Ecole Doctorale d'Astronomie et d'Astrophysique
d'Ile de France

THÈSE

présentée pour obtenir
le grade de

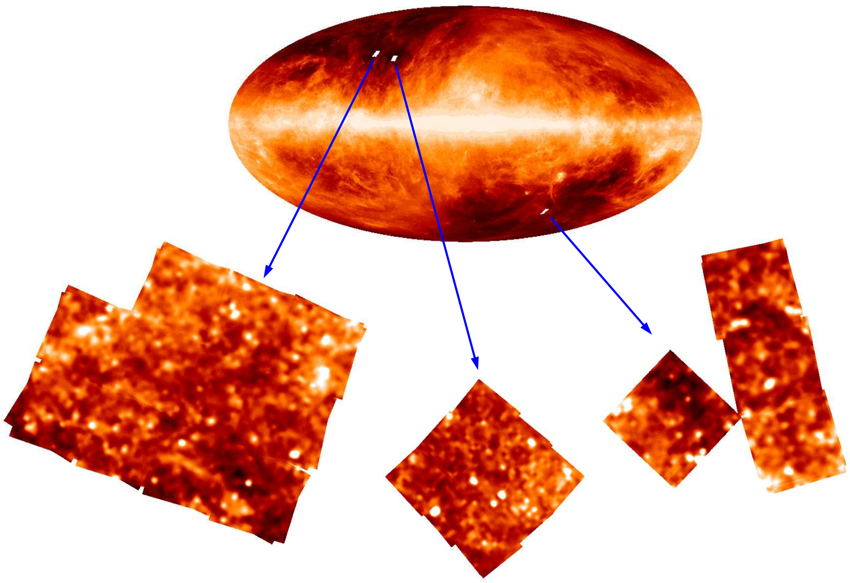
DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ DE PARIS-SUD XI
spécialité : ASTROPHYSIQUE ET TECHNIQUES SPATIALES

par

HERVÉ DOLE

L'ÉVOLUTION DES GALAXIES INFRAROUGES

des observations cosmologiques avec ISO à une modélisation de l'infrarouge moyen au submillimétrique



Soutenue le 23 Octobre 2000
à l'Institut d'Astrophysique Spatiale, Orsay

Ecole Doctorale d'Astronomie et d'Astrophysique
d'Ile de France

THÈSE

présentée pour obtenir
le grade de

DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ DE PARIS-SUD XI
spécialité : ASTROPHYSIQUE ET TECHNIQUES SPATIALES

par

HERVÉ DOLE

L'ÉVOLUTION DES GALAXIES INFRAROUGES

des observations cosmologiques avec ISO à une modélisation de l'infrarouge moyen au submillimétrique

Soutenue le 23 Octobre 2000 devant le jury :

Guillaume	Pineau des Forêts	Président
Charles	Beichman	Rapporteur
François	Hammer	Rapporteur
François-Xavier	Désert	Examinateur
Bruno	Guiderdoni	Examinateur
Jean-Loup	Puget	Directeur de thèse

A la mémoire de mon père, Bernard Dole

A la mémoire de Richard Gispert

Avant-propos

J'ai commencé cette thèse avec Richard Gispert en octobre 1997 à l'Institut d'Astrophysique Spatiale sur le thème des avant-plans galactiques et extragalactiques, dans le but de mieux les modéliser pour ensuite les soustraire des données du satellite Planck. L'arrivée des données ISO et leur intérêt cosmologique ont changé le thème de ma recherche en l'axant sur l'étude des galaxies et du fond extragalactique infrarouge.

Avant cela, j'ai rencontré Jean-Loup Puget en 1995-1996 lors de mon année de DEA à l'IAP - Paris VI, qui m'a vite fait passer son virus très communicatif de travailler sur la thématique de Planck. Il m'a alors présenté Richard.

Richard m'a accueilli un an à l'IAS en tant qu'Objecteur de Conscience entre octobre 1996 et septembre 1997 (la mort de mon père et ma situation qui en a résulté ont diminué mon temps de service). J'étais chargé de la maintenance du système informatique et ai participé à des travaux de reprojection de données infrarouges spatiales (IRAS, COBE, Planck). C'est à cette époque que Richard m'a tout appris autant sur les ruses de l'administration système Unix que sur les subtilités des projections gnomoniques et les délices d'IDL. Il m'a beaucoup aidé en me donnant par exemple la responsabilité de cours d'informatique à l'IUP.

Pendant ma thèse j'ai beaucoup apprécié la bi-direction très complémentaire de Richard et Jean-Loup. Richard a toujours été à mon écoute, m'a beaucoup appris, et m'a donné des conseils très pertinents. J'ai beaucoup apprécié par ailleurs ses qualités humaines, d'autant que nous partagions le même intérêt pour la musique baroque et la vulgarisation par exemple.

Richard est décédé le 9 août 1999 à 47 ans de manière complètement inattendue. Ce choc pour nous tous a été difficile à surmonter. Jean-Loup a poursuivi seul la direction de ma thèse, avec beaucoup d'enthousiasme et d'efficacité, malgré la disparition de Richard et les nombreuses responsabilités qui lui incombent.

Cette thèse présente mon travail scientifique effectué pendant ces trois années à l'IAS, mais mon activité pendant cette période n'a pas été uniquement celle d'un chercheur, mais bien celle d'un *enseignant-chercheur*, puisque j'ai obtenu un chapeau de moniteur à l'Université Paris XI. Cette activité d'enseignement, outre le fait qu'elle m'ait beaucoup plu et apporté, est très valorisante, équilibrante et complémentaire de l'activité de recherche. J'ai ainsi eu la joie d'enseigner la physique dans diverses filières, essentiellement en DEUG.

Puisse cette dualité équilibrante recherche-enseignement continuer.

Je me suis aussi investi dans la vulgarisation en donnant plus d'une dizaine de conférences par an et en rédigeant ou en participant à la rédaction d'articles dans la presse.

Remerciements

La thèse constitue une expérience intense, passionnante et marquante. Grâce à Richard, Jean-Loup, et Guilaine, elle a été de plus agréable, vivante, et excitante. Qu'il s'agisse de science ou d'états d'âmes, nous avons beaucoup partagé : joies (voir les premières cartes FIRBACK se compléter), traversée du désert (cartes, transitoires, photométrie des sources), excitation (fonctionnement du modèle dans la chambre d'hôtel quelques heures avant sa preśentation), soulagement (après avoir intéressé le public transi de froid lors d'une conférence de vulgarisation), petits rien (un programme qui fonctionne). Merci pour toute cette énergie, ces idées, ces intuitions. Je souhaite à tous les thésards d'avoir le même encadrement et la même interaction dont j'ai bénéficié.

Merci aux membres du jury, Chas, François, Xavier, Bruno et Guillaume pour les discussions intéressantes et les questions pas trop embarassantes posées lors de la soutenance (!). Merci de plus à Chas et à François d'avoir décortiqué mon manuscrit en deux semaines et d'avoir fait des remarques constructives qui m'ont bien aidées.

La partie observationnelle de ce travail repose en grande partie sur le relevé profond, effectué avec le satellite ISO, FIRBACK, qui a été possible grâce à la collaboration menée par Jean-Loup. Qu'elles soient remerciées ici pour avoir rendu ce projet possible, ainsi que pour les agréables dicussions ou amicaux conseils, en particulier : François Bouchet, François-Xavier Désert, Bruno Guiderdoni, Martin Harwit, Rene Laureijs, Dietrich Lemke, Alan Moorwood, Seb Oliver, Bill Reach, Manfred Stickel, et aussi François Boulanger, Paulo Ciliegi, Pierre Cox, George Helou, Uwe Herbstmeier, Alain Omont, François Pajot, Lister Staveley-Smith, François Viallefond. Merci aussi à Martin Kessler.

Emilie, Marc-Antoine, Bertrand, Aurélie, Michel, Marc, Laurent, Karine, Stéphane, Philippe, Francine, Hervé, Guillaume, Sujit, Manu et les autres ont partagé avec moi les joies et les angoisses d'être thésard à l'IAS. Certains ont même subi avec le sourire ma tyrannie expansionniste dans le bureau ou sur les murs.

A l'IAS où l'accueil a été parfait, j'ai apprécié les discussions (et/ou rigolades) avec Alain Abergel, Nabila Aghanim, Christophe Balland, Jean-Philippe Bernard, Jean-Pierre Bibring, Patrick Boumier, Diego Cesarsky, Maryse et Jacques Charra, Noel Coron, Catherine et Bernard Cougrand, Alain Coulais, Gérard Dambier, Pierre de Marcillac, Valérie Demuyt, Claude Emercich, Pascal Eng, Stéphane Erard, Olivier Forni, Guy Guyot, Louis d'Hendecourt, Patricia Jeauneau, Anthony Jones, Jean-Michel Lamarre, Alain Léger, Bernadette Leriche, Georges Levanti, Claude Mercier, Koryo Okumura, Renée Prangé, Ghislaine Renoux, Alain Soufflot, Jean-François Sygnet, Laurent Verstraete et bien d'autres.

Merci aux personnes de l'administration, des services techniques et de l'informatique de l'IAS pour permettre le bon fonctionnement du laboratoire, qu'il s'agisse de fabriquer des détecteurs et de les tester pour qu'ils nous donnent de superbes données, de maintenir le réseau, ou de nous permettre de partir en mission.

Mes collègues enseignant-chercheurs à Orsay m'ont fait apprécier l'enseignement tout en me conseillant pertinement, merci à eux : Antoine Valance, François Naulin, Julien Bobroff, Alain Sarfati, Jean-Claude Roynette, Karine Bocchialini, David Ros, Sandra Bouneau, Sydonie Aim, Lucien Berreby, Eric Quirico. Mes étudiants, outre le mérite de m'avoir supporté, ont été sympatiques, vivants, patients et m'ont permis de tester et d'affiner ma pédagogie, voire de me faire (re)plonger dans les bases de la physique, tout cela me servant encore quotidiennement ; merci et bon vent à eux.

Certaines personnes ont eu un rôle déterminant avant le début de ma thèse, durant mon parcours universitaire pour me donner confiance ou me soutenir dans les moments difficiles, qu'elles en soient ici remerciées : Pierre Encrenaz, Lucette Bottinelli, Lucienne Gouguenheim, Michele Gerbaldi, Gilles Theureau, Hélène Sol, Nicolas Mauron.

Un grand merci aussi à celles et ceux rencontrés lors d'observations, colloques, écoles ou réunions et qui ont illuminé de leur présence ces moments : Griet, Jasmina, Frédéric, Charlotte, Sybille, Laurent, Christophe, Sophie, Véronique, Ludovic, Ayoub, Hector, Dario, Kate, Etienne, Attila, Hector, Andrew, Ignacio, Julien.

Merci à mes amis proches : Isa et Ivan (+ Pierre), Karelle et Philippe, Pascal et Florence, Charlotte, Marie-Jeanne, Hélène et JC, Renaud et Nathalie. Merci à mes amis d'*aphélie* : Nicolas, Denys, Michel, Bernard, Daniel, Raphael, Jean-Marc, Wing-Fai. Malgré les nuages à Saint-Erme pour la totalité de l'éclipse, cette aventure humaine restera longtemps dans nos mémoires.

Un clin d'oeil au membres motivés d'ADDOC, qui par leur action à Orsay et sur le plan national pour les doctorants et les jeunes docteurs, font avancer favorablement les choses. Bravoà Guillaume en particulier.

Je n'en serais pas arrivé à ce point sans le soutien constant de mes proches : Caroline, ma mère, feu mon père et Jean-Pierre.

Une pensée au génie de Jean-Baptiste Lully, Henry Purcell, Claudio Monteverdi, Eustache Du Caurroy, Jean-Philippe Rameau, Marc-Antoine Charpentier, Jean Sébastien Bach, Wolfgang A. Mozart, de leurs successeurs et de leurs interprètes – en particulier William Christie et les Arts Florissants – qui m'a inspiré pendant toutes ces années et en particulier durant la rédaction de ce manuscrit.

Table des matières

Introduction Générale

LES origines de l'Univers, ainsi que les beautés du ciel nocturne, ont toujours fasciné l'humanité. À toutes les époques les civilisations ont developpé, selon leur culture, des cosmogonies différentes, traditionnelles, religieuses ou encore philosophiques, en même temps que progressaient la description et la connaissance de l'Univers observable, la curiosité aidant.

Au $XX^{ème}$ siècle nait la cosmologie physique, que l'on appelle aujourd'hui simplement cosmologie, qui consiste en l'étude de l'Univers et de son évolution dans son ensemble. Comme toute science, elle évolue, au gré des découvertes observationnelles et/ou théoriques, jonglant entre des prédictions de phénomènes ensuite observés ou non, et des observations conduisant à des confirmations ou à des découvertes inattendues.

Depuis plus d'une décennie, les avancées technologiques ont permis d'augmenter la surface collectrice des télescopes, la résolution spatiale et la sensibilité des détecteurs, la capacité de traitement, d'analyse, d'archivage et de circulation de l'information. En particulier, l'accès à l'espace a permis d'ouvrir de nouvelles fenêtres spectrales comme l'infrarouge moyen et lointain, sans parler des retombées industrielles et quotidiennes qu'il a induit.

Les acteurs de la cosmologie observationnelle ont ainsi vécu une période excitante de grandes avancées dans le sondage de plus en plus profond et panchromatique de l'Univers et dans l'observation et la compréhension de ses différentes composantes astrophysiques, de la poussière dans le Système Solaire ou dans notre Galaxie aux fluctuations du fond cosmologique, en passant par l'émission des galaxies et des amas. La période qui débute sera probablement plus excitante encore, tant de questions restent ouvertes et tant les nouveaux instruments en train d'être construits ou définis promettent d'être performants.

Un des domaines en pleine mutation concerne l'étude de la formation et de l'évolution des galaxies. Dans un Univers en expansion, les structures se forment (super amas, amas de galaxies, et galaxies) et évoluent selon leur masse et en fonction du voisinage (interactions) et des conditions globales (température, rayonnement). Les galaxies de l'Univers local sont le résultat d'une évolution cosmologique, encore assez mal comprise.

Le moyen de comprendre l'évolution des galaxies, c'est-à-dire l'évolution des propriétés des galaxies à chaque époque cosmologique, consiste à sonder l'Univers avec des relevés à grande surface pour disposer d'un nombre suffisant d'objets pour des études statistiques, et à plusieurs longueurs d'onde pour ne pas être dominé par exemple par l'évolution d'une seule population de galaxies.

Pour des raisons technologiques, les premières mises en évidence d'évolution des galaxies ont été observées dans le domaine optique et radio. Nous avons maintenant accès au domaine infrarouge et submillimétrique, grâce essentiellement aux satellites IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*, 1983), COBE (*Cosmic Background Explorer*, 1989) et ISO (*Infrared Space Observatory*, 1995), et à l'instrument SCUBA (*Submillimeter Common User Bolometer Array*, 1997) placé au JCMT (*James Clerck Maxwell Telescope*) à Hawaii, et au domaine millimétrique grâce à l'instrument MAMBO (*Max-Planck Millimeter Bolometer array*, 1998) placé à l'antenne de 30m de l'IRAM (*Institut de Radioastronomie Millimétrique*).

Pourquoi le domaine infrarouge et submillimétrique est-il si intéressant et complémentaire des autres domaines spectraux ?

La poussière, omniprésente dans notre Galaxie sous forme diffuse ou dans les régions denses de formation stellaire, est chauffée par le champ de rayonnement stellaire (étoiles enfouies en formation, ou étoiles à proximité) et acquiert une température qui se situe environ entre 15 et plusieurs centaines de Kelvins, selon la nature des particules et du champ de rayonnement. Ainsi, la poussière est opaque au rayonnement visible, mais émet dans le domaine infrarouge et submillimétrique entre 1 μm et 1 mm. Le processus de formation stellaire ayant lieu dans des cocons de poussière, les galaxies qui forment des étoiles émettent naturellement dans le domaine infrarouge et submillimétrique, alors que le rayonnement UV et visible sera en grande partie absorbé.

Notre Galaxie émet environ 30% de son énergie dans le domaine infrarouge et submillimétrique ; il en est de même en moyenne dans l'Univers local. La distribution spectrale d'énergie typique d'une galaxie comporte donc deux pics, l'un dans le domaine visible correpondant aux populations stellaires, l'autre dans l'infrarouge lointain correspondant à la présence de poussière et à la formation d'étoiles.

A mesure que l'on observe des galaxies lointaines (ou jeunes), deux effets interviennent et accroissent l'importance du domaine infrarouge et submillimétrique : l'augmentation du taux de formation d'étoile couplé à la présence de poussières, et l'effet de décalage vers le rouge, ou *redshift*, dû à l'expansion de l'Univers.

Plus de la moitié du rayonnement d'une étoile massive est absorbé par les poussières, compte-tenu de sa courte durée de vie qui ne lui permet pas d'éjecter rapidement le cocon de poussière qui l'a formée. Les galaxies à plus grand redshift, pouvant contenir plus de poussière que localement, produisent plus d'étoiles que les galaxies locales (en partie à cause des interactions plus nombreuses) de sorte qu'une plus grande partie du rayonnement est réemise dans l'infrarouge et le submillimétrique, parfois jusqu'à plus de 90% : le rayonnement infrarouge devient un traceur de la formation d'étoiles.

Le redshift a pour effet de décaler le spectre d'émission d'une galaxie : un observateur terrestre observera d'une galaxie située au redshift z son spectre décalé vers le rouge selon un facteur $(1+z)$. Ainsi, le pic d'émission à 80 μm dans le référentiel au repos sera observé à 160 μm si la galaxie se situe à $z = 1$.

Le domaine infrarouge et submillimétrique permet donc d'observer *les galaxies infrarouges*, qui émettent l'essentiel de leur énergie dans ce domaine, de sonder la formation d'étoiles à grand redshift, ce qui est complémentaire par exemple du domaine UV visible qui permet de sonder des systèmes contenant peu de poussière. Ce domaine permet aussi d'étudier *le fond extragalactique*, qui est un rayonnement de fond isotrope dû à l'accumulation sur la ligne de visée des émissions de toutes les galaxies, et dont l'intérêt cosmologique est essentiel, puisqu'il intègre toute l'évolution des galaxies.

Depuis 1996, de grands relevés cosmologiques ont été effectués à 7 et 15 μm avec ISOCAM, la caméra à bord d'ISO, à 60, 90 et 170 μm avec ISOPHOT, le photomètre à bord d'ISO, et à 850 μm avec SCUBA. Ces relevés consistent à couvrir la plus grande surface avec la sensibilité la meilleure, afin de détecter les galaxies en nombre suffisant pour que la caractérisation de l'évolution soit la plus fiable possible, et pour résoudre la plus grande fraction possible du fond extragalactique.

Mon travail de thèse a consisté à traiter et analyser les données du relevé couvrant le plus de surface et le plus profond jamais effectué à 170 μm, appelé FIRBACK, puis à modéliser l'évolution des galaxies de manière phénoménologique en utilisant les contraintes observationnelles de tout le domaine infrarouge et submillimétrique, et enfin à participer à l'effort de suivi multi-longueur d'onde des sources FIRBACK.

Je présente, dans le premier chapitre, l'état de nos connaissances concernant le fond extragalactique à toutes les longueurs d'ondes, ainsi que sur la nature des sources qui y contribuent dans le domaine infrarouge et submillimétrique. La chapitre 2 est consacré aux observations du relevé FIRBACK, à ISO et à PHOT, ainsi qu'à l'explication des spécificités des observations en infrarouge lointain, alors que le chapitre 3 expose dans les détails le traitement des données et leur étalonnage définitif. L'analyse du relevé FIRBACK est proposée dans le chapitre 4, avec les simulations, le catalogue final de sources, et les comptages. Le modèle d'évolution des galaxies infrarouges, utilisant les contraintes observationnelles issues de FIRBACK mais aussi de tous les autres relevés profonds est exposé dans le chapitre 5, ainsi que des prédictions pour les comptages qu'observeront les prochains instruments spatiaux ou terrestres : SIRTF (*Space Infrared Telescope Facility*) de la NASA lancé début 2002, FIRST (*Far Infrared and Submillimeter Space Telescope*) et Planck de l'ESA, lancés en 2007. Enfin je conclus et présente les nombreuses perspectives de ce travail ; SIRTF tient une place importante à court terme puisque mon séjour post-doctoral a lieu à l'University of Arizona dans l'équipe qui a fabriqué MIPS (*Multiband Imaging Photometer for SIRTF*), et concerne la préparation et l'analyse des relevés cosmologiques du temps garanti.

