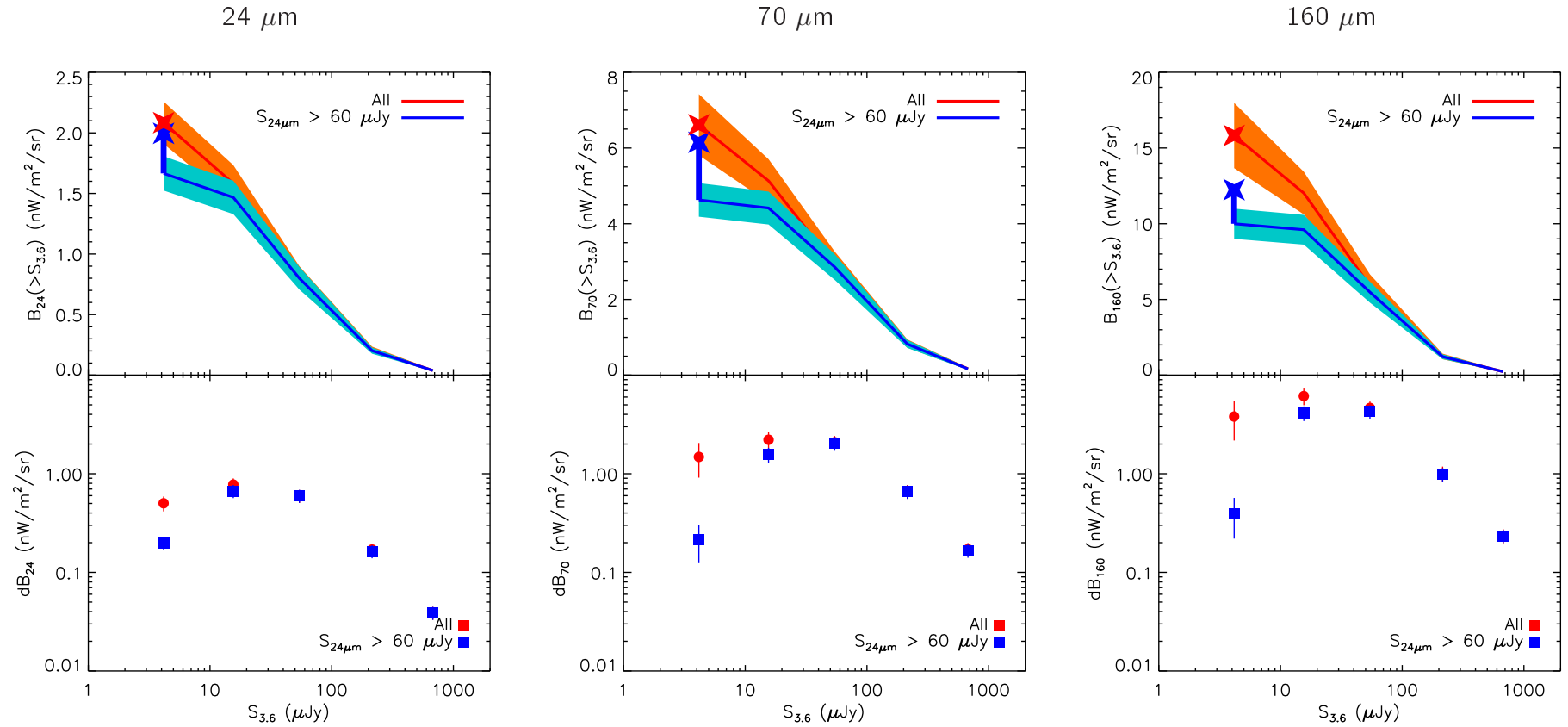


Figure IV.14 – Contribution différentielle (en bas) et intégrale (en haut) des sources sélectionnées à 3.6 μm uniquement (en rouge) et des sources détectées à 3.6 et à 24 μm (en bleu) au fond diffus infrarouge à 24, 70 et 160 μm (respectivement de gauche à droite). Les étoiles rouges (bleues) représentent les estimations totales des contributions des sources $S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$ (et détectées à 24 μm) au fond infrarouge. Le trait vertical bleu dans les graphs du haut correspond à la contribution des sources détectées à 24 μm uniquement.

$S_{3.6}$ (μJy)	N_{det24}	N_{all}	Comp.	$\langle S_{\text{det24}} \rangle$ (μJy)	$\langle S_{\text{nodet24}} \rangle$ (μJy)	$\langle S_{\text{all}} \rangle$ (μJy)	B_{det24} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)	B_{all} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)
$500 < S_{3.6} < 10000$	35	73	1.00	1988.29 ± 299.04	1.97 ± 390.47	954.32 ± 144.08	0.04 ± 0.01	0.04 ± 0.01
$120 < S_{3.6} < 500$	329	934	0.99	886.95 ± 133.39	20.15 ± 105.13	325.48 ± 49.29	0.16 ± 0.02	0.17 ± 0.03
$30 < S_{3.6} < 120$	4176	7274	0.96	247.61 ± 37.34	-0.90 ± 71.28	141.77 ± 21.50	0.60 ± 0.09	0.60 ± 0.09
$8 < S_{3.6} < 30$	7801	18491	0.87	133.20 ± 20.21	16.01 ± 22.76	65.45 ± 10.02	0.67 ± 0.10	0.78 ± 0.12
$2 < S_{3.6} < 8$	2026	29543	0.66	115.54 ± 18.23	13.02 ± 3.94	20.05 ± 3.45	0.20 ± 0.03	0.50 ± 0.09