Il est à noter que tous les résultats de ce travail (papiers, courbes, tables, code, données), et plus généralement tout ce qui concerne FIRBACK, est (ou sera prochainement) disponible en ligne à l'adresse `http://wwwfirback.ias.u-psud.fr`.

Chapitre 1

Introduction : l'évolution des galaxies infrarouges

Sommaire

COMMENT évoluent les galaxies, et comment observer cette évolution ?

L'évolution des galaxies est le changement de propriétés (composition, rayonnement, ...) des galaxies en fonction du redshift.

Les modèles proposent plusieurs scenarii de formation et d'évolution des galaxies avec des paramètres libres, mais jusqu'à récemment les observations n'étaient pas en mesure de valider ou d'écarter les différentes familles de modèles.

Pour des raisons technologiques, les premières mises en évidence d'évolution des galaxies ont été observées dans le domaine optique et radio. Avec l'avènement de recepteurs de plus en plus sensibles équipant les télescopes optiques au sol de la classe des 4 mètres, puis de 8 mètres et plus, du télescope spatial, des antennes radio centimétriques, millimétriques et submillimétriques, et des telescopes spatiaux infrarouges, X et gamma, ainsi que des moyens d'analyse, d'archivage et de diffusion de l'information, il est devenu possible de sonder l'Univers de plus en plus profond à toutes les longueurs d'ondes. Les grands relevés (parfois sur toute la surface du ciel) permettent d'avoir assez de statistique pour quantifier cette évolution.

La vision panchromatique est essentielle pour tenter de comprendre globalement les mécanismes d'évolution, car une observation monochromatique n'est pas suffisante pour contraindre convenablement les modèles.

Les galaxies infrarouges, détectées pour la première fois par le satellite IRAS (Neugebauer et al., 1984; Soifer et al., 1984), ont la particularité d'émettre l'essentiel de leur énergie dans le domaine infrarouge et submillimétrique (entre 1 μm et 1 mm) à cause de la présence de poussière et de formation d'étoiles et/ou de trou noir. Etudier leur évolution permet de sonder l'évolution des galaxies qui produisent le plus d'étoiles et donc de remonter par exemple au taux de formation d'étoiles global. En effet, l'émission étendue dans l'infrarouge est un traceur du taux de formation d'étoiles (Puget, 1985), puisque les étoiles massives, qui ont un temps de vie de l'ordre de 10^6 ans, ont une luminosité jusqu'à $10^6 L_\odot$: durant une fraction notable de cette courte période, l'étoile chauffe son environnement (le nuage moléculaire qui lui a donné naissance), qui réémet ensuite dans l'infrarouge lointain.

Ce chapitre propose une revue de nos connaissances concernant l'évolution des galaxies, en faisant en particulier le point sur le fond extragalactique à toutes les longueurs d'ondes. Je montre l'importance et la complémentarité par rapport aux autres domaines spectraux du domaine infrarouge et submillimétrique, et je poursuis avec une description des relevés profonds et de leurs principaux résultats dans l'infrarouge et le submillimétrique.

1.1 Le fond extragalactique

Qu'est-ce que le fond extragalactique ? Il s'agit d'un rayonnement de fond isotrope dû à l'émission de toutes les galaxies. En pointant un instrument sur un endroit donné du ciel, il sera capable de résoudre des galaxies individuelles, mais pourra en principe détecter également ce rayonnement de fond créé par les autres galaxies non résolues. Ce rayonnement est d'un intérêt cosmologique considérable puisqu'il contient de l'information sur toute l'histoire de l'évolution des galaxies. Une grande partie de l'énergie de ce fond étant contenue dans le domaine infrarouge (voir plus bas), il est aussi appelé fond extragalactique infrarouge (CIB en anglais, *Cosmic Infrared Background*), ou encore rayonnement de fond extragalactique (EBL en anglais, *Extragalactic Background Light*). J'utiliserai souvent l'abréviation CIB pour fond extragalactique

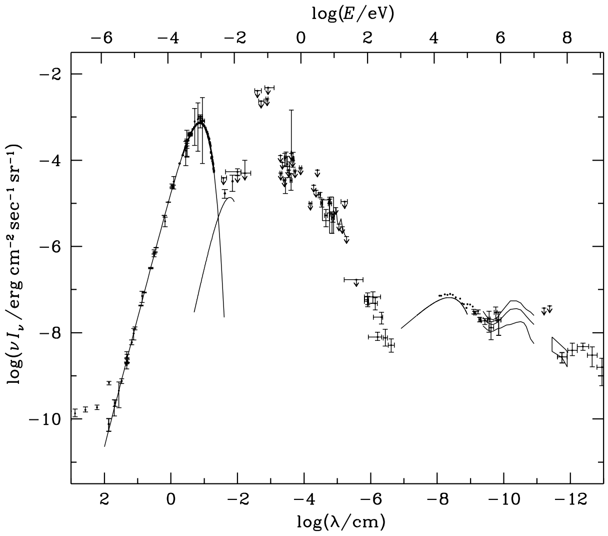


FIG. *1.1: Les contributions majeures en rayonnement dans l'Univers : le fond cosmologique (CMB) et le fond extragalactique, qui s'étend du domaine submillimétrique aux rayons X (figure de D. Scott).*

infrarouge. Notons que ce rayonnement est différent du rayonnement cosmologique, aussi appelé fond diffus cosmologique (ou CMB en anglais, *Cosmic Microwave Background*), qui a été émis à la recombinaison, alors que l'Univers avait une température d'environ 3000 K, et qui reproduit à 10^{-5} près un spectre de corps noir de température $T = 2.726 \pm 0.010$ K (Mather et al., 1994, mesures de COBE / FIRAS). Le CMB constitue la plus importante contribution au rayonnement de fond de l'Univers, suivi par le fond extragalactique. La figure 1.1 montre ces deux contributions, en représentation νI_ν.

Prédit par Partridge & Peebles (1967), puis Low & Tucker (1968) en prennant en compte le rôle de la poussière (puis par d'autres auteurs comme Setti & Woltjer (1970); Stecker et al. (1977); Sunyaev et al. (1978); Bond et al. (1991)), le fond extragalactique a été découvert par Désert et al. (1995) et Puget et al. (1996) dans les données FIRAS du satellite COBE entre 170 μm et 5 mm, après plusieurs tentatives ayant conduit à la détermination de limites supérieures (Mather et al., 1994, et references dans ce papier par exemple). Plusieurs travaux ont ensuite confirmé cette découverte (Guiderdoni et al., 1997; Fixsen et al., 1998; Hauser et al., 1998; Schlegel et al., 1998; Lagache et al., 1999, 2000). Les valeurs les plus précises du fond extragalactique à 100, 140 et 240 μm peuvent être trouvées dans Lagache et al. (1999, 2000).

La figure 1.2 montre le spectre du fond extragalactique du domaine UV au submillimétrique, tiré de Gispert et al. (2000) : les mesures directes proviennent de COBE FIRAS et DIRBE, les limites inférieures des comptages de galaxies, et les limites supérieures soit de mesures indirectes comme les observations dans le domaine des rayons γ, soit d'anciennes détermination (avec

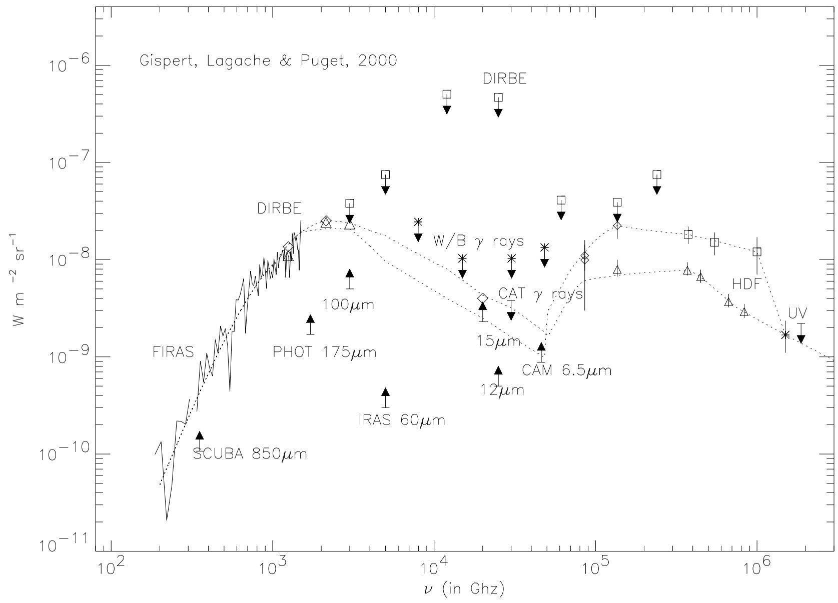


FIG. *1.2: Le spectre du fond extragalactique infrarouge, tiré de Gispert et al. (2000).*

DIRBE par exemple).

En utilisant un ajustement du spectre du fond, indiqué par les tirets, Gispert et al. (2000) obtiennent les contributions en énergie dans deux domaines spectraux :

- domaine UV / visible ($\lambda < 6\,\mu$m) : de 20 à 41 $nW\,m^{-2}\,sr^{-1}$ pour E(UV/vis)
- domaine infrarouge / submillimétrique ($\lambda > 6\,\mu$m) : de 40 à 52 $nW\,m^{-2}\,sr^{-1}$ pour E(IR/submm)

Le rapport E(IR)/E(vis) de l'énergie entre l'infrarouge et le submillimétrique d'une part, et l'UV et le visible d'autre part du CIB varie entre 1 et 2.6, alors que ce rapport est de l'ordre de 0.3 dans l'Univers local (Soifer & Neugebauer, 1991, mesuré avec IRAS).

L'accroissement de ce rapport entre l'Univers local et le CIB, qui, rappelons-le, intègre toute l'histoire de l'évolution des galaxies, pourrait s'expliquer de façon simple. En effet, l'émission UV / visible des galaxies est décalée vers le rouge avec l'expansion de l'Univers, augmentant ainsi le rapport E(IR/submm)/E(UV/vis) par rapport aux galaxies locales. Cependant cet effet n'est pas suffisant pour expliquer la valeur du rapport ainsi que la forme des deux pics distincts vers 100 μm et 0.6 μm, et du minimum vers 6 μm, il faut donc invoquer un autre phénomène. Ce rapport E(IR/submm)/E(UV/vis) élevé ne peut être expliqué que par un changement des propriétés des galaxies qui contribuent au fond infrarouge et visible. Ce changement est d'ailleurs observé : les niveaux du CIB à 15 μm et dans le visible sont comparables, mais les populations qui y contribuent sont différentes : dans le Hubble Deep Field North, un petit nombre de sources seulement domine le fond, alors que dans le visible un grand nombre de sources faibles constitue le fond (Aussel et al., 1999).

Le CIB semble donc être dominé par un petit nombre de sources de grande luminosité, qui ne sont pas des contreparties de spirales normales ni de galaxies irrégulières.

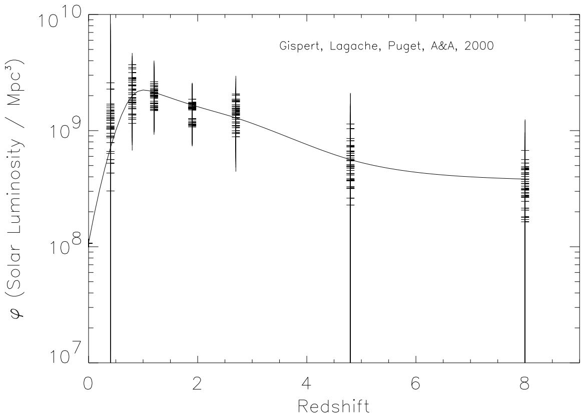


FIG. *1.3: La densité d'énergie en fonction du redshift, tirée de Gispert et al. (2000).*

Des travaux ont tenté de donner des contraintes sur l'évolution des galaxies, en particulier le taux de formation d'étoiles dans le domaines infrarouge et submillimétrique, à partir des valeurs du fond extragalactique (Rowan-Robinson et al., 1997; Harwit, 1999; Lilly et al., 1999; Pei et al., 1999, par exemple) ou dans d'autres domaines spectraux (Madau et al., 1996; Steidel et al., 1999; Mobasher et al., 1999; Madau & Pozzetti, 2000; Haarsma et al., 2000, par exemple dans l'UV/visible ou la radio). L'un des plus récents travaux, Gispert et al. (2000), propose d'ajuster le fond extragalactique entre 100 μm et 5 mm avec un spectre moyen de galaxie infrarouge. Ils obtiennent l'évolution de la densité d'énergie en fonction du redshift, qui donne l'évolution du taux de formation d'étoile (SFR) en fonction du redshift avec par exemple la relation $\frac{SFR}{M_\odot yr^{-1}} = \frac{L_{IR}}{7.7\times 10^{19} L_\odot}$ (Guiderdoni et al., 1998). Leur résultat (figure 1.3), pertinent pour donner des contraintes entre $z = 1$ et 3, est en accord avec les autres déterminations effectuées dans le domaine submillimétrique pour les redshifts supérieurs à 3, et en optique et infrarouge pour les redshifts inférieurs à 1. Il est à noter que les taux de formation d'étoile à grand redshift déduits à partir du domaine UV / visible sont sous-estimés à cause de l'absorption par les poussières : les auteurs appliquent alors en général des facteurs de correction jusqu'à 4.7 (Steidel et al., 1999).

1.1.1 La nature du fond extragalactique X

Le fond extragalactique X est résolu en sources à hauteur d'environ 80% à 1 keV dans les observations profondes de ROSAT (Hasinger et al., 1998), et confirmé dans le domaine des X durs (2 - 10 KeV) par des observations récentes de Chandra (Mushotzky et al., 2000) et d'XMM. Même s'il n'est pas complètement compris, puisque le spectre relativement plat des AGN[1] de type 1 présentant peu d'absorption explique le fond entre 1 et 10 keV mais pas le pic du fond vers 30 keV, le fond X est probablement la superposition d'AGN de type 1 et de type 2, ces derniers étant largement obscurcis par la présence de poussière.

Un problème récent concerne la relation entre le fond X et le fond submillimétrique, étant donné que les AGN de type 2, obscurcis par un tore de poussière et de gaz moléculaire, devraient rayonner une partie de l'émission X dans le domaine de l'infrarouge lointain si l'objet est proche, et dans le submillimétrique si l'objet est redshifté. Les récentes observations profondes menées à 850 μm par SCUBA et dans la gamme des X durs 2-10 KeV par Chandra montrent que la contribution des AGN obscurcis est faible dans le domaine submillimétrique (moins de 20%) et que réciproquement les sources submillimétriques contribuent pour moins de 10% au fond X. En effet, 10 des 11 sources Chandra ne sont pas détectées avec SCUBA par Severgnini et al. (2000) et Barger et al. (2000), et 23 des 24 sources SCUBA ne sont pas détectées avec Chandra par Severgnini et al. (2000).

Genzel et al. (1998) et Lutz et al. (1998) montrent par ailleurs que la formation d'étoile domine 80% des LIRGs[2], alors que la fraction d'AGN augmente avec la luminosité des objets pour atteindre 50% pour les ULIRG's[3]. Le fond X et submillimétrique sont donc probablement décorrelés (Barger et al., 2000; Severgnini et al., 2000).

1.1.2 La nature du fond extragalactique UV / visible

L'Univers a été sondé jusqu'à des redshifts de l'ordre de 1 avec des relevés spectroscopiques, tels que le CFRS, *Canada-France Redshift Survey* (Lilly et al., 1995). Les relevés profonds effectués avec le HST (*Hubble Space Telescope*), en particulier les HDF (*Hubble Deep Fields*) nord et sud (Williams et al., 1996; Ferguson et al., 2000) ont permis de sonder dans le domaine UV / visible des

[1] noyaux actifs de galaxie, ou *Active Galactic Nuclei*, galaxies dont la partie centrale abrite un trou noir et un disque ou tore d'accrétion autour

[2] galaxies infrarouges lumineuses, ou *Luminous Infrared Galaxies*, dont la luminosité totale dépasse $10^{11}\,L_\odot$

[3] galaxies infrarouges ultra lumineuses, ou *Ultra Luminous Infrared Galaxies*, dont la luminosité totale dépasse $3\times10^{12}\,L_\odot$. Il existe aussi des HLIRG's, pour *Hyper Luminous Infrared Galaxies*, dont la luminosité totale dépasse $3\times10^{13}\,L_\odot$ (Sanders & Mirabel, 1996).

sources jusqu'à une magnitude AB d'environ 29. Avec d'autres relevés, par exemple depuis le sol avec des télescopes de la classe des 4 m (Steidel et al., 1999), les galaxies détectées (suivies en spectroscopie en général au telescope Keck de 10m) présentent des redshifts jusqu'à environ 4.5.

Dans les relevés non spectroscopiques, la sélection des sources à grand redshift est obtenue en effectuant de l'imagerie dans au moins trois filtres parmi lequels U, B, V, R et I, et en utilisant la technique du *Ly-α drop out* (disparition Lyman α) qui sélectionne la discontinuité Ly-α redshiftée dans le visible et qui indique le redshift photométrique. La confirmation est obtenue par spectroscopie.

Le fond extragalactique dans le domaine visible est quasiment résolu avec les données des relevés HDF : Pozzetti et al. (1998) par exemple trouvent que les comptages s'aplatissent dans les 4 bandes de la WFPC2. Cet aplatissement indique que la convergence est quasiment atteinte et donc que le fond UV / visible est essentiellement résolu en sources.

Les sources qui constituent le fond UV / visible sont essentiellement des galaxies compactes (Ferguson et al., 2000). Les galaxies de faible brillance et de faible luminosité ne suffisent pas pour expliquer les excès de sources bleues dans les comptages.

1.1.3 Le fond extragalactique infrarouge et submillimétrique

Le fond extragalactique infrarouge, pour la première fois détecté dans les données FIRAS par Puget et al. (1996), est maintenant mesuré directement entre 140 et 240 μm dans les données de DIRBE (Hauser et al., 1998; Dwek et al., 1998) et entre 170 μm et 5 mm dans celles de FIRAS (Fixsen et al., 1998; Lagache et al., 1999, 2000), en utilisant une soustraction des avant-plans que constituent la lumière zodiacale et l'émission de notre Galaxie (Puget et al., 1996; Kelsall et al., 1998; Arendt et al., 1998; Lagache et al., 1999). Récemment, Lagache et al. (2000) ont mesuré le fond à 100 μm dans les données FIRAS en utilisant les données $H\alpha$ de WHAM (Wisconsin H-Alpha Mapper).

Si le CIB est maintenant directement mesuré dans le domaine infrarouge lointain et submillimétrique, des tentatives sont toujours menées pour le détecter directement dans le domaine de l'infrarouge proche et moyen (Dwek & Arendt, 1998; Gorjian et al., 2000, par exemple). Seules des limites inférieures et supérieures existent actuellement. Les limites inférieures proviennent des comptages de sources ISOCAM, et les limites supérieures des données DIRBE, mais également des données provenant du domaine γ.

Pour la première fois, les fluctuations dans le CIB ont été détectées par Lagache & Puget (2000) dans les données du premier champ du relevé profond FIRBACK (et maintenant dans toutes les données du relevé), alors que l'étude de Herbstmeier et al. (1998) sur les fluctuations des cirrus suite à Gautier et al. (1992) évoquait l'éventualité de fluctuations du CIB. Ces fluctuations sont confirmées dans le Lockman Hole par Matsuhara et al. (2000). Haiman & Knox (2000) proposent une étude théorique sur la forme du spectre de puissance des fluctuations.

En conclusion, la contribution la plus importante du fond extragalactique se situant dans le domaine infrarouge et submillimétrique, les observations dans ce domaine spectral promettent de donner des informations essentielles quant à la compréhension de l'évolution des galaxies.

1.1.4 La nature du fond extragalactique radio

Les observations profondes, avec le Very Large Array ou l'Australia Telescope Compact Array (Windhorst et al., 1993, 1995; Fomalont et al., 1997; Hopkins et al., 1998; Richards et al., 1998, 1999) atteignant $\simeq 15\mu Jy$[4] à 3.6 cm, montrent que la pente des comptages différentiels est de 2.3 ± 0.2. En observant les comptages de sources encore plus faibles jusqu'à $\simeq 2\mu Jy$, Partridge et al. (1997) montrent que la pente s'adoucit et concluent que le coude dans les comptages doit intervenir à ce niveau de flux : l'essentiel du fond radio est résolu. Mitchell & Condon (1985) et Partridge et al. (1997) concluent ainsi que les sources plus faibles que $\simeq 1\mu Jy$ dominent les fluctuations du fond radio.

Hammer et al. (1995) trouvent dans les contreparties optiques du CFRS de sources radio microJy une contribution d'environ 30% des AGN. Haarsma & Partridge (1998) utilisent la corrélation FIR - radio (Helou et al., 1985; Hacking et al., 1989; Condon, 1992) pour déduire des mesures du fond extragalactique infrarouge et submillimétrique la contribution des galaxies de type starburst[5] au fond radio, et trouvent entre 40 et 60%, les AGN contribuant au reste.

Il apparaît donc que le fond radio est constitué de contribution de galaxies starburst et d'AGN en quantités à peu près égales.

1.2 Spécificité des observations dans le domaine infrarouge et submillimétrique

Dans *le domaine infrarouge*, les observations ne peuvent essentiellement se faire que depuis l'espace ou à haute altitude puisque l'atmosphère terrestre absorbe presque tout le rayonnement, à l'exception de quelques fenêtres en IR proche et moyen.

Les détecteurs, des photoconducteurs utilisés à température cryogénique, présentent la particularité d'avoir des effets de mémoire importants : exposés à une variation de flux, ils ont une réponse instantanée qui varie de 40 à 90 % (Coulais & Abergel, 2000, par exemple) et mettent typiquement plusieurs dizaines de secondes pour se stabiliser au flux final (et beaucoup plus de temps à très bas niveau). En pratique, les observations astronomiques utilisent les détecteurs en régime non stabilisé, conduisant à des erreurs sur la photométrie si le traitement des données ne prend pas en compte les données d'étalonnage des détecteurs et/ou un modèle de correction.

En infrarouge lointain, le fond du ciel est brillant contrairement au domaine visible par exemple. Il est dû à l'émission des poussières du système

[4] Le Jansky (Jy) est une unité de mesure de la densité de flux dans une bande spectrale : $1\ Jy = 10^{-26} W m^{-2} Hz^{-1}$

[5] starburst : sursaut de formation d'étoile. Une galaxie est de type starburst si son rayonnement est dominé dans l'infrarouge par le rayonnement issu de la formation stellaire.

Solaire et de notre Galaxie, en particulier les cirrus (Low et al., 1984) présents à haute latitude galactique, et le CIB. Les fluctuations sont dominées par les cirrus (Gautier et al., 1992; Herbstmeier et al., 1998; Miville-Deschênes, 1999) mais celles du CIB contribuent également (Herbstmeier et al., 1998; Lagache & Puget, 2000; Matsuhara et al., 2000). Les sources ponctuelles ne constituent ainsi que quelque pour-cents du fond et leur détection n'est pas aisée sur un fond brillant et fluctuant.

Par ailleurs, les télescopes infrarouges, en géneral dans l'espace, sont de dimensions réduites (par exemple 60 cm de diamètre pour ISO) de sorte que les observations sont limitées par la confusion : le bruit du détecteur est souvent inférieur au bruit de confusion des sources.

L'un des avantages de ce domaine spectral est d'être sensible à l'émission de la poussière dans l'Univers local mais également jusqu'à des redshifts intermédiaires.

Dans *le domaine submillimétrique*, les observations depuis le sol sont possibles à travers quelques fenêtres à 350, 450 et 850 μm, mais seulement sur des sites d'altitude avec une faible opacité de l'atmosphère (surtout pour les deux plus hautes fréquences). Les detecteurs sont des bolomètres utilisés à températures cryogéniques, au foyer de télescopes d'une dizaine de mètres de diamètre. La confusion limite souvent les observations profondes. L'un des avantages de ce domaine spectral est d'être sensible en particulier à la poussière des galaxies situées à grand redshift.

1.3 Des premières observations dans l'infrarouge juqu'à l'ère pré-ISO

1.3.1 Les pionniers

L'accès au domaine infrarouge et submillimétrique est intimement lié aux progrès technologiques (photoconducteurs, bolomètres, cryogénie), et spatiaux en particulier. La première observation en infrarouge proche hors de notre atmosphère est effectuée par Harwit et al. (1966) avec une fusée, qui malheureusement tournait trop vite sur elle-même et empécha toute identification de source ponctuelle, mais permit de donner une limite supérieure de la brillance du ciel de plusieurs ordres de grandeurs plus précise que les mesures du sol.

Les premières mesures infrarouge dans le domaine extragalactique ont été effectuées dans l'infrarouge proche et moyen, typiquement entre 1 et 25 μm (Kleinmann & Low, 1970; Low, 1970; Rieke & Low, 1972, par exemple) à travers les rares fenêtres atmosphériques. Low & Aumann (1970) ont pour la première fois détecté de l'émission dans l'infrarouge lointain, dans notre Galaxie et sur deux sources extragalactiques, M82 et NGC1068. Ces observations, avec celles effectuées en ballon et en avion ont pour objet des sources particulières, car aucun grand relevé n'est envisageable.

Les principales avancées concernent les mesures dans l'infrarouge de notre

Galaxie (Serra et al., 1978, 1979, 1980; Boisse et al., 1981; Gispert et al., 1982), en particulier sa structure étendue en infrarouge moyen et lointain, et la mesure de sa luminosité totale (voir l'article de revue de Puget (1985)).

1.3.2 La révolution IRAS

Le satellite IRAS (Neugebauer et al., 1984), télescope cryogénique de 60 cm, a effectué en 1983 pour la première fois un relevé de 96% du ciel dans les bandes centrées autour de 12, 25, 60 et 100 μm, avec une résolution angulaire de 3 à 4.5 minutes d'arc.

Les premières découvertes d'IRAS ont concerné notre Galaxie, avec par exemple la mise en évidence des cirrus galactiques (Low et al., 1984) à haute latitude galactique. Beichman (1987) donne une revue de ces résultats.

Soifer et al. (1987), dans leur revue des résultats d'IRAS dans le domaine extragalactique, montrent qu'environ la moitié seulement des 25000 galaxies detectées étaient connues dans le domaine optique. La révolution IRAS a aussi permis la découverte d'une nouvelle population de galaxies : les LIRG's, ULIRG's et HLIRG's qui émettent l'essentiel de leur énergie au delà de 60 μm.

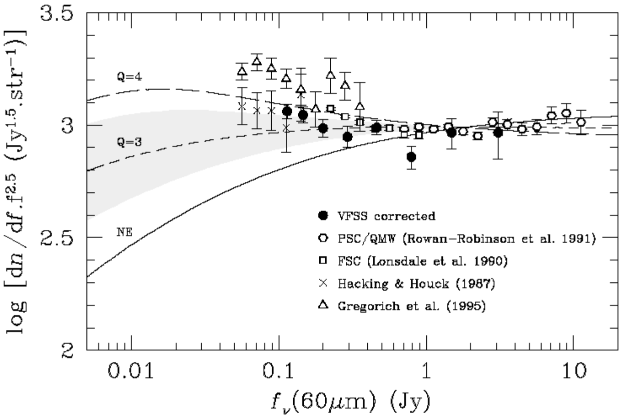


FIG. *1.4: Comptages avec IRAS à 60 μm, tiré de Bertin & Dennefeld (1997), avec notamment un modèle sans évolution noté NE.*

Les sources IRAS sont des sources de l'Univers local en général, avec des redshifts inférieurs à 0.2 (Ashby et al., 1996), sauf pour quelques cas comme des ULIRG's magnifiées par effet de lentille gravitationnelle telle que F10214+4724 (Rowan-Robinson et al., 1991) qui peuvent dépasser $z = 2$.

Les comptages de galaxies effectués dans des régions du ciel où la redondance des observations permet de détecter des sources plus faibles, ou sur des observations précédant le relevé complet du ciel (Houck et al., 1984; Rowan-Robinson et al., 1984; Soifer et al., 1984) montrent un excès de sources faibles par rapport aux modèles sans évolution et donc une indication d'évolution (Hacking et al., 1987; Hacking & Houck, 1987; Lonsdale & Hacking, 1989; Lonsdale et al., 1990; Gregorich et al., 1995; Bertin et al., 1997), même si les

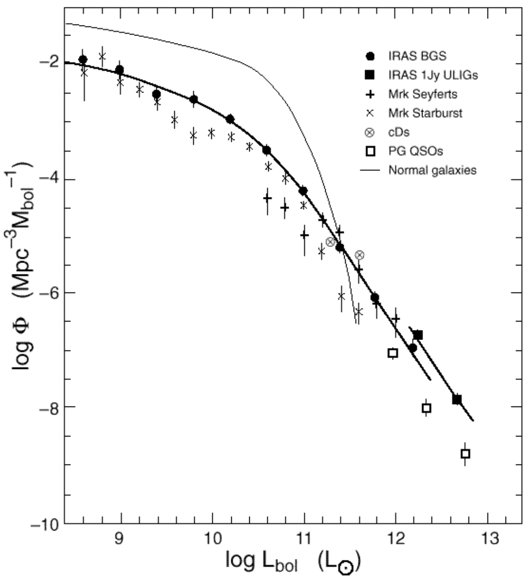


FIG. *1.5: Fonction de luminosité des galaxies IR lumineuses, tiré de Sanders & Mirabel (1996).*

données ne permettent pas de différencier les scénarii d'évolution en luminosité ou en densité. Les comptages de Bertin et al. (1997) sont présentés en figure 1.4.

Avec le catalogue IRAS, Soifer & Neugebauer (1991) et Sanders & Mirabel (1996) (figure 1.5) ont construit la fonction de luminosité des galaxies dans l'Univers local dans l'infrarouge, et déterminé que la quantité d'énergie émise dans les bandes IRAS pique à 100 μm, dont 30% provient de la contribution des bandes 12 et 25 μm. La fonction de luminosité en IR moyen vient d'être extraite récemment par Fang et al. (1998) à 12 μm et par Shupe et al. (1998) à 25 μm, bien que d'autres travaux antérieurs aient été effectués (Spinoglio & Malkan, 1989, par exemple).

1.4 Relevés cosmologiques dans l'infrarouge moyen

ISOCAM, la caméra à bord d'ISO, couvrant le domaine spectral de sensible 2.5 à 17 μm (infrarouge moyen), a permis d'effectuer les relevés les plus profonds à ces longueurs d'onde. Genzel & Cesarsky (2000) proposent une revue des travaux dans le domaine extragalactique avec ISO, autant dans l'infrarouge moyen que lointain.

1.4.1 Les différents relevés

Le programme ELAIS, pour *European Large Area ISO Survey* (Oliver et al., 1998, 2000; Serjeant et al., 2000, par exemple) est destiné à faire le lien entre le relevé d'IRAS sur tout le ciel mais peu profond, et les relevés ISOCAM très profonds mais sur de petites surfaces : c'est un relevé d'environ 13□[6] de moyenne profondeur, atteignant au mieux 1-2 mJy en moyenne à 15 μm et 1 mJy à 7 μm.

Elbaz et al. (1999) compile les résultats des plus profonds relevés à 15 μm (figure 1.6) effectués par leur groupe dans le champ sud Marano, ainsi que ceux de Altieri et al. (1999) dans l'amas A2390, Goldschmidt et al. (1997), Mann et al. (1997), Oliver et al. (1997), Rowan-Robinson et al. (1997), Serjeant et al. (1997) puis Aussel et al. (1999), Starck et al. (1999), Désert et al. (1999) dans les Hubble Deep Fields North et South. Du relevé Lockman shallow à l'amas A2390, en passant le Lockman Deep, les Marano et HDF, la surface couverte passe d'environ 2000 à 5 minutes d'arc carrées, la redondance de 3 à 100, le temps d'intégration par pixel de ciel de 3 à 432 minutes, et le flux pour lequel 80% de complétude est atteint de 1 mJy à 50 μJy.

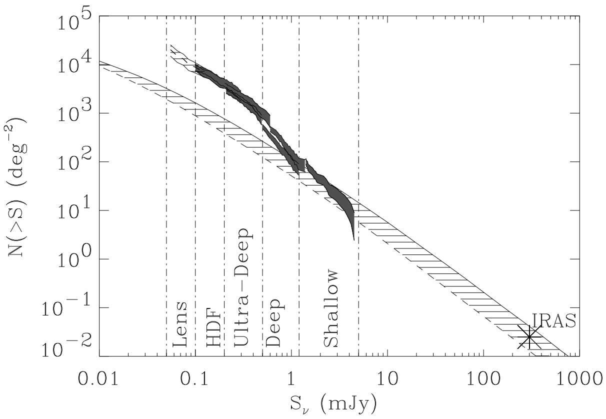


FIG. *1.6: Comptages profonds avec ISOCAM à 15 μm, tiré de Elbaz et al. (1999) ; la bande grisée correspond à l'extrapolation sans évolution des comptages IRAS.*

Un autre relevé profond a été mené sur le champ 1415+52 du CFRS (Lilly et al., 1995) à 7 μm (Flores et al., 1999a) et à 15 μm (Flores et al., 1999b). Ce champ est, après le HDF, le plus étudié. Les 78 sources sont déjà identifiées grâce à leur spectre. De grande sensibilité (150 μJy à 7 μm et 250 μJy à 15 μm), le relevé permet de sonder des sources de redshift médian de 0.76 (à comparer avec 0.59 pour le CFRS). Des observations de suivi dans l'UV et dans le domaine radio leur ont permis de déterminer l'évolution du taux de formation d'étoiles dans l'Univers dans le domaine de redhsift 0.4 à 0.6.

[6] 1□ est une surface de 1 degré carré. La notation 1°^{2} n'est pas utilisée.

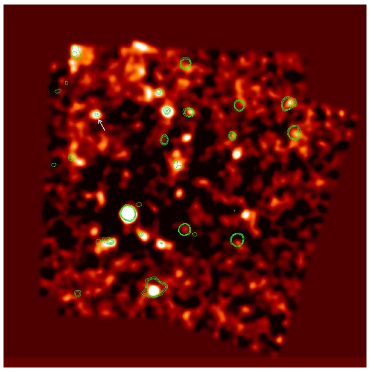


FIG. *1.7: Image préliminaire de CAM du champ profond HDF South à 15 μm, avec en superposition les contours à 7 μm. Image obtenue sur le site Web de ISO-HDFS (Oliver et al).*

D'autres relevés existent : Taniguchi et al. (1997) ont publié l'un des premiers à 7 μm dans le Lockman Hole (sources supérieures à 40 μJy), alors que Clements et al. (1999) utilisent habilement des observations "ratées" de queue de comète à 12 μm (pour cause d'observation effectuée un jour trop tard : la comète était déjà sortie du champ) pour extraire les sources de flux supérieur à 250 μJy et effectuer des comptages.

Les comptages montrent sans ambiguité une évolution des galaxies à 15 μm. Les données à 7 μm étant plus contaminées par les populations stellaires, l'évolution est moins probante.

Les principaux modèles disponibles spécifiquement pour ce domaine spectral sont Jimenez & Kashlinsky (1999), Roche & Eales (1999) et Xu et al. (1998), en plus des modèles multi longueurs d'onde de Guiderdoni et al. (1998) et de Franceschini et al. (1998). Ils ajustent convenablement tous les comptages sur plusieurs ordres de grandeurs de flux, et ont en commun une forte évolution en luminosité et/ou en densité de galaxies starbursts comprenant de la poussière, avec différentes contributions des AGN.

1.4.2 Nature des sources

Les sources observées par ISOCAM ont une distribution globale en redshift s'étendant jusqu'à $z = 1.4$ (à cause de la coupure induite par les bandes de PAH), avec un redshift moyen de 0.7 (Aussel et al., 1999). Ces sources sont essentiellement des galaxies lumineuses (pas des ULIRG's) formant des étoiles et contenant beaucoup de poussières, spirales ou en interaction, mais une proportion significative (jusqu'à 20%) est composée d'AGN (Rowan-Robinson et al., 1997; Aussel et al., 1999; Flores et al., 1999b; Alexander et al., 2000). Elles constituent une population différente des galaxies faibles bleues responsables des excès dans les comptages en bande B (Ellis, 1997).

Le suivi des sources, essentiellement dans le domaine optique et infrarouge proche, autant en imagerie qu'en spectroscopie, necessite un effort considérable qui est en train d'être mené (Rigopoulou et al., 1999, par exemple). Les relevés radio, techniquement plus faciles à mener, permettent d'affiner la position des sources (Ciliegi et al., 1999; Gruppioni et al., 1999). Citons également la travail de Levine et al. (1998), qui effectuent un relevé avec ISOCAM d'environ 500 sources faibles IRAS.

1.5 Relevés cosmologiques dans l'infrarouge lointain

Les relevés sont effectués avec ISOPHOT, le photomètre à bord d'ISO, principalement à 60 et 90 μm d'une part, et à 170 μm d'autre part. Les champs sélectionnés présentent tous des minima d'émission galactique, pour ne pas être contaminé par les cirrus qui contribuent à la confusion et dont certaines condensations pourraient imiter des sources extragalactiques.

Les premiers travaux publiés concernent la bande à 170 μm (Kawara et al., 1998), certainement à cause de la moindre difficulté à traiter les données. Tous les relevés montrent une forte évolution à des flux supérieurs à 150 mJy : Kawara et al. (1998), Puget et al. (1999), Juvela et al. (2000). Les résultats sont moins clairs à 60 et 90 μm car le gain en sensibilité par rapport à IRAS est inférieur à 2 (Linden-Vornle et al., 2000). Les comptages récents de Efstathiou et al. (2000) à 90 μm à partir de 100 mJy du programme ELAIS, ne sont pas en mesure de différencier les scénarii d'évolution ou de non-évolution, même si leur pente (de l'ordre de 2) s'écarte du régime euclidien et ce, malgré les incertitudes sur les flux de l'ordre de 30 à 40 %.

Utilisant les données d'ISO alors qu'il se dépointait entre deux observations, Bogun et al. (1996), Stickel et al. (1998) et Stickel et al. (2000) ont publié les premières données du "serendipity survey" à 170 μm, qui inclue une centaine de sources de flux compris entre 2 et 100 Jy.

Le relevé le plus profond sur $4^{\square}$, FIRBACK, et ses résultats, objet de mon travail de thèse, sont discutés dans la suite du document.

1.6 Relevés cosmologiques dans le submillimétrique

Les observations cosmologiques du domaine submillimétrique sont très récentes et effectuées depuis Hawaii par deux instruments seulement : SCUBA au JCMT à 450 et 850 μm et SHARC au CSO à 350 et 450 μm. Un relevé avec la caméra MAMBO à l'IRAM à 1.24 mm vient juste d'être terminé et l'analyse est en cours (Ivison, 2000, citant les travaux de Bertoldi et al. non encore publiés). Les relevés profonds n'ont été effectués qu'à 850 μm (et maintenant 1.25 mm) car la fenêtre atmosphérique est plus favorable.