$S_{3.6}$ (μJy)	N_{det24}	N_{all}	Comp.	$\langle S_{\text{det24}} \rangle$ (mJy)	$\langle S_{\text{nodet24}} \rangle$ (mJy)	$\langle S_{\text{all}} \rangle$ (mJy)	B_{det24} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)	B_{all} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)
$500 < S_{3.6} < 10000$	35	73	1.00	25.07 ± 3.89	0.71 ± 5.17	12.37 ± 1.94	0.17 ± 0.03	0.17 ± 0.03
$120 < S_{3.6} < 500$	329	934	0.99	10.56 ± 1.64	0.06 ± 1.26	3.72 ± 0.59	0.66 ± 0.10	0.66 ± 0.10
$30 < S_{3.6} < 120$	4176	7274	0.96	2.46 ± 0.39	0.08 ± 0.76	1.45 ± 0.23	2.03 ± 0.32	2.08 ± 0.33
$8 < S_{3.6} < 30$	7801	18491	0.87	0.90 ± 0.16	0.28 ± 0.22	0.54 ± 0.11	1.56 ± 0.27	2.21 ± 0.46
$2 < S_{3.6} < 8$	2026	29543	0.66	0.37 ± 0.15	0.16 ± 0.07	0.17 ± 0.07	0.21 ± 0.09	1.48 ± 0.57

$S_{3.6}$ (μJy)	N_{det24}	N_{all}	Comp.	$\langle S_{\text{det24}} \rangle$ (mJy)	$\langle S_{\text{nodet24}} \rangle$ (mJy)	$\langle S_{\text{all}} \rangle$ (mJy)	B_{det24} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)	B_{all} ($\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$)
$500 < S_{3.6} < 10000$	35	73	1.00	80.98 ± 12.65	-0.50 ± 17.43	38.52 ± 6.77	0.23 ± 0.04	0.23 ± 0.04
$120 < S_{3.6} < 500$	329	934	0.99	35.68 ± 5.62	0.34 ± 4.68	12.79 ± 2.30	0.99 ± 0.16	1.00 ± 0.18
$30 < S_{3.6} < 120$	4176	7274	0.96	11.72 ± 1.85	1.45 ± 3.75	7.35 ± 1.19	4.26 ± 0.67	4.65 ± 0.75
$8 < S_{3.6} < 30$	7801	18491	0.87	5.49 ± 0.93	1.95 ± 1.33	3.44 ± 0.66	4.12 ± 0.70	6.13 ± 1.18
$2 < S_{3.6} < 8$	2026	29543	0.66	1.53 ± 0.68	0.98 ± 0.47	1.01 ± 0.43	0.39 ± 0.17	3.80 ± 1.63

 Table IV.5 – Résultats du stacking à 24, 70 et 160 μm .

	24 μm	70 μm	160 μm
$S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$	2.08 ± 0.17	6.6 ± 0.8	15.8 ± 2.2
$S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$ et détecté à 24 μm	1.67 ± 0.14	4.6 ± 0.4	10.0 ± 1.0
Détecté seulement à 24 μm	0.33 ± 0.05	1.5 ± 0.3	2.3 ± 0.4
$S_{3.6} > 2 \mu\text{Jy}$ et $S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$	2.00 ± 0.15	6.2 ± 0.5	12.3 ± 1.1
Dole et al. (2006) mis à jour ($S_{24} > 60 \mu\text{Jy}$)	1.93 ± 0.23	5.9 ± 0.9	13.9 ± 2.1
Modèle Lagache et al. (2004)	2.7	6.4	15.4

Table IV.6 – Contribution au CIB à 24, 70 et 160 μm de différents échantillons. Les valeurs sont données en $\text{nW}/\text{m}^2/\text{sr}$.

galaxies sélectionnées à 3.6 μm et non détectées à 24 μm pourraient se trouver à plus grand redshift que les galaxies détectées uniquement à 24 μm et leur émission infrarouge serait alors décalée vers les grandes longueurs d'onde, d'où une contribution plus importante dans l'infrarouge lointain.

Enfin, nos résultats ne semblent pas confirmer ceux de Wang et al. (2006) qui avaient suggéré l'existence d'une population de galaxies locales froides pour expliquer la grande contribution des galaxies sélectionnées dans l'infrarouge proche ($S_{3.6} \gtrsim 2 \mu\text{Jy}$), par rapport aux galaxies sélectionnées à 24 μm , au fond infrarouge à 850 μm . En effet nous n'observons pas une si grande différence ($\sim 30\%$) entre les contributions de ces deux populations au fond à 160 μm . De plus, nous avons montré ici que le stacking pouvait être énormément biaisé par les effets de corrélations spatiales des galaxies. Or ces effets n'ont pas été pris en compte par Wang et al. (2006). Ils ont toutefois étudié si leurs résultats étaient modifiés par la soustraction des sources brillantes à 850 μm préalablement à l'étape de stacking. La table 3 de cette étude montre que les différences peuvent être importantes (presque un facteur 2) ce qui laisse penser que des effets de corrélation spatiale biaisent considérablement leurs résultats.