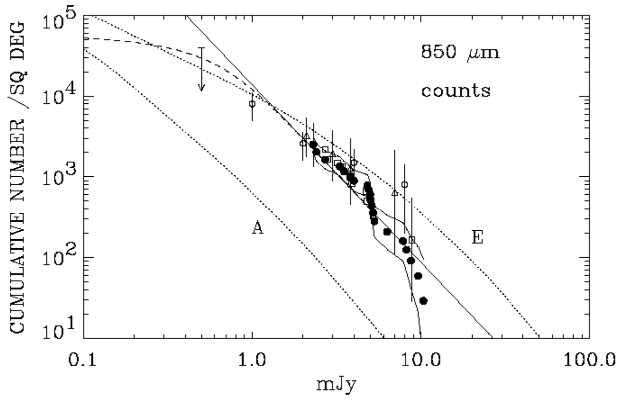


FIG. *1.8: Comptages profonds avec SCUBA à* 850 μ*m, tiré de Barger et al. (1999a), avec deux modèles avec évolution (E) et avec peu d'évolution (A) (Guiderdoni et al., 1998).*

1.6.1 Les différents relevés

Plusieurs équipes ont effectué des relevés profonds, jusqu'à environ 1 mJy à 850 μm : Barger et al. (1999a), Blain et al. (1999), Eales et al. (1999), et Lilly et al. (1999). La figure 1.8 reproduit les comptages de Barger et al. (1999a). Le tableau 1 de Ivison (2000) recense tous les relevés profonds effectués ou en cours en juillet 2000.

Une très forte évolution est observée, et les relevés les plus profonds permettent de résoudre le fond en sources : environ 30% du CIB est résolu à 850 μm en des sources plus brillantes que 2 mJy (Barger et al., 1999a; Eales et al., 1999), et l'essentiel du fond est résolu vers 0.5 mJy (Blain et al., 1999).

1.6.2 Nature des sources

Avec une correction K favorable qui rend le flux des sources quasiment indépendant du redshift, les sources SCUBA sont des sources ultralumineuses à haut redshift, de redshift médian d'environ 3 (Barger et al., 1999b). Elles sont probablement les analogues à haut redshift des ULIRG's dominées par des starbursts dans l'Univers local (Benford et al., 1999; Trentham et al., 1999), même si la contribution d'AGN est faible mais non négligeable, à hauteur de 10 - 20% (Almaini et al., 1999). Cette faible contribution des AGN vient d'être confirmée observationnellement dans le relevé profond multi-longueurs d'onde SSA13 effectué avec SCUBA (24 sources) et Chandra (11 sources) entre autres (Barger et al., 2000).

Un argument indirect provenant de la corrélation FIR-radio montre aussi que les galaxies starbursts dominent le fond extragalactique dans l'infrarouge et le submillimétrique (Haarsma & Partridge, 1998).

Certains problèmes demeurent cependant. Avec un lobe d'environ 15 secondes d'arc à 850 μm, il est très difficile d'identifier les contreparties optiques ou proches infrarouge, puisque celles-ci sont en général très éteintes à cause

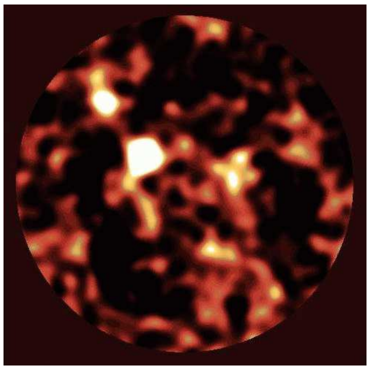


FIG. *1.9: Image SCUBA profonde du champ HDF (Barger et al., 1998).*

de leur contenu en poussières et à grand redshift. Par ailleurs, jusqu'à recemment (Dunne et al., 2000), la fonction de luminosité à 850 μm de l'Univers local était inconnue.

En résumé, les observations submillimétriques permettent de sonder une population de galaxies très lumineuses à grand redshift et formant beaucoup d'étoiles, et les observations en infrarouge moyen une population similaire mais à faible redshift. Le domaine spectral intermédiaire, l'infrarouge lointain, est une fenêtre qui permet d'observer la transition entre ces deux populations.

Chapitre 2

ISO et les observations du relevé cosmologique FIRBACK avec ISOPHOT

Sommaire

2.1 Introduction

AVANT d'exposer dans les chapitres suivants le traitement et l'analyse des données du relevé cosmologique FIRBACK avec ISOPHOT et la modélisation de l'évolution des galaxies, je présente dans ce chapitre les aspects purement observationnels de ce relevé. Je commence par la decription du satellite ISO et ses instruments, qui constituent le premier observatoire infrarouge jamais lancé, puis poursuis avec celle du photomètre PHOT, instrument le plus sensible et avec la meilleure résolution spatiale dans l'infrarouge lointain à ce jour. Je termine par la description des observations cosmologiques.

2.2 Le satellite ISO

Le satellite ISO, INFRARED SPACE OBSERVATORY (figure 2.1), de l'Agence Spatiale Européenne est le premier observatoire infrarouge spatial jamais lancé (Kessler et al., 1996). D'un diamètre de 60 cm, ce télescope refroidi à quelques Kelvins a pour objectif d'observer l'Univers froid et sombre en imagerie et spectroscopie à des longeurs d'ondes comprises entre 2.5 et 240 μm. ISO a révolutionné notre vision de l'Univers infrarouge par les données de grande qualité qu'il nous a transmises, et constitue un succès technologique, industriel et scientifique majeur pour la communauté européenne, mais aussi internationale.

2.2.1 Vue d'ensemble de la mission

ISO a été mis sur orbite le 7 novembre 1995 grâce à un tir nocturne nominal d'Ariane 4 depuis Kourou en Guyane. ISO est un projet de l'ESA avec la participation des agences spatiales japonaise et américaine (ISAS et NASA) : proposé en 1979, sélectionné en 1983, ses instruments définis en 1985 et l'appel d'offre pour les observations publié en 1994, ce programme d'astronomie infrarouge spatial a culminé entre novembre 1995 et avril 1998, période d'opération d'ISO. Le budget total est de l'ordre de 700 millions d'Euros 1994.

Au foyer du télescope de 60 cm refroidi se trouvent quatre instrument fournis par l'Allemagne, la France, les Pays-Bas et le Royaume-Uni : deux spectromètres (SWS et LWS), une caméra (CAM) et un spectro-photo-polarimètre (PHOT).

Sur son orbite très elliptique, après une phase de vérification et d'étalonnage d'un peu moins de 3 mois, ISO a effectué 26450 observations jusqu'au 8 avril 1998, date à laquelle l'hélium a été complètement consommé. Le temps de vie d'ISO a dépassé de 10 mois le temps requis, avec au total plus de 28 mois d'opération.

La station au sol de Villafranca, près de Madrid, a effectué toutes les opérations en temps réel pour le pilotage du satellite, et abrite maintenant le centre de données et l'archive publique, afin que toute la communauté puisse utiliser les données.

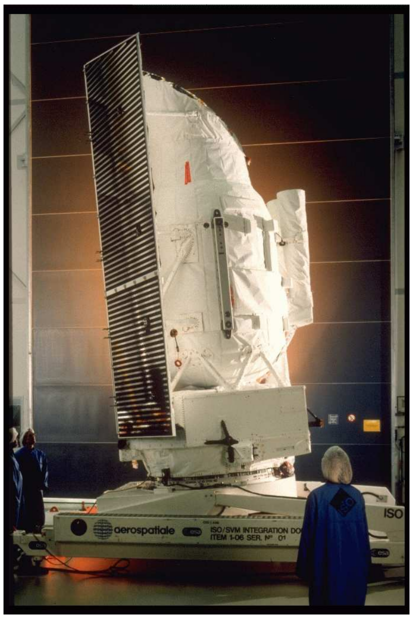


FIG. *2.1: ISO pendant l'intégration. Image ESA.*

2.2.2 Le satellite

Le satellite est composé du télescope et du module de service.

Le télescope et ses instruments sont insérés dans un cryostat afin que l'ensemble soit refroidi entre 2 et 8K pour ne pas émettre de rayonnement de fond parasite aveuglant les détecteurs. Outre un système de baffles pour éliminer tout rayonnement parasite, le télescope est protégé à l'entrée par un cône recouvert d'or et entouré du réservoir de 2300 litres d'hélium superfluide. La partie du satellite restant du côté Soleil est protégée par un bouclier.

Le module de service assure les fonctions de base du satellite : puissance électrique grâce aux panneaux solaires montés sur le bouclier, contrôle thermique, télémétrie, télécommande, contrôle de l'orbite et de l'attitude. Le taux nominal de transmission des données est de 32 kbps (kilo bits par seconde) dont 24 dédiés aux instruments scientifiques (à titre de comparaison, les modems actuels d'informatique personnelle ont un débit entre 1 et 2 fois supérieurs). Les trois axes du satellite sont : X, l'axe optique du télescope (sens positif du télescope vers l'objet pointé), Y et Z dans le plan des détecteurs pour que l'ensemble forme une base directe orthogonale.

L'ensemble du satellite a une dimension de $5.3 \times 3.6 \times 2.8\ m^3$ et pèse 2200 kg au décollage. La figure 2.1 montre ISO pendant l'intégration.

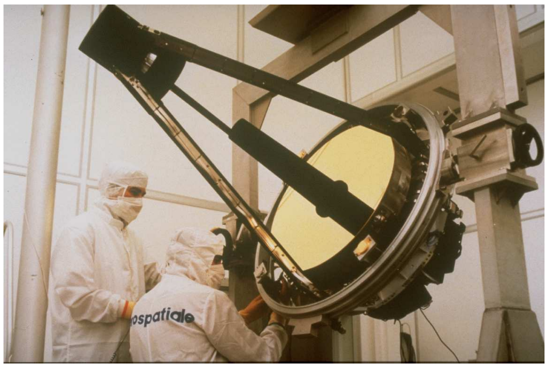


FIG. *2.2: Le miroir primaire d'ISO de 60 cm recouvert d'or (pour ses propriétés de réflexion et de faible émissivité dans l'infrarouge), avec le tripode pour maintenir le miroir secondaire ; le baffle Cassegrain est visible au centre du miroir pour éviter le rayonnement parasite. Image ESA.*

2.2.3 Télescope

Le telescope d'ISO a un diamètre de 60 cm recouvert d'or et est de conception Ritchey-Chrétien, de rapport $F/D = 15$ (voir la figure 2.2). La qualité des optiques rendent le système limité par la diffraction au delà de 5 μm.

Le rayonnement parasite est filtré par le cône d'entrée, les baffles Cassegrain, et d'autres filtres autour des instruments. 20 minutes d'arc du faisceau du télescope sont distribuées à chaque instrument avec un miroir pyramidal sur l'axe du télescope, de sorte que chaque champ de vue instrumental est de l'ordre de 3 minutes d'arc.

2.2.4 Instruments focaux

Quatre instruments se partagent le plan focal d'ISO : deux spectromètres, une caméra et un spectrophotopolarimètre.

Spectromètres : SWS et LWS

SWS (De Graauw et al., 1996), *Short Wavelength Spectrometer* ou spectromètre pour les courtes longueurs d'ondes, observe dans le domaine de 2.4 à 45 μm avec une résolution spectrale de 2000 (obtenue avec un réseau) à 20000 (obtenue avec un Fabry-Pérot).

LWS (Clegg et al., 1996), *Long Wavelength Spectrometer* ou spectromètre pour les grandes longueurs d'ondes, observe dans le domaine de 43 à 197 μm avec une résolution spectrale de 200 (obtenue avec un réseau) à 15000 (obtenue avec un Fabry-Pérot).

Caméra : CAM

CAM, la caméra d'ISO (Cesarsky et al., 1996), est composée d'un détecteur de 32×32 pixels en Si :Ga sensible dans le domaine de 5 à 17 μm et d'un autre sensible au domaine de 2.5 à 5 μm. Avec des filtres à large bande, ou plus étroits, et grâce au filtre circulaire variable, CAM permet de faire de l'imagerie et de la spectro-imagerie (résolution spectrale de 40).

Photomètre : PHOT

PHOT (Lemke et al., 1996) est un photomètre qui est composé de quatre sous-ensembles (deux caméras, un polarimètre et un spectromètre) permettant de faire de la spectrométrie basse résolution entre 2.5 et 12 μm (PHOT-S), de la polarimétrie multibande et multi-ouverture entre 3 et 120 μm (PHOT-P), et de l'imagerie entre 50 et 240 μm (PHOT-C). L'instrument et son fonctionnement sont détaillés en section 2.3.

2.2.5 Quelques aspects techniques de la mission

ISO a une orbite très elliptique d'apogée 70000 km et de périgée 1000 km, de période 24 heures, de sorte qu'il passe la plupart du temps loin de l'environnement terrestre. Pendant 16 heures sur 24, les données d'ISO sont directement recueillies par une antenne dédiée à Vilspa en Espagne, les 8 heures restantes par l'antenne de Goldstone en Californie.

ISO a dépassé les exigences sur de nombreux points, les plus importants étant la durée de vie (la consommation d'hélium a été moindre grâce à l'excellence du système cryogénique et a permis d'observer 10 mois de plus que les 18 mois requis) et la précision de pointage a été meilleure d'un facteur 10, atteignant mieux que 2 secondes d'arc.

2.2.6 Aspects scientifiques de la mission

ISO a permis de couvrir tous les domaines de l'astrophysique, *"des comètes à la cosmologie"* avec 26450 observations, 10000 heures d'observation et plus de 1000 programmes [1].

Le tableau 2.1 montre la répartition du temps d'observation en différentes catégories. On y remarque que près de 40% des programmes concernent le domaine extragalactique et la cosmologie.

L'utilisation des instruments, en fonction du nombre d'observation ou du temps d'observation, est résumée dans le tableau 2.2. ISOPHOT apparaît comme l'instrument le plus utilisé.

Des grands relevés ou de gros programmes n'étaient pas *a priori* prévus avec ISO (ce qui sera différent avec SIRTF, voir section 2.2.7) et néanmoins 8 programmes ont utilisé environ 15% du temps total :

[1] Merci à Martin Kessler (ISO Mission Scientist) de m'avoir envoyé ses nombreux documents utiles à la rédaction de cette section, et qui sont maintenant en partie publiés dans Kessler (2000)

TAB. *2.1: Répartition du temps d'observation d'ISO en différentes catégories scientifiques*

domaine scientifique	pourcentage du temps d'observation
cosmologie	11 %
extragalactique	27 %
milieu interstellaire	23 %
stellaire et circumstellaire	29 %
système solaire	10 %

TAB. *2.2: Utilisation en temps et en nombre d'observation des instruments d'ISO*

instrument	pourcentage du temps d'observation	pourcentage du nombre d'observation
CAM	28 %	26 %
PHOT	30 %	49 %
SWS	24 %	13 %
LWS	18 %	12 %

- relevé européen de grande surface avec ISO (ELAIS), investigateur principal (PI) : Michael Rowan-Robinson
- spectroscopie de noyaux de galaxies brillants, PI : Reinhard Genzel
- relevé de la partie centrale de notre Galaxie avec ISOCAM, PI : Alain Omont
- relevés profonds avec ISOCAM, PI : Catherine Cesarsky
- milieu interstellaire dans les galaxies normales, PI : George Helou
- débris de poussière autour d'étoiles non massives, PI : Eric Becklin
- propriétés des quasars et noyaux actifs de galaxies, PI : Belinda Wilkes
- structure du fond extragalactique infrarouge, PI : Jean-Loup Puget

2.2.7 ISO dans l'histoire de l'astronomie infrarouge

Après l'époque héroique des télescopes embarqués à bord de fusées dans les années 60 et 70, et malgré plusieurs expériences ballon dès les années 70 (Boisse et al., 1981; Gispert et al., 1982, et références citées) et des mesures au sol dans les quelques fenêtres atmosphériques de l'infrarouge proche et moyen, l'astronomie infrarouge n'a connu un dèveloppement intense qu'en 1983 avec la mission spatiale IRAS, *Infrared Astronomical Satellite* (Neugebauer et al., 1984), developpé par les Etats-Unis, le Royaume Uni et les Pays-Bas. Avec 4 bandes d'observation à 12, 25, 60 et 100 μm, IRAS a effectué un relevé de 96% du ciel, offrant à la communauté des données encore utilisées pour la cosmologie, l'étude des galaxies, du milieu interstellaire de notre Galaxie ou de notre Système Solaire.

En 1989 le satellite américain COBE, *Cosmic Background Explorer* (Mather et al., 1991; Boggess et al., 1992, par exemple), est lancé avec à son bord trois instruments : DIRBE, *Diffuse Infrared Background Experiment*, un photomètre multibande absolu (2 à 240 μm) destiné à mesurer le fond extragalactique infrarouge, DMR, *Differential Microwave Radiometer*, un radiomètre différentiel destiné à mesurer les anisotropies du fond cosmologique, et FIRAS, *Far Infrared Absolute Spectrophotometer*, un spectromètre Michelson absolu sensible de 100 μm à 3 mm destiné à mesurer le spectre du corps noir cosmologique. COBE a effectué un relevé complet du ciel en mesure absolue, mais avec une résolution spatiale moindre qu'IRAS. L'analyse des données de COBE a notamment permis de déterminer le spectre du corps noir cosmologique, et de détecter pour la première fois ses fluctuations ainsi que le fond extragalactique infrarouge.

Parallèlement, se développe une instrumentation embarquée en avion, comme le télescope de 0.9 m du KAO (*Kuiper Airborne Observatory*) de la NASA. Le bruit de fond de l'atmosphère et de l'environnement immédiat de l'avion limitent la sensibilité, mais le grand diamètre du télescope permet d'atteindre de bonnes résolutions spatiales. SOFIA (Becklin, 1997, *Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy*) son successeur, abrite un télescope de 2.5m dans un Boeing 747 et devrait voler en 2002.

Au début des années 90, seules les données "tout le ciel" d'IRAS et COBE étaient disponibles en infrarouge lointain. ISO, le premier observatoire infrarouge jamais lancé, car IRAS et COBE n'observaient pas en mode pointé, a permis d'obtenir des données meilleures d'un facteur jusqu'à 100 en résolution et 1000 en sensibilité : c'est ce que l'on a appellé la "révolution ISO". Mentionnons le satellite japonais IRTS qui a observé durant 28 jours en 1995 7% du ciel en mode balayage entre 1 μm et 1 mm, et l'échec de la mission WIRE de la NASA en 1998 qui devait effectuer plusieurs relevés profonds en infrarouge proche pendant une durée de 3 mois.

Le successeur d'IRAS et COBE sera japonais, IRIS, et observera à partir de 2003 le ciel en mode balayage entre 30 et 200 μm.

Le successeur d'ISO sera SIRTF, *Space Infrared Telescope Facility*, satellite de la NASA dont le lancement est prévu début 2002. Le télescope de 85 cm refroidi passivement illuminera 3 instruments dans un cryostat plus petit que celui d'ISO mais avec une durée de vie d'au moins 3 ans (et peut-être 5) : MIPS, *Multiband Imaging Photometer for SIRTF* avec 3 caméras à 24, 70 et 160 μm, IRAC, *Infrared Array Camera*, caméra observant à 3.6, 4.5, 5.8 et 8 μm, et IRS, *Infrared Spectrometer*, spectromètre observant entre 5 et 38 μm avec des résolutions spectrales entre 50 et 600. Le gain en résolution spatiale et en sensibilité atteint au maximum 10 par rapport à ISO, et la grande surface des détecteurs ainsi que la stratégie de balayage permettront d'observer plus profond beaucoup plus rapidement.

A plus long terme, vers 2007, deux satellites européens, FIRST et Planck vont jouer un rôle majeur dans l'astronomie infrarouge et submillimétrique. FIRST (Pilbratt & Ran, 1999, *Far Infrared and Submillimeter Space Telescope*),

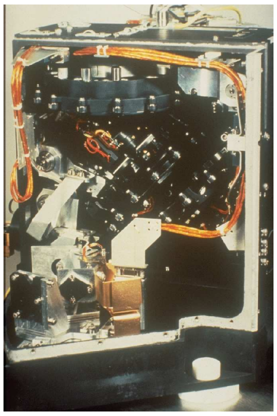


FIG. *2.3: L'instrument ISOPHOT. Image ESA.*

est un observatoire cryogénique de 3.5 m sensible entre 60 et 670 μm (avec ses instruments : PACS, *Photoconductor Array Camera and Spectrometer*, SPIRE, *Spectral and Photometric Imaging Receiver*, et HIFI, *Heterodyne Instrument for FIRST*), alors que Planck (Bonnet et al., 1999, par exemple) est un télescope cryogénique de 1.5 m destiné à faire un relevé complet du ciel dans 10 bandes, de 350 μm à 3 mm (avec HFI, *High Frequency Instrument*, et LFI, *Low Frequency Instrument*), donnant pour la première fois des données à grande résolution spatiale et sensiblité sur tout le ciel dans ces bandes spectrales.

2.3 ISOPHOT, le photomètre à bord d'ISO

PHOT est un photomètre composé de 4 sous-systèmes et de nombreux filtres : un spectromètre (PHOT-S), un polarimètre (PHOT-P) et deux caméras (PHOT-C), couvrant le domaine spectral de 2.5 à 240 μm (Lemke et al., 1996). La figure 2.3 montre PHOT et la figure 2.4 en montre le schéma de fonctionnement.

2.3.1 Description, complémentarité avec les autres instruments

La figure 2.4 montre le principe de PHOT : le flux incident du télescope ou des FCS (Fine Calibration Source, voir section 2.3.4) arrive sur le miroir chopper qui renvoie le faisceau vers la roue à filtres 1, qui soit le renvoie vers PHOT-S en bas de l'instrument, soit met un filtre ou le laisse intact pour passer dans la roue à filtres 2 vers PHOT-C ou PHOT-P. La roue à filtres 2 dispose de plusieurs filtres pour PHOT-C et de plusieurs ouvertures pour PHOT-P. La troisième roue à filtres ne concerne que PHOT-P.

Le lecteur interessé par les détails de PHOT peut lire à profit le ISOPHOT Observer's Manual (Isophot Consortium, 1994) et le ISO Data User Manual

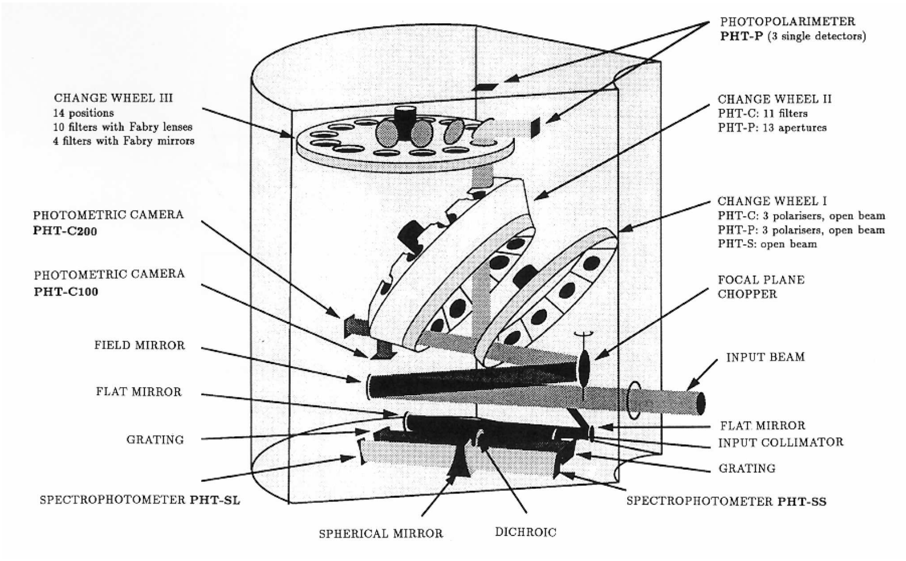


FIG. *2.4: Schéma de principe de PHOT. Figure ESA.*

(Laureijs et al., 2000).

PHOT-P

Il est composé de 3 détecteurs pour la photométrie et la polarimétrie, avec 13 ouvertures possibles :

- P1 est en Si :Ga, couvre le domaine de 3.3 à 16 μm, et dispose de 10 filtres
- P2 est en Si :B, couvre les bandes 20 et 25 μm, et dispose de 2 filtres
- P3 est en Ge :Ga, couvre les bandes 60 et 100 μm, et dispose de 2 filtres

PHOT-S

Les deux spectromètres à réseau de faible résolution ($\frac{\Delta\lambda}{\lambda} < 100$) sont chacun composés de 64 détecteurs en Si :Ga, couvrant respectivement le domaine 2.5 - 5 μm et 6 - 12 μm.

PHOT-S est très complémentaire des deux spectromètres haute résolution d'ISO (SWS et LWS), et a souvent été utilisé pour obtenir une distribution spectrale d'énergie en peu de temps, ou pour préparer des observations plus coûteuses en temps avec SWS.

PHOT-C

PHOT-C est constitué de deux caméras : C_100, mosaique de 3 × 3 pixels en Ge :Ga de 43.5 secondes d'arc de coté par pixel, et C_200, mosaique de 2 × 2 pixels en Ge :Ga comprimé (*stressed*) de 89.4 secondes d'arc de coté par pixel. Les pixels ne sont pas contigus, de sorte que 93% de la surface de C_100 est occupée par les détecteurs, contre 95% pour C_200. C_100 est utilisée dans le domaine 50 - 110 μm, alors que C_200 couvre le domaine 120 - 240 μm. 6 et 5 filtres sont disponibles pour C_100 et C_200 respectivement, la table 2.3 les détaille.

TAB. *2.3: Filtres disponibles pour les deux caméras.*

caméra	filtre	λ_c μm	$\Delta\lambda$ μm
C_100	C_50	67.3	57.8
	C_60	60.8	23.9
	C_70	80.1	49.5
	C_90	95.1	51.4
	C_100	103.5	43.6
	C_105	107.0	37.4
C_200	C_120	119.0	47.3
	C_135	161.0	82.5
	C_160	174.0	89.4
	C_180	185.5	71.7
	C_200	204.6	67.3

La figure 2.5 montre la réponse spectrale du filtre C_160 qui est utilisé pour FIRBACK.

2.3.2 Comportement des détecteurs infrarouges en général, et de PHOT-C200 en particulier

Les détecteurs infrarouges ont des comportements particuliers et parfois mal compris qui affectent les données et rendent leur analyse difficile. Effets de mémoire et pics spontanés peuvent limiter la sensibilité des observations ou induire des incertitudes de plusieurs dizaines de pourcents sur la photométrie.

Les détecteurs sont des photoconducteurs utilisés à basse température, typiquement 3K. Ils présentent systématiquement des effets de mémoire : leur réponse après une variation d'illumination n'est pas instantanée et dépend de ce qui a été observé précédemment. Ces effets induisent des incertitudes sur les flux jusqu'à parfois 50% sur la photométrie. Les comprendre pour les corriger est un enjeu majeur du traitement des données.

Les observations infrarouges étant par nature rares et couteuses, le temps d'observation pour une ligne de visée est généralement très court par rapport au temps de stabilisation des détecteurs. Les données pour lesquelles le signal se stabilise sont rares : quelques mesures au sol avant le vol et en vol. Avec ISO, elles ont été analysées entre autres par Coulais & Abergel (2000); Coulais et al. (2000). En fonction de la marche de flux et de la nature du détecteur, ils

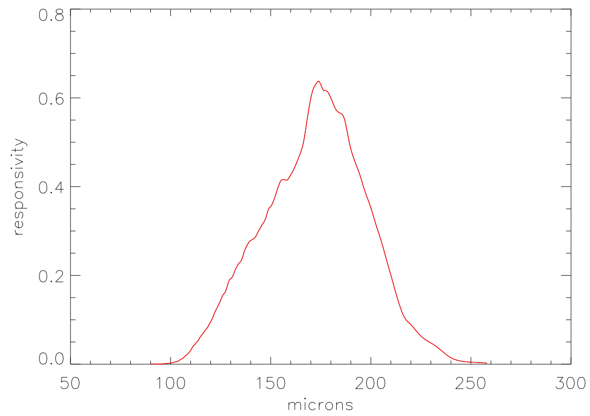


FIG. *2.5: Réponse spectrale du filtre C_160.*

trouvent que la stabilisation vers le flux final peut être ajustée empiriquement ou complètement modélisée physiquement.

Il existe d'autres effets que les effets de mémoire. Certains comportements à grande longueur d'onde *a priori* chaotiques de "pics spontanés" (*spontaneous spiking*) apparaissent, causant un accroissement brutal de signal du détecteur, et semblent dus à l'apparition de charges par une cause extérieure.

Les instruments d'ISO n'échappent pas à la règle. Les effets de mémoire sont observés sur tous les types de détecteurs, et sont correctement corrigés sur les détecteurs Si :Ga de la voie LW d'ISOCAM dans l'infrarouge moyen avec l'aide d'un modèle non-linéaire et de la redondance des observations (Coulais & Abergel, 2000; Miville-Deschenes et al., 2000). A plus grande longueur d'onde, les détecteurs en Ge :Ga sont moins bien compris et seul un ajustement empirique est disponible, et par ailleurs les pics spontanés ne sont pas traités.

Sur PHOT-C, les détecteurs de la caméra C100 en Ge :Ga présentent le plus de symptômes de tous ces effets. Au-delà de 120 μm, les détecteurs de la caméra C200, en Ge :Ga comprimée, ont un comportement beaucoup plus stable : les pics spontanés n'ont pas été observés, et les effets de transitoires n'excèdent pas 15% : nous effectuons une correction qui utilise la redondance des observations (voir section 3.5).

2.3.3 Mesures

Les détecteurs de la caméra, des photoconducteurs en germanium dopé, sont intégrés sur le même circuit que l'électronique froide de lecture (figure 2.6) pour atteindre le maximum d'efficacité. A mesure que le détecteur reçoit des photons, la tension V à la sortie du circuit augmente en fonction du temps, et la pente dépend du photocourant donc du flux incident : c'est le signal brut en volt par seconde. Pour garder la tension de sortie dans un intervalle limité,

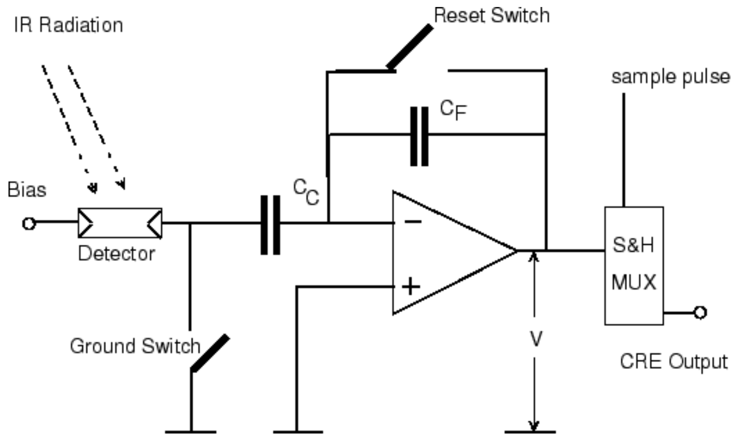


FIG. *2.6: Schéma du principe de fonctionnement de la caméra et de l'électronique froide d'ISOPHOT. Figure tirée du manuel ISOPHOT (Laureijs et al., 2000).*

le circuit est initialisé en court-circuitant les condensateurs (*Ground Switch* et *Reset Switch* sur la figure 2.6) : la mesure est appelée *Destructive Readout (DR)*, ou lecture destructive, alors que les autres mesures de la rampe sont des *Non-Destructive Readouts (NDR)*, ou lectures non destructives. Le temps entre deux initialisations est appelé *reset interval* ou intervalle d'initialisation. La figure 2.7 montre cette séquence de NDR et de DR et les rampes qu'ils forment, pour 3 flux différents variant d'un facteur 2 à chaque fois, en volts en fonction du temps.

Le signal brut est donc une série de rampes en volts en fonction du temps en secondes.

2.3.4 L'étalonnage absolu : les FCS

Les FCS, *Fine Calibration Source*, sont deux sources stables de référence pour l'étalonnage photométrique. Chauffées entre 5 et 300 K avec une précision de 0.1K en fonction de la tension qui leur est appliquée, elles fournissent une puissance étalonnée au sol et en orbite ensuite entre 5×10^{-17} et $\simeq 10^{-12}$ W. Mesurer le signal émis connu par les FCS sur le détecteur permet ainsi d'étalonner les observations (cf Section 3.3.2).

2.3.5 Modes d'observation

Il existe différents modes d'observation, que l'on appelle AOT (*Astronomical Observation Template*). Il en existe 14 pour PHOT, mais je ne présente ceux que nous avons utilisés.

L'AOT P22 est le mode de cartographie en *raster*. La figure 2.8 montre la séquence d'observation : deux mesures d'étalonnage, au début et à la fin, encadrent les mesures sur le ciel. La figure 2.9 montre un exemple de

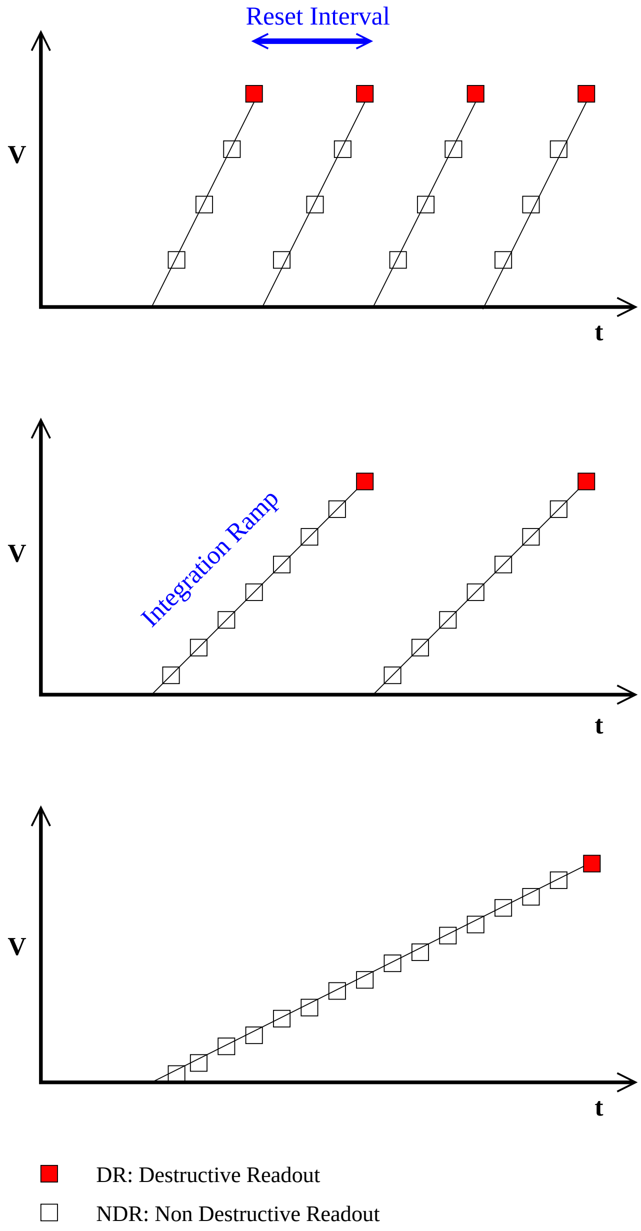


FIG. *2.7: Schéma du cycle de mesures PHOT : des rampes représentant la tension en Volts en fonction du temps en secondes, la pente étant proportionnelle au flux. Les DR (Destructive Readouts) sont en carrés rouge sombre foncés, les NDR (Non-Destructive Readouts) en carrés vides. De haut en bas, le flux est divisé par 2 à chaque fois.*

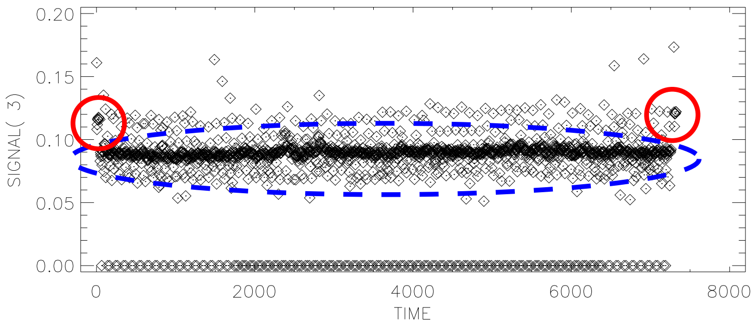


FIG. *2.8: Illustration de la séquence d'observation de cartographie en raster P22 : FCS initiale, cerclée en rouge en trait plein, puis observation du ciel entourée par une ellipse bleue en tirets, puis une FCS finale.*

cartographie projeté sur le ciel. Ainsi, les dérives de réponse du détecteur pendant l'observation peuvent en principe être corrigées. En effet, la réponse des détecteurs varie sur l'orbite.

L'AOT P25 est appelé mode de mesure absolu. La figure 2.10 illustre la séquence d'observation :

- *Sky Dark* : mesure sur filtre opaque froid à 4K, avec le chopper selectionnant le ciel : courant d'obscurité
- *FCS Dark* : mesure de la FCS froide à 4K, avec le chopper selectionnant la FCS : courant d'obscurité de la FCS
- *Sky* : mesure sur le ciel
- *FCS* : mesure de la FCS chaude

Les deux premières mesures permettent de déterminer le courant d'obscurité lorsqu'on mesure le ciel et la FCS, le deux dernières permettent de manière classique de déterminer la brillance du ciel. La particularité de ce mode est que le temps de mesure du ciel et de la FCS sont égaux, afin d'obtenir un étalonnage de bonne qualité.

Dans l'AOT "P37-38-39", appelé mode *sparse map*, une mesure de la caméra est effectuée en un point donné du ciel, puis une autre en un autre point ; il ne s'agit pas d'un mode raster, mais d'un mode destiné à faire des mesures en différents points distincts, sans redondance. Des mesures d'étalonnage FCS sont effectuées tous les n pointages, n étant choisi par l'observateur. Ce mode a par exemple été utilisé pour mesurer le lobe de PHOT à 170 μm autour de Saturne en plusieurs endroits distincts. P37 est la FCS initiale, P39 la FCS finale, et P38 correspond à l'observation sur le ciel.

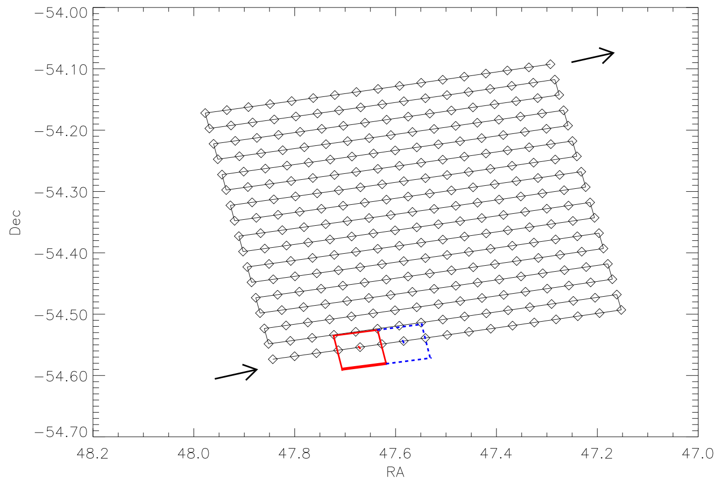


FIG. *2.9: Illustration d'une observation en raster sur le plan du ciel en mode P22. Dans le cas de FIRBACK le centre du photomètre se déplace d'un pixel et effectue des allers et retours de sorte que chaque endroit du ciel soit observé par les 4 pixels (quelques bords exceptés). Deux positions schématiques du photomètre ont été représentées : en rouge et traits pleins (observation à la position n), puis en bleu et tirets qui correspond à l'observation $n+2$.*

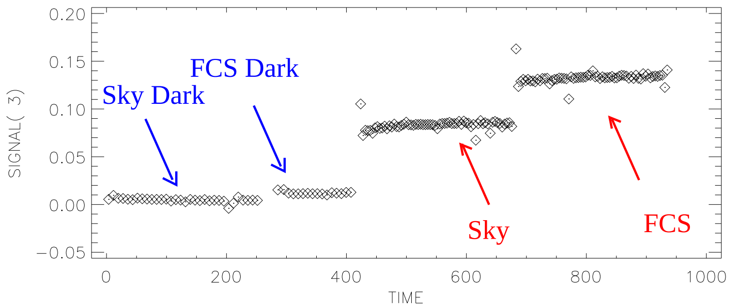


FIG. *2.10: Illustration des observations de mesure absolue P25, au niveau SRD (pentes en V/s) : mesure du courant d'obscurité avec filtre froid pointé sur le ciel (dark), puis du dark avec la FCS froide, puis mesure sur le ciel et enfin FCS chaude.*

2.4 Le relevé cosmologique FIRBACK avec ISO

2.4.1 Buts et stratégie d'observation

FIRBACK (acronyme de Far InfraRed BACKground) a pour but d'étudier l'évolution des galaxies dans l'infrarouge lointain en effectuant un relevé profond et de surface conséquente, pour étudier les sources résolues contribuant au fond extragalactique, mais aussi les fluctuations des sources plus faibles non résolues.

Au début de la mission ISO, les modèles de formation et d'évolution des galaxies (Guiderdoni et al., 1998, par exemple) construisent plusieurs scénarii compatibles avec les contraintes observationnelles alors disponibles, comme le niveau du fond extragalactique et les comptages dans le domaine UV, visible, proche infrarouge, et infrarouge lointain peu profonds. En particulier, la nature de l'évolution des galaxies infrarouges, où le rôle de la poussière est prépondérant, n'est quasiment pas contrainte. Seules des observations plus profondes dans l'infrarouge permettent d'apporter de nouvelles contraintes pour discriminer les différents scénarii.

Alors que les comptages profonds d'IRAS à 60 μm permettent marginalement de détecter une évolution, un nouveau relevé profond de plus grande sensibilité mais aussi à plus grande longueur d'onde permet de mieux quantifier cette évolution (Guiderdoni et al., 1997). En effet, soit le spectre d'une galaxie (le détail du spectre est donné dans le chapitre 5) : la correction-K est le rapport, à une longueur d'onde donnée, du flux donné par le spectre et du flux donné par le spectre décallé d'un facteur $1 + z$. Cette correction-K, exprimée en fonction du redshift z, indique comment la forme du spectre d'une galaxie influe sur sa détectabilité à plus grand redshift en fonction de la longueur d'onde d'observation.

La figure 2.11 montre les corrections-K que nous avons calculées pour 4 filtres : 15 μm d'ISOCAM, 60 μm d'IRAS, et 90 et 170 μm d'ISOPHOT. Alors qu'à 15 et 60 μm cette correction décroît rapidement avec le redshift, elle décroît moins rapidement à 90 μm. A 170 μm la situation est bien différente : elle augmente d'un facteur 1.5 jusqu'à un redshift de 1. La longueur d'onde d'observation apparaissant comme la plus prometteuse pour les relevés cosmologiques est 170 μm.

Cet effet, appelé "correction-K négative", augmente la possibilité de sonder des galaxies jusqu'à des redshifts conséquents à 170 μm, puisque leur spectre "magnifie" leur intensité apparente, juste à cause de la forme du spectre. Une galaxie lointaine peut donc être plus facilement détectée qu'une galaxie locale. Dans notre exemple, une galaxie locale ou situèe à $z = 2.5$ émet le même rayonnement à 170 μm (en négligeant l'effet de module de distance).

Nous avons par conséquent choisi pour FIRBACK la bande spectrale ayant la plus grande longueur d'onde disponible sur ISO, et la plus large bande passante disponible, et disposant de la meilleure transmission. Le filtre centré à 200 μm a une bande passante spectrale très intéressante, mais sa transmission, inférieure à 45%, limite la sensibilité. Le filtre centré à 180 μm ne dispose pas d'une bande passante aussi large que le filtre centré à 200 μm et sa transmis-

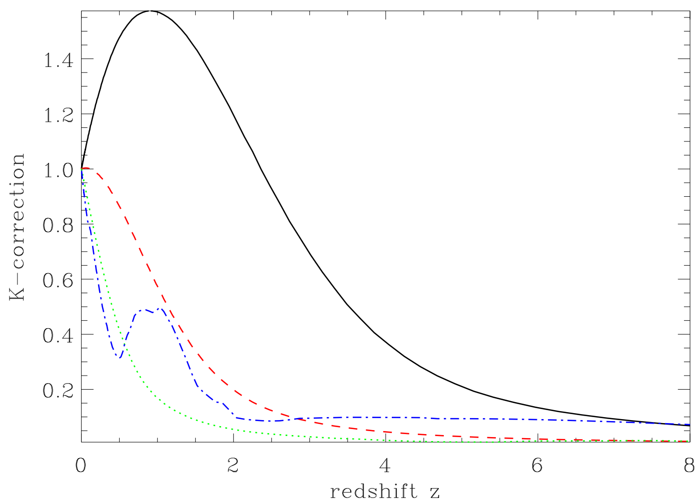


FIG. *2.11: Correction-K à* 170 μ*m (ligne noire),* 90 μ*m (tiret rouge),* 60 μ*m (pointillé vert), et à* 15 μ*m (tiret-point bleu) ; la remontée à* 15 μ*m est due au passage des bandes de PAH, et la montée à* 170 μ*m est due au passage du pic d'émission de la galaxie. Le spectre utilisé est détaillé dans le chapitre 5.*

sion est inférieure à 60%. Le filtre centré à 170 μm transmet plus de 60% du signal, et sa bande passante est large (cf figure 2.5). C'est donc le meilleur filtre pour les relevés cosmologiques profonds.

Guiderdoni et al. (1997) prédisent qu'avec un bruit de détecteur de 10 mJy rms à 170 μm, il est possible non seulement de détecter des sources pour les compter, mais aussi de détecter les fluctuations du fond extragalactique en les séparant des fluctuations des cirrus Galactiques. Il est alors nécessaire d'observer avec beaucoup de redondance.

Pour atteindre cette sensibilité, les observations ont toutes été effectuées en mode P22, le mode de cartographie en raster, pour disposer de redondance et couvrir une large surface : entre chaque pointage, ISO ne se dépointe que d'un pixel PHOT, pour que d'autres pixels du détecteur observent la même région du ciel.

2.4.2 Contraintes et exigeances

Pour détecter les fluctuations du fond infrarouge et les galaxies, il importe d'être contaminé le moins possible par les émission d'avant-plan, comme la poussière Galactique ou la lumière zodiacale. Il convient donc de choisir des champs à haute latitude galactique et écliptique pour s'affranchir au maximum de cette contamination.

Dans l'infrarouge lointain, à la différence du domaine optique par exemple où la principale limitation est le bruit instrumental et où le fond du ciel est plat, le fond du ciel est brillant avec des fluctuations, et les instruments sont limités par le confusion.

A haute latitude et dans l'infrarouge lointain, le fond est composé d'émission diffuse des cirrus galactiques, du fond extragalactique, et des poussières zodiacales. Les cirrus, dont l'émission infrarouge est bien corrélée à l'émission HI (Boulanger et al., 1996), créent des fluctuations à toutes les échelles : le spectre de puissance est ajusté par une loi en k^{-3}, k étant la fréquence spatiale (Gautier et al., 1992; Herbstmeier et al., 1998; Miville-Deschênes, 1999). A faible densité de colonne HI, la probabilité qu'une concentration dans un cirrus simule une source extragalactique est faible. Les poussières zodiacales émettent un rayonnement qui pique vers 25 μm et qui dépend de la ligne de visée à travers le nuage zodiacal, donc de la position de la Terre sur son orbite et de la direction d'observation.

La confusion a pour effet de rendre l'extraction des sources particulièrement difficile, surtout lorsque le fond fluctue à cause des cirrus et du CIB, même si le rapport signal sur bruit détecteur est grand (supérieur à 50).

Les critères de sélection des champs FIRBACK sont donc :

- haute latitude galactique et écliptique
- peu de cirrus galactique
- faible brillance à 100 μm, typiquement inférieure à 1.7 MJy/sr
- faible densité de colonne HI, typiquement inférieure à $1.0 \times 10^{20} H\, cm^{-2}$
- si possible, couverture multi-longueur d'onde existante ou à venir

Nous avons étudié les données DIRBE, dont l'émission étendue est étalonnée de manière absolue (Boggess et al., 1992; Hauser et al., 1998), IRAS, disposant d'une meilleure résolution spatiale, et HI disponibles pour sélectionner trois champs.

TAB. *2.4: Caractéristiques des champs FIRBACK.*

field	α_{2000} h, min	δ_{2000} deg, min	l deg	b deg	surface deg^2	t_{int} sec
FSM	03 11	-54 45	270	-52	0.95	256
FN1	16 11	+54 25	84	+45	1.98	128
FN2	16 36	+41 05	65	+42	0.96	128

2.4.3 Champs observés

Les trois champs finalement selectionnés sont : le champ dit Marano dans le ciel austral, appelé *FIRBACK South Marano* (FSM), et les champs appelés FIRBACK North 1 (FN1) et FIRBACK North 2 (FN2). La table 2.4 donne les coordonnées des champs, leurs surfaces et le temps d'intégration par position dans le ciel (bords exclus), alors que la figure 2.12 montre leurs positions sur

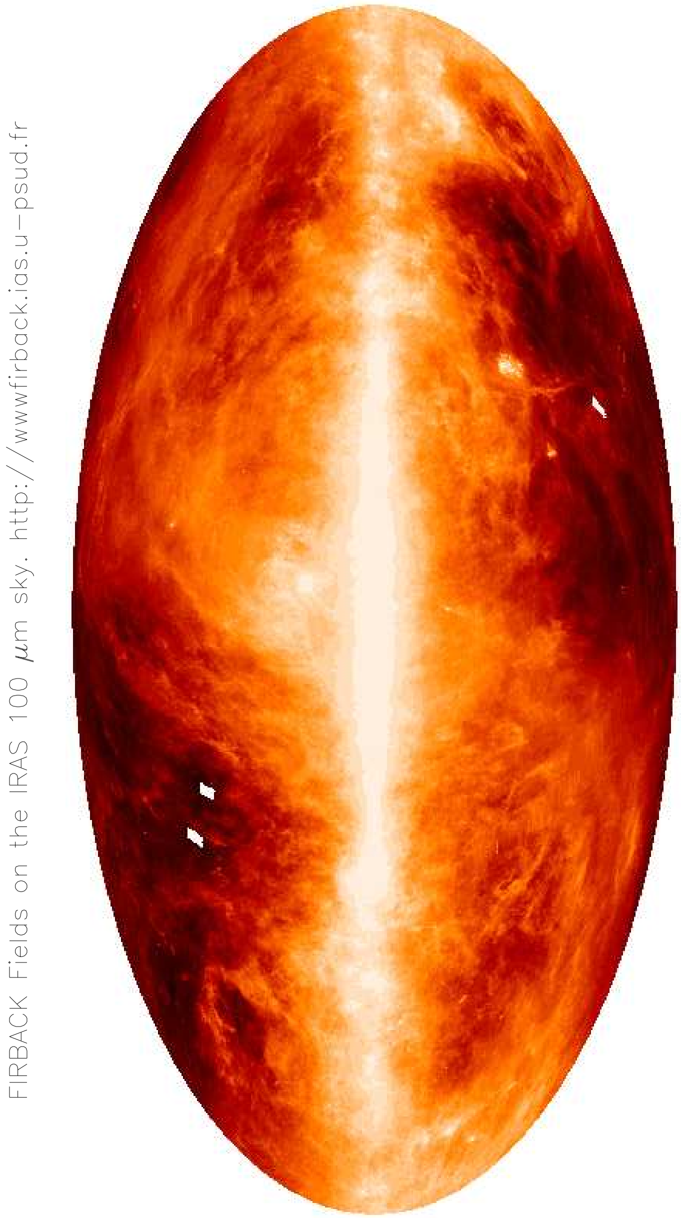


FIG. *2.12: Ciel complet observé par IRAS* à 100 μm *en projection de Aitoff galactique. Les deux carrés blancs dans le ciel boréal représentent FN1 et FN2, et le carré dans le ciel austral représente FSM.*

une projection de Aitoff du ciel complet des données IRAS à 100 μm. La surface totale du relevé FIRBACK est d'environ 4 degrés carrés, soit le plus vaste jamais effectué à cette longueur d'onde.

Avec plus de 150 heures d'observations avec ISOPHOT, le relevé FIRBACK a généré presque 1 Gigaoctet de données brutes.

Les figures 2.13, 2.15 et 2.14 montrent la position des champs FIRBACK sur les fonds IRAS à 100 μm.

Champ FSM

Le champ FSM est composé, pour des raisons historiques, de quatre champs individuels appelés FSM1 à FSM4. Chaque champ individuel a éte observé quatre fois (4 rasters), de sorte que la redondance y est de 16 en moyenne au centre, mais varie de 1 à 32 sur les bords ou entre deux champs qui se recouvrent.

Le temps d'intégration est en moyenne de 256 secondes par position dans le ciel, puisque chaque integration individuelle dure 16 secondes, et qu'il y a 4 pixels et 4 rasters. Ce champ est le plus profond jamais observé à cette longueur d'onde.

Chaque raster est décalé d'un pixel PHOT dans le champ FSM1 et constitue la meilleure stratégie possible d'observation, car le ciel est échantilloné exactement de la même manière dans tous les rasters : l'extraction des effets instrumentaux n'en est que plus aisée.

La champ FSM1 couvre un carré de $31.5 \times 31.5\,'^2$, et les champs FSM2, 3 et 4 un rectangle d'environ $77 \times 26\,'^2$. La surface totale du champ FSM est de $0.95^{\square}$.

Dans les champs FSM2, 3 et 4, chaque raster est décalé d'un demi-pixel sur les axes de déplacement de du photomètre, ce qui a pour avantage de suréchantilloner le ciel, avantage appréciable puisque la résolution angulaire est de 92 secondes d'arc à 170 μm. L'inconvénient, cité précédemment est que chaque raster n'échantilonne pas exactement le ciel de la même manière. Dans la mesure où ISO est le premier observatoire infrarouge spatial, le choix technique de sous-échantilloner le lobe de l'instrument a été fait pour augmenter la sensibilité, ce qui nous a conduit à échantilloner le ciel de telle sorte que nous puissions gagner en résolution angulaire.

Les champs FSM1 d'une part et FSM2, 3 et 4 d'autre part ont été observés de manière continue : les effets de transitoires sont ainsi réduits et il n'y a pas de rotation entre chaque raster. Le fait que le bord des champs FSM1 et FSM2, 3 et 4 n'ont pas le même angle par rapport aux déclinaisons par exemple est dû à ce que les axes d'ISO, en orbite terrestre, changent d'orientation en fonction de la rotation de la Terre autour du Soleil.

Champ FN1

Le champ FN1 est composé de 11 champs individuels, chacun observés 2 fois, de sorte que la redondance moyenne est de 8.

Le temps d'integration est en moyenne de 128 secondes par position dans le ciel, puisque chaque integration individuelle dure 16 secondes, et qu'il y a 4 pixels et 2 rasters.

La surface totale de FN1 est de $1.98^{\square}$.

Les rasters individuels auraient dû être décalés les uns par rapport aux autres d'un demi pixel comme pour FSM2, 3 et 4, mais la planification non triviale des observations a fait que finalement le décalage est d'une fraction de pixels qui dépend de la position dans le champ.

Par ailleurs les observations n'ont pas été effectuées de manière continue : des effets de transitoires sont observés, et l'angle entre chaque raster varie, diminuant ainsi l'efficacité du sur-échantillonnage.

FN1 a aussi été observé par CAM à 15 μm et PHOT à 90 μm par le consortium ELAIS.

Champ FN2

Le champ FN2 est composé de 9 champs individuels, chacun observés 2 fois, de sorte que la redondance moyenne est de 8.

Le temps d'integration est en moyenne de 128 secondes par position dans le ciel, puisque chaque integration individuelle dure 16 secondes, et qu'il y a 4 pixels et 2 rasters.

La surface totale de FN1 est de $0.96^{\square}$.

Les autres paramètres sont identiques à ceux de FN1.

L'observation de FN2 est le fruit de la collaboration entre les consortia FIRBACK et ELAIS.

2.4.4 Historique et déroulement du programme FIRBACK

Le programme FIRBACK a commencé avec 12 heures de temps ouvert dans le champ FSM1, alors appelé *Marano*, bien qu'il ne coincide pas exactement avec le champ original Marano (dans lequel des relevés profonds optique et X ont été menés) puisque la contamination en cirrus y est trop importante.

Il s'agissait alors de déterminer la sensibilité réelle d'ISOPHOT, en mesurant directement le bruit instrumental, et en détectant des sources extragalactiques. Ainsi le champ FSM1 a été observé de manière continue, et chaque raster a été décalé d'un pixel afin de déterminer le bruit instrumental et d'assurer la fiablilité des détections.

L'analyse de FSM1 a été effectuée principalement par Guilaine Lagache et a abouti à plusieurs publications (Puget et al., 1999; Lagache & Puget, 2000).

La stratégie de détection ayant ainsi été validée, il a été possible d'étendre le programme avec du temps garanti et surtout avec du temps supplémentaire issu de l'allongement de la durée de la vie d'ISO et attribué par l'OTAC (*ISO Observing Time Allocation Committee*) pour les grands programmes.

Il a alors été choisi d'augmenter l'échantillonage du ciel en décalant chaque raster d'un demi pixel. Malheureusement certaines observations n'ont pas eu lieu de manière continue, de sorte que l'angle entre les axes du satellite et

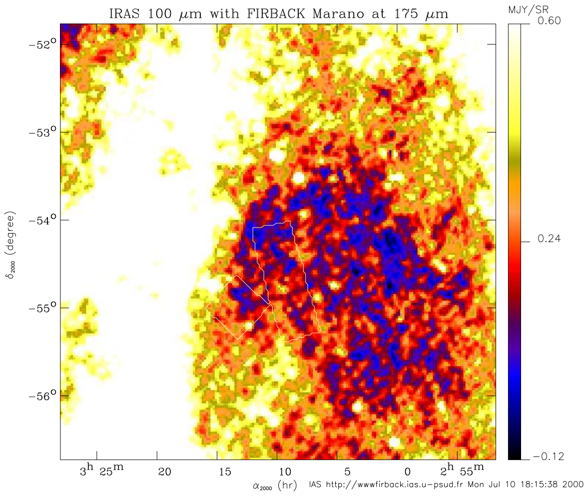


FIG. *2.13: Carte IRAS à* 100 μ*m du champ FSM. Il est à noter qu'il existe une incertitude sur le niveau zéro des cartes ISSA, en particulier dans les régions faibles comme ici. DIRBE dispose lui d'un étalonnage absolu interne.*

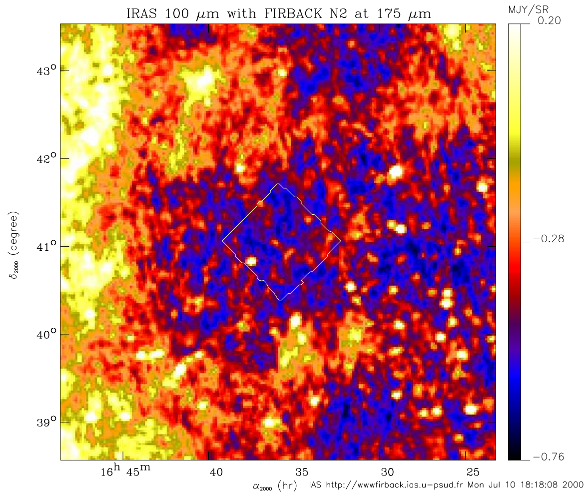


FIG. *2.14: Carte IRAS à* 100 μ*m du champ FN2.*

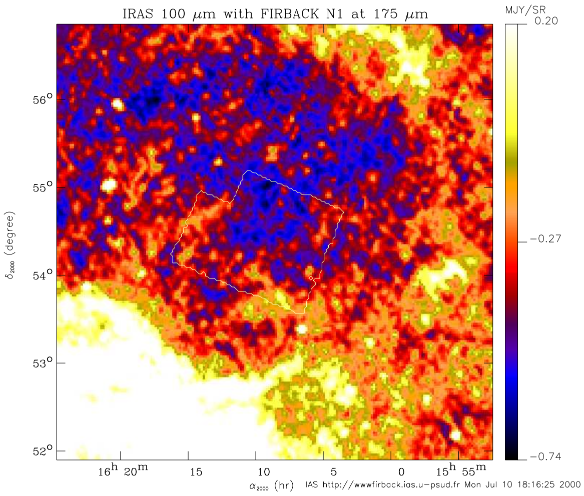


FIG. *2.15: Carte IRAS* à 100 μ*m du champ FN1.*

le ciel a changé de manière notable, induisant ainsi une rotation entre les rasters, sans parler des effets de transitoires. L'échantilonnage, en particulier dans FN1 et FN2, n'est donc finalement pas amélioré.

Néanmoins, la grande redondance des observations et la grande surface couverte ont permis d'extraire les effets instrumentaux et d'atteindre les buts scientifiques du programme.

Chapitre 3

Traitement et étalonnage des données FIRBACK

Sommaire

3.1 Introduction

Avant de pouvoir analyser les données d'un relevé cosmologique, par nature à la limite de la sensibilité des instruments, il faut les réduire, extraire les effets indésirables résultant des dégradations instrumentales, les étalonner, et enfin les mettre sous forme de cartes.

Ce chapitre expose de manière détaillée le processus de traitement des données, qui correspond à la chaîne de traitement définitive que l'on appelle "pipeline FIRBACK", implémenté dans l'environnement IDL. Je pose d'abord la problématique de l'étalonnage et de l'analyse des données en infrarouge lointain qui va conditionner notre stratégie. Je présente ensuite la réduction des données ISOPHOT à 170 μm avec PIA, puis les corrections que nous effectuons : variation de réponse induite par les rayons cosmiques, les transitoires, le flat field (ou correction de champ plat). Avant de terminer par la reprojection sous forme de cartes, je présente en détail l'étalonnage de nos données (émission étendue et sources ponctuelles), qui fait appel à l'étude du lobe d'ISOPHOT à 170 μm et à la comparaison avec d'autres données d'ISO, IRAS et COBE.

3.2 Problématique de l'étalonnage et de l'analyse des données en infrarouge lointain

Le domaine spectral de l'infrarouge lointain diffère des autres domaines à plus courte longueur d'onde, en plus de comportements instrumentaux particuliers présentés en section 2.3.2, car le fond du ciel est brillant et les sources ne représentent que quelques pour-cents du fond. Cela implique que les techniques classiques d'étalonnage sur des sources ponctuelles sont insuffisantes car il faut aussi effectuer l'étalonnage des sources étendues. Le point de l'étalonnage est délicat car il existe peu de sources ponctuelles de référence à 170 μm.

Dans le domaine visible jusque dans l'infrarouge moyen, les cartes des relevés profonds contiennent des sources brillantes sur un fond essentiellement plat de faible brillance, voire totalement noir (au bruit près) dans le visible. Dans l'infrarouge lointain en revanche, typiquement de 70 à 250 μm le fond du ciel est brillant et fluctuant à cause de la présence, même en faible quantité, de cirrus galactiques qui créent des fluctuations à toutes les échelles (Gautier et al., 1992; Herbstmeier et al., 1998; Miville-Deschênes, 1999), mais aussi à cause des fluctuations du fond extragalactique infrarouge (Herbstmeier et al., 1998; Lagache & Puget, 2000). Les sources ponctuelles ne représentent alors que quelques pour-cents de la brillance totale. Dans le relevé FIRBACK par exemple, une source brillante de l'ordre de 1 Jy ne représente au pic d'émission qu'environ 40% du fond de 3 MJy/sr, et une source (plus typique !) de 200 mJy représente moins de 10% du fond au pic.

L'étalonnage des instruments est classiquement effectué avec des sources ponctuelles. Les sources ponctuelles de référence sont peu nombreuses à 170 μm, puisque le rayonnement des étoiles et des planètes n'y est que modélisé, et que les astéroides présentent d'autres incertitudes (rotation, phase, ...). De plus, dans l'infrarouge lointain, il est nécessaire d'étalonner également l'émission étendue.

Toutes ces raisons nous poussent à être attentifs aux problèmes d'étalonnage :

- IRAS a été étalonné jusqu'à 100 μm essentiellement avec des étoiles et des planètes
- COBE a été étalonné de manière absolue jusqu'à 240 μm, et l'étalonnage de la structure étendue sur tout le ciel avec DIRBE est probablement le meilleur jamais obtenu, et ce pour longtemps encore dans la mesure où d'autres expériences de mesures absolues ne sont pas programmées
- Notre préoccupation est donc d'obtenir une photométrie correcte avec PHOT à 170 μm sur l'émission étendue, en vérifiant sa cohérence avec les données de COBE/DIRBE, et sur les sources ponctuelles en vérifiant sa cohérence avec les données d'IRAS.

Avant de tester la cohérence de notre étalonnage avec celui de DIRBE sur l'émission étendue, il faut connaître précisement le lobe de PHOT à 170 μm sur une grande extension angulaire.

Les paragraphes qui suivent traduisent ces préoccupations, puisqu'une partie de mon travail a consisté à caractériser le lobe et à vérifier la cohérence de notre étalonnage avec DIRBE pour l'émission étendue et IRAS pour les sources ponctuelles.

3.3 Réduction avec PIA

La réduction de données est effectuée avec le logiciel PIA version 7.2.2 (Gabriel et al., 1997, PHOT Interactive Analysis,) dans l'environnement IDL sous unix. Plusieurs étapes sont nécessaires pour passer des données brutes en Volts au signal astrophysique en brillance avec attribution des coordonnées célestes associées.

3.3.1 Données brutes

Les photoconducteurs composant les pixels du photomètre convertissent les photons qu'ils reçoivent en électrons et charges électriques détectables. Avec le flux de photon, la charge du pixel augmente avec le temps, et ce d'autant plus vite que le flux incident est important : il y a une relation entre le flux incident et la pente de la droite $V = f(t)$ où V est le potentiel et t le temps. Les données brutes provenant de PHOT sont ces rampes exprimées en Volts en fonction du temps en secondes, appellées ERD (edited raw data). La figure 3.1 présente un exemple de 600 secondes de données brutes dans le champ FSM 3.

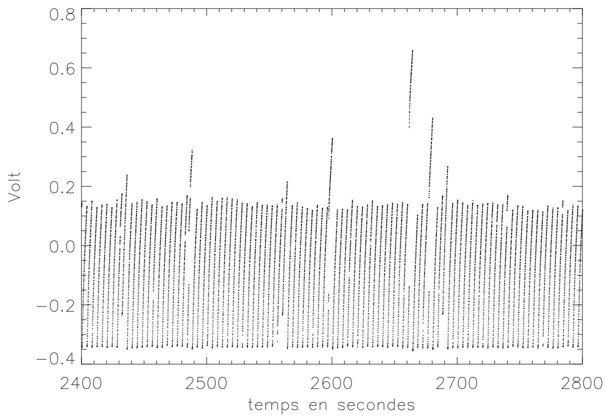


FIG. *3.1: 600 secondes de données dans le champ FSM3 : signal brut du niveau ERD, rampes en Volts en fonction du temps en secondes. Les discontinuités dans les rampes sont dues aux cosmiques.*

A une période déterminée par l'observateur, appellée *reset interval* ou intervalle d'initialisation, les condensateurs sont déchargés et le pixel est mis à la masse. L'intégration se poursuit dans le domaine que le convertisseur analogique-numérique peut traiter. Si la charge devient trop importante, le détecteur sature et les données ne sont pas utilisables : dans ce cas il convient de diminuer l'intervalle d'initialisation d'autant plus que le flux attendu est fort. Pour le programme FIRBACK, cet intervalle est de 4 secondes. La section 2.3.3 décrit plus en détail le fonctionnement du détecteur.

Pendant cette période d'intégration, l'accumulation de charges peut changer la tension de polarisation (*bias*), de sorte que le comportement linéaire du détecteur est légèrement modifié et les rampes sont gauchies. La première étape de la réduction consiste à *linéariser les rampes*. PIA effectue cette correction grâce aux tables d'étalonnage produites par le consortium PHOT.

Des rayons cosmiques de haute énergie peuvent intéragir avec le détecteur ou le télescope, libérant des particules secondaires qui cèdent leur énergie dans le substrat. Ces *cosmiques* provoquent un saut brutal dans la rampe (ap-

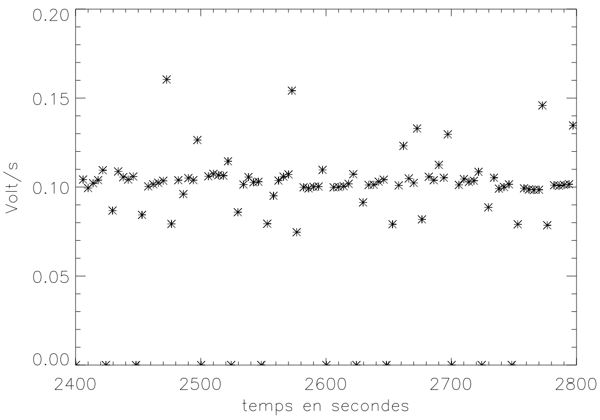


FIG. *3.2: Les pentes brutes en V/s du niveau SRD. Les points au-delà de 3σ sont rejetés et dus aux débuts de rampes.*

pellé familièrement *glitch*), facile à détecter (voir la figure 3.1 un peu avant 2600 secondes et vers 2660 secondes par exemple). Néanmoins, la réponse du détecteur peut être changée à la suite d'un impact violent, parfois pendant plusieurs dizaines de minutes (voir section 3.4). La seconde étape consiste donc à *corriger des cosmiques ("deglitching")* sur les rampes.

A partir des rampes linéarisées et deglitchées exprimées en Volt en fonction du temps, on calcule leurs pentes en Volt par seconde par un ajustement linéaire : c'est le niveau SRD (signal per ramp data).

3.3.2 Des pentes à une mesure de puissance

Du niveau SRD au niveau SCP

Les pentes du niveau SRD doivent, dans un cas idéal, avoir la même valeur qui est proportionnelle au flux incident, lorsque le satellite pointe une même région du ciel. Cependant, les cosmiques qui ont été corrigés provoquent des variations de réponse des pixels avec plusieurs échelles de temps, qui peuvent induire une dispersion des valeurs, en plus du bruit de mesure. La figure 3.2 représente le niveau SRD (signal en Volts/s) des données FSM3. On procède alors à une seconde correction de cosmiques en éliminant les valeurs qui s'écartent de plus de 3σ de la valeur moyenne.

Notons que les effets de mémoire à long terme du détecteur sont parfois visibles à ce stade, et PIA propose de les corriger en ajustant des fonctions exponentielles. Nous n'effectuons aucune correction à ce niveau, car nous préferons utiliser la redondance des observations pour corriger cet effet et pour déterminer proprement le flat field ultérieurement, plutôt que de nous fier à des ajustements incertains.

Le niveau suivant, appelé SCP (signal per chopper plateau data) permet d'effectuer les corrections d'intervalle d'initialisation et de soustraction du courant d'obscurité, afin d'obtenir une valeur du signal par pixel et par position dans le ciel.

Le niveau SCP

La correction d'intervalle d'initialisation (*reset interval correction*) est appliquée. Il s'est en effet avéré que les flux finaux dépendaient de l'intervalle utilisé. Pour nos données, la correction induit une variation faible du signal, 6% en moyenne.

Le courant d'obscurité est soustrait. Il dépend de la position du satellite sur l'orbite. Nous choisissons de prendre en compte la position du satellite à chaque mesure, étant donnée la durée des obervations. Nous avons vérifié que les valeurs standards soustraites sont en accord à mieux que 3% avec les mesures effectuées lors d'une observation d'étalonnage absolu (mode P25) (voir section 3.9).

Notre collection de mesures par position en fonction du temps est ensuite ramenée à une seule quantité en Volts par seconde, en choisissant la valeur médiane.

Le traitement que nous venons de décrire est appliqué aux données mais également aux deux mesures d'étalonnage (FCS) qui encadrent l'observation.

Détermination de la puissance : le niveau SPD

L'étalonnage (opération de détermination de la réponse des pixels) est effectuée au niveau SPD (standard processed data) et permet d'obtenir une puissance dans la bande spectrale considérée. Elle est obtenue en comparant la valeur de la tension mise à l'entrée des FCS, la réponse obtenue avec les mesures, et les tables d'étalonnage. Connaissant la puissance émise par les FCS et leurs réponses, on en déduit la puissance reçue des pixels sur le ciel. Cependant la réponse du système dépend de la position du satellite sur l'orbite, et les variations peuvent atteindre 10%. Les observations en raster pour FIRBACK durant environ 2 heures, la réponse change (jusqu'à environ 10%) et il faut alors prendre la valeur moyenne de la réponse déduite des deux FCS. Il convient de ne pas utiliser l'interpolation linéaire car elle introduit des artéfacts qui ont le même comportement que les transitoires longs que nous corrigerons ultérieurement en utilisant la redondance des observations.

On calcule la réponse de chaque pixel du détecteur en A/W :

$$R_i = \frac{S_{FCS}(i)C^i_{int}}{P_{FCS}(h)G(i)} \tag{3.1}$$

où :
R_i est la réponse du pixel i en A/W
$S_{FCS}(i)$ est le signal en Volts par seconde reçu par le pixel i de la FCS
C^i_{int} est la capacité d'intégration du pixel i en Farad, c'est-à-dire en $A/(V/s)$
$P_{FCS}(h)$ est la puissance en Watts de la FCS chauffée avec la tension h pour le filtre considéré ; donnée consignée dans les tables d'étalonnage

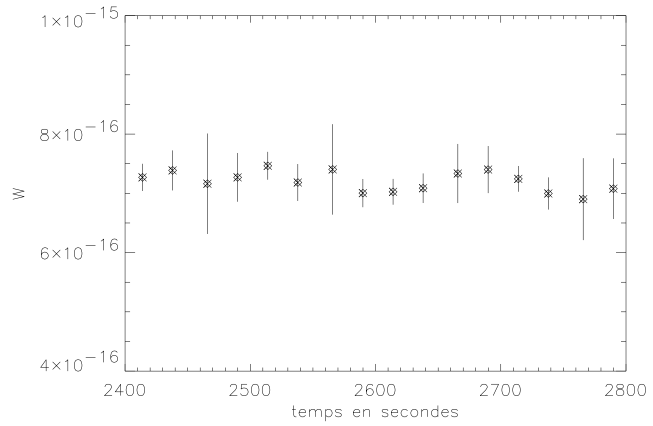


FIG. *3.3: Le signal en Watt du niveau SPD. La médiane des mesures a été prise. Les incertitudes prennent en compte la linéarisation, les deglitchings, l'ajustement des rampes, et sont déterminées par PIA.*

$G(i)$ est un facteur géométrique sans dimension, décrivant pour le pixel i la non-uniformité de l'illumination et de la réponse du pixel selon le filtre

On obtient ensuite la puissance mesurée sur le ciel en W avec :

$$P_{src}(i) = \frac{(S_{src}(i) - S_{dark}(i))C^{i}_{int}}{R_i} \tag{3.2}$$

où :
$P_{src}(i)$ est la puissance en Watts de la source pour le pixel i, dans le filre considéré
$S_{src}(i)$ est le signal de la source en Volts par seconde
$S_{dark}(i)$ est le courant d'obscurité en Volts par seconde

La puissance en fonction de la position dans le ciel (ou le temps), déterminée avec les deux mesures de FCS encadrant l'observation, constitue le niveau SPD. La figure 3.3 montre sur notre exemple le résultat.

3.3.3 De la puissance au signal astrophysique

Le passage du niveau SPD au niveau AAP s'effectue en calculant les coordonnées célestes du centre de la caméra pour chaque position, exprimées en degrés décimaux pour l'ascension droite et la déclinaison (équinoxe 2000), et en attribuant des flux en Jansky ainsi que des brillances en MJy/sr.

Flux

Le flux de la source observée est donné en Jy par :

$$F_\nu(i) = k\frac{P_{src}(i)}{C_1 f_{PSF}} \tag{3.3}$$

où :
$F_\nu(i)$ est le flux en Jy de la source dans le pixel i
k est la correction de couleur
C_1 est une constante en m^2Hz décrivant la transmission de tout le système optique pour le filtre considéré
f_{PSF} est un facteur géométrique sans dimension indiquant la fraction de la PSF d'ISO tombant effectivement sur la matrice pour le filtre considéré

La correction de couleur k permet de transformer le flux intégré dans toute la bande spectrale du filtre en flux monochromatique de longueur d'onde λ_0, longueur d'onde effective du filtre. L'idéal est de disposer du spectre de la source ; comme ce n'est jamais le cas, on utilise la convention qui fait l'hypothèse suivante : la distribution spectrale d'énergie suit localement, autour de λ_0, une loi du type :

$$\nu F_\nu = C^{ste} \tag{3.4}$$

où ν est la fréquence. Cette convention a été utilisée dans les quatre bandes spectrales du satellite IRAS et a été conservée pour ISOPHOT par souci de cohérence. Une fois celle-ci fixée, on peut faire ensuite une correction de couleur appropriée pour les sources dont on connait le spectre. Elle est particulièrement adaptée à la forme du spectre du milieu interstellaire dans l'infrarouge moyen et lointain, de 10 à 100 μm (par exemple la figure 4 de Désert et al. (1990)), qui vérifie à peu près la relation 3.4.

Brillance

La brillance de la région observée est donnée en MJy/sr par :

$$I_\nu(i) = k\frac{P_{src}(i)}{C_1(1-\epsilon^2)\Omega} \tag{3.5}$$

où :
$I_\nu(i)$ est la brillance en MJy/sr de la région observée
ϵ est un facteur géométrique sans dimension indiquant l'obscuration du miroir secondaire d'ISO
Ω est l'angle solide en stéradians du lobe de l'instrument

Nous verrons plus loin que l'un des problèmes de ce traitement standard est la valeur trop faible attribuée à Ω dans PIA, qui induit une sur-estimation des brillances.

Finalement

Les données sont sous forme d'une structure, avec différents champs comme la brillance, le flux, les ascensions droites, déclinaisons. Nous ne prendrons en compte désormais pour signal que la brillance médiane pour chaque détecteur et chaque position sur le ciel pour le traitement des données FIRBACK.

3.3.4 Résumé des paramètres utilisés

Le tableau 3.1 résume les paramètres utilisés dans PIA pour la réduction des données FIRBACK.

TAB. *3.1: Résumé des paramètres et opérations de PIA pour la réduction des données FIRBACK.*

niveau	opération / paramètre
ERD	Linearisation Single threshold deglitching : 3, 4, 12 Fit to first order
SRD	Signal deglitching : 3σ No drift handling correction
SCP	Reset interval correction Orbital dependance Dark current subtraction (interpolate one value per point)
SPD	Use individual FCS median values and average the 2 responsivities
AAP	Assign astronomical coordinates Extract flux density

Il est à noter que PIA offre la possibilité de traiter les données en mode non interactif (*batch*), ce qui offre l'avantage du gain de temps en évitant les tâches répétitives, mais l'inconvénient de ne pas permettre de regarder en détail les données. Ayant réduit les données plusieurs fois en mode interactif pour étudier différents effets comme la soutraction du courant d'obscurité, l'effet du temps de mesure de la FCS, ou encore la correction d'intervalle d'initialisation, ce qui m'a permis de bien comprendre les données, j'ai ensuite utilisé le mode batch une fois validés les paramètres de réduction. Je ne conseille pas d'utiliser le mode batch en aveugle sur de nouvelles données, de bien mauvaises surprises pourraient arriver !

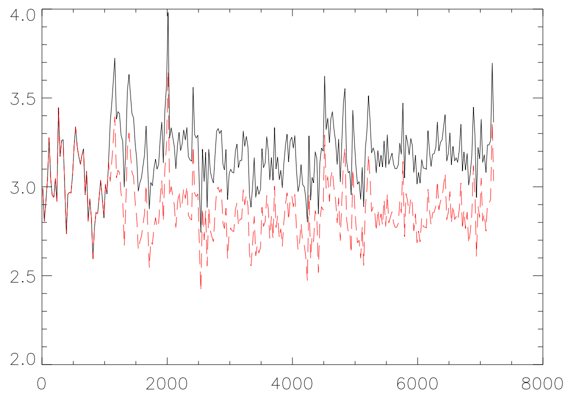


FIG. *3.4: Illustration de la correction de la variation de réponse induite par un cosmique, dans FN1_06_1 : signal en fonction du temps en secondes : trait plein : avant correction ; tiret rouge : après correction.*

3.4 Rayons cosmiques

Après l'interaction avec des rayons cosmiques, la réponse des détecteurs peut être affectée sur plusieurs dizaines de minutes. Cette variation de réponse n'est pas corrigée aux niveaux ERD et SRD où seul le saut instantané est corrigé.

En calculant la réponse de chaque détecteur par rapport à la réponse moyenne (cf section 3.6 pour les détails), nous pouvons détecter et corriger manuellement ces événements. Très rares, nous n'en avons détectés et corrigés que 13 sur 224 observations (224 = 4 détecteurs $\times$ 56 rasters). Dans un cas particulier (dans FN1) une rangée du raster a du être éliminée car les quatre détecteurs avaient un comportement anormal suite à un événement particulièrement violent, probablement une gerbe de particules secondaires issues du satellite.

La figure 3.4 montre l'exemple dans le champ FN1 avant (trait plein) et après (tirets rouges) correction.

3.5 Transitoires

Les détecteurs infrarouges sont connus pour avoir des effets de mémoire, c'est-à-dire qu'ils mettent un certain temps avant de se stabiliser alors qu'ils sont illuminés par un flux constant (Coulais et al., 2000). Cet effet important se produit dès que le détecteur observe une variation de flux, donc presque constamment. On différencie les transitoires dits *courts* des transitoires dits *longs*.

3.5.1 Marche de flux

Les transitoires courts sont dus à la stabilisation détecteur après une marche de flux. Dans le cas de PHOT C_200 soumis brutalement à un flux plus fort, le saut instantané du détecteur est de l'ordre de 85%, et le détecteur met plusieurs dizaines de secondes pour se stabiliser à 100% ; en pratique ce régime n'est jamais atteint vu le faible temps d'intégration par position sur le ciel, de l'ordre de quelques secondes.

J'ai déterminé cette valeur de 85% en étudiant les données issues des observations FSM1 en mode P25 (voir Section 3.9 pour une description et analyse détaillées) de mesure absolue. L'observation du ciel en position fixe pendant 256 secondes suit l'observation de la FCS froide (au premier ordre un corps noir de 4K), appelé courant d'obscurité FCS. L'observation de la FCS froide puis du ciel dans FSM1 provoque une marche de flux importante (même si la brillance du ciel est l'une des plus faibles). La figure 3.5 présente le comportement de chaque détecteur.

Pour FIRBACK, cet effet de mémoire, observé, est limité car les champs sont de faible brillance, relativement plats et exempts de sources très brillantes. Les mesures de la FCS observée pendant 32 secondes (mode P22) et 256 secondes (mode P25) donnent la même valeur à 4% près (cf section 3.9). Le détecteur est stabilisé pendant la FCS car le signal du ciel est du même niveau : il n'y a pas de saut. Il en est de même lorsque le ciel est de brillance uniforme, comme c'est le cas pour FIRBACK.

Cependant, la présence d'une source engendre une marche de flux. L'intégration sur chaque point du ciel est de 16 secondes dans FIRBACK : en effectuant la moyenne sur les 16 premières secondes et en comparant la valeur stabilisée, j'obtiens un écart de 10%.

En conclusion, la mesure des flux des sources est sous-estimée de 10% à cause du transitoire qu'induit une marche de flux. Nous appliquerons donc une correction systématique de 10% sur les flux des sources (cf Section 4.5.5).

3.5.2 Transitoires longs

Les transitoires longs ont une origine incertaine mais sont bien observés sur des échelles de temps atteignant l'heure. Ces transitoires sont par exemple l'une des principales limitations de la sensibilité pour les mesures de sources étendues (avec les cosmiques pour les sources ponctuelles) de la caméra ISOCAM (Miville-Deschenes et al., 2000). Ils affectent tous les détecteurs quelle que soit la nature du ciel. Pour extraire leur signature du signal astrophysique, il convient de les étudier et de les corriger dans l'espace signal/temps, alors que la correction de flat (soir section 3.6) s'effectue dans l'espace signal/position.

Ces transitoires longs sont observés dans nos données, comme le montre la figure 3.6 en pointillés pour chaque détecteur : l'augmentation assez forte du signal de 3 détecteurs sur quatre en fonction du temps est caractéristique. Miville-Deschenes et al. (2000) ont developpé une méthode originale pour détecter et corriger les transitoires sur ISOCAM qui consiste à trouver la

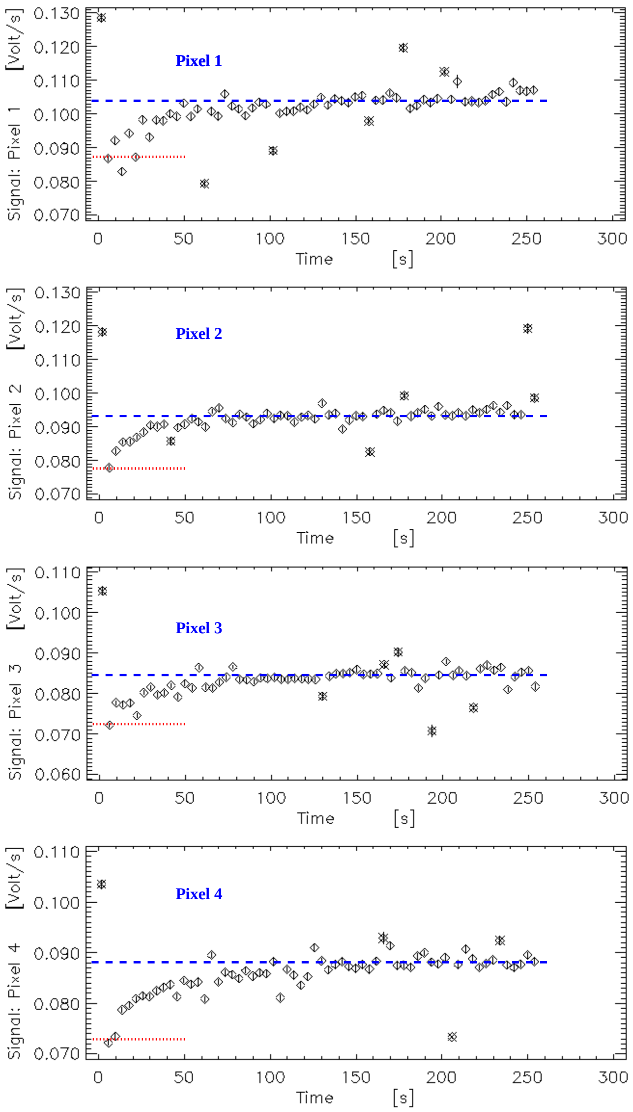


FIG. *3.5: Signal en fonction du temps pour chaque détecteur de l'observation P25 (mode absolu) dans le champ FSM1 : cette observation fixe du ciel suit l'observation du courant d'obscurité de la FCS, un corps à 4K. Cette observation permet d'étudier la réponse instantannée du détecteur à une marche de flux, que nous trouvons égale à 85%. Dans nos observations P22, ce cas ne se présente pas puisque la brillance est quasi-uniforme dans le champ et quasi-exempt de sources brillantes. Tiret bleu : valeur stabilisée ; pointillé rouge : valeur instantanée.*

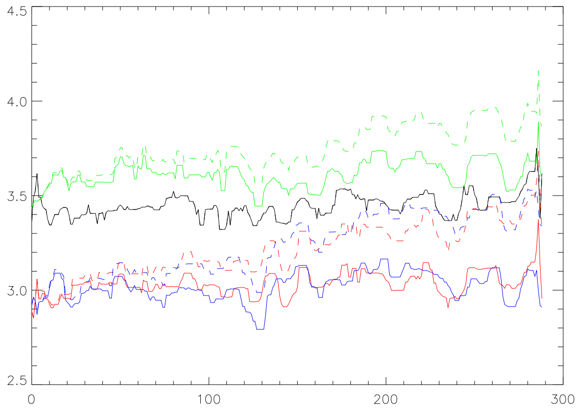


FIG. *3.6: Illustration de la correction des transitoires longs sur un raster de* $17 \times 17 = 289$ *positions : les quatre courbes représentent chacune un pixel ; courbes en pointillés : signal non corrigé qui présente une dérive ; courbes en trait plein : après correction des pentes sur celle qui varie le moins, et qui trace au mieux les variations du ciel.*

dérive commune à chaque détecteur en fonction du temps en utilisant la redondance des observations. J'ai appliqué cette méthode pour nos données, sans succès car d'une part la nature des détecteurs sur PHOT et CAM est différente, et d'autre part la redondance des observations n'est pas suffisante (nos rasters 17×17 avec 2×2 pixels ont moins de redondance que plusieurs centaines d'images 32×32 pixels d'ISOCAM). Ainsi cette méthode détecte correctement la variation commune à chaque détecteur, mais dans le cas de PHOT certains détecteurs ne semblent pas subir de fort transitoire, à la différence de la caméra CAM où tous les pixels (qui ne sont pas indépendants car dans le même substrat) suivent à peu près le même comportement. Le transitoire commun trouvé est toujours trop faible dans le cas de PHOT.

J'ai donc developpé alors une nouvelle méthode qui utilise non seulement la redondance d'un seul raster mais aussi la redondance de plusieurs rasters sur le même champ. Chaque observation mesurant le même ciel, le comportement des détecteurs doit être identique : si le signal en fonction du temps diffère en ordonnée à l'origine, c'est un problème de flat field (voir section 3.6), et s'il diffère en pente globale, c'est un problème de transitoire. La méthode consiste donc à utiliser le détecteur qui varie le moins comme estimateur du ciel. J'ajuste son comportement avec un polynôme d'ordre 1. Je corrige *les pentes* (mais pas l'ordonnée à l'origine !) des autres détecteurs pour qu'ils suivent le même comportement. La figure 3.6 montre le résultat en traits pleins après la correction, en tirets avant la correction, de quatre détecteurs en fonction du temps.

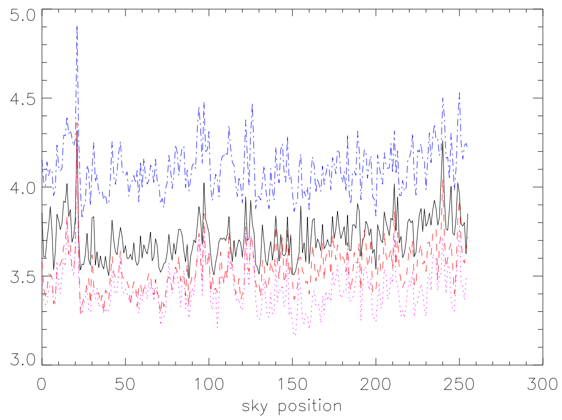


FIG. *3.7: Signal en MJy/sr de chaque pixel en fonction de la position sur le ciel. Si le niveau n'est pas le même (c'est l'objet de la correction de flat) on remarque le faible bruit : chaque pixel mesure les mêmes variations.*

3.6 Flat field (ou correction de champ plat)

Chacun des quatre détecteurs (ou pixels) du photomètre a une réponse propre : une même région du ciel observée par ces quatre détecteurs donnera différentes mesures à cause de ces réponses différentes. La correction de cet effet s'appelle "correction de champ plat" ou *flat field correction*. Les effets temporels étant corrigés (section 3.5), c'est *la redondance de nos observations* qui nous permet de calculer et d'appliquer cette correction de flat field : chaque pixel a observé le même ensemble de points du ciel.

La stratégie de balayage en raster, chaque position ne différant de la précedente que d'un champ de vue individuel d'un détecteur, permet à chaque point du ciel d'être observé par les quatre détecteurs à des instants différents. Une fois les transitoires longs corrigés, nous pouvons reconstruire, en fonction de la position dans le ciel, la réponse de chaque détecteur (figure 3.7), et la réponse de chaque détecteur par rapport à la réponse moyenne des quatre détecteurs (figure 3.8). Cette méthode a été developpée par Guilaine Lagache. Notons que si les transitoires sont corrigés en fonction du temps, le flat est déterminé par position dans le ciel. Nous pouvons remarquer sur la figure 3.7 la grande reproductibilité des observations.

L'analyse des courbes de réponse relative permet de calculer le facteur à appliquer à chaque détecteur pour le corriger de sa réponse : c'est la médiane glissante sur 30 points. J'ai normalisé la moyenne de la correction à 1 pour ne pas modifier le signal. Il convient de noter la remarquable stabilité de la correction : sur toutes les observations du relevé, la valeur pour le pixel 1, 2, 3 et 4 est respectivement de 1.04 ± 0.02, 0.91 ± 0.02, 1.09 ± 0.02 et 0.94 ± 0.02.

Une fois la correction de flat effectuée, je recale chaque raster en appliquant un facteur multiplicatif (de l'ordre de 2%) pour que chaque raster ayant

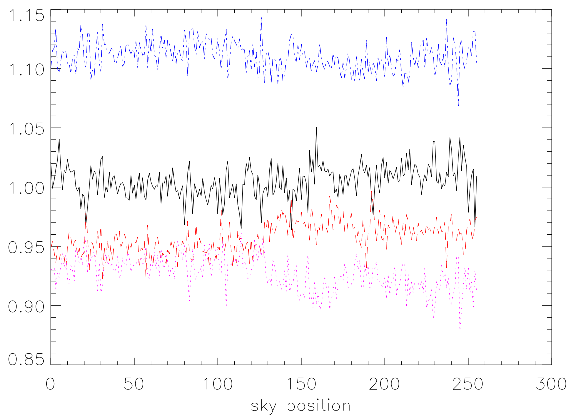


FIG. *3.8: Réponse relative de chaque pixel par rapport aux autres, en fonction de la position dans le ciel. La correction de flat utilisée est la médiane glissante sur 30 points de ces courbes, et la moyenne de la correction vaut 1.*

observé le même ciel donne la même valeur moyenne.

3.7 Lobe de l'instrument

3.7.1 Motivation

L'une des premières étapes pour étalonner proprement les données est de déterminer correctement les paramètres instrumentaux. En particulier, la connaissance précise du lobe de l'instrument est incontournable comme nous l'avons vu dans l'équation 3.5. Ainsi, je me suis attaché à déterminer le profil et l'angle solide du lobe effectif d'ISOPHOT à 170 μm, en traitant complètement des données d'étalonnage et en utilisant le modèle de lobe pour PHOT (pour les données brutes et les programmes : grâcieuseté de Rene Laureijs à Vilspa et de Uwe Herbstmeier, Manfred Stickel, Ulrich Klaas et Dietrich Lemke à Heidelberg).

3.7.2 Mesures du lobe autour de Saturne

Observations autour de Saturne

Lors de la révolution 409, pendant un peu plus de quatre heures le 29 décembre 1996, ISOPHOT a effectué plusieurs dizaines de pointages autour de Saturne à des distances comprises entre 4.2 et 45.4 minutes d'arc, sur les deux axes Y et Z du satellite et en aller et retour (figure 3.9) (la définition des axes est rappelée en section 2.3).

J'ai utilisé les éphémérides du Bureau des Longitudes pour calculer les positions de Saturne à chaque instant de mesure de PHOT. La figure 3.9 montre

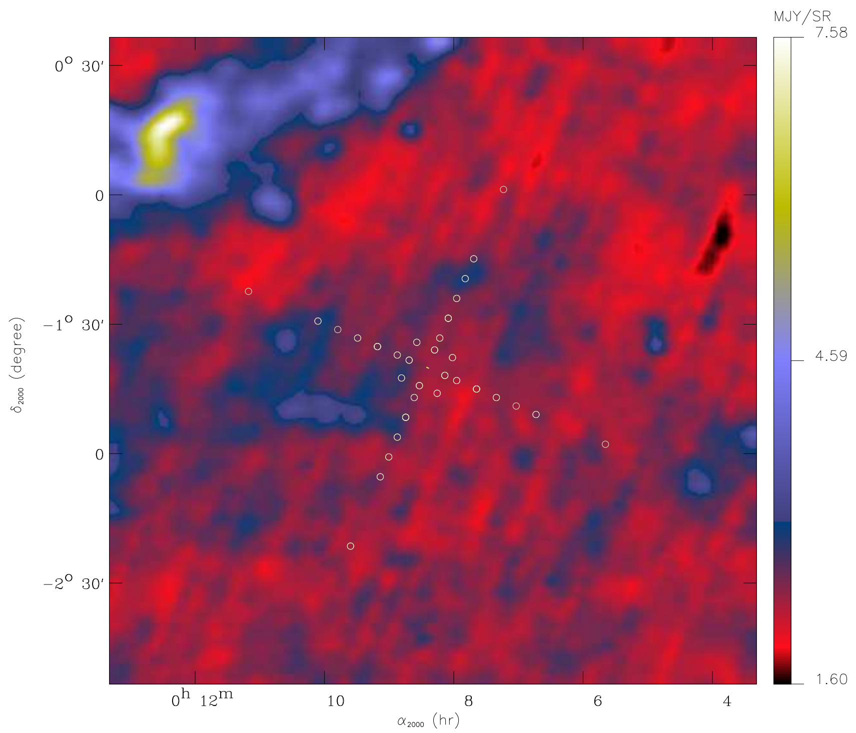


FIG. *3.9: Positions des pointages de ISO autour de Saturne le 29 décembre 1996 lors des mesures des ailes du lobe à 170 μm. Les distances de pointage vont d'environ 4 à 45 minutes d'arc. L'image en fond du ciel à* 100 μm *par IRAS montre un champ plat et faible.*

le fond du ciel IRAS à 100 μm plat et faible, avec au centre un petit segment représentant le mouvement de la planète pendant les observations, et les positions des pointages d'ISO. Chacune des deux parties de la croix a été observée en aller et retour.

Deux modes d'observation ont été utilisés : le mode dit *sparse map* P37-38-39 pour des distances à Saturne comprises entre 4.2 et 27.6 minutes d'arc, et le mode mesure absolue P25 à une distance d'environ 45 minutes d'arc. Une description des modes d'observation a été faite en section 2.3. Le temps d'observation est d'environ 150 secondes en mode P38, 200 secondes en mode P37-39, et 400 secondes en mode P25.

Traitement des données

Après un examen de chaque fichier, j'ai procédé à la réduction en utilisant le mode batch de PIA, en prenant soin d'éliminer la première moitié de chaque observation pour ne pas être contaminé par les transitoires. En effet, à la différence de FIRBACK où la brillance dans les champs est faible et uniforme n'introduit presque pas de transitoire, le gradient important proche d'une source très brillante engendre quant à lui des marches de flux importantes et donc des transitoires, le temps que le détecteur se stabilise.

Pour le mode P38, j'ai réduit indépendamment les quatre séquences d'observations (un aller et retour sur l'axe Y, et un aller et retour sur l'axe Z) avec leurs FCS respectives P37 et P39. Pour le mode P25, j'ai procédé de la même manière, en prenant soin de sélectionner dans PIA les options relatives à ce mode particulier. Certains fichiers ont été rejetés du traitement, car soit le signal était saturé lorsque PHOT pointait trop près de Saturne (3 cas), soit les fichiers étaient illisibles (3 cas). Le total des données valides correspond à 73 mesures.

Les données P38 et P25 sont en bon accord. Chaque pixel est pris en compte comme une mesure indépendante. Nous savons par ailleurs qu'il y a quelques différences de réponse entre chaque pixel (que l'on corrige habituellement avec le flat-field), mais que nous ne corrigeons pas ici, faute de redondance : cela ajoute donc une petite dispersion des données.

Le lobe mesuré

La figure 3.10 représente les mesures selon l'axe Y et la figure 3.11 selon l'axe Z du satellite. Les données P25 vers 45 minutes d'arc ont pour objet de déterminer le niveau absolu du fond.

3.7.3 Modèle du lobe

Un modèle du lobe a été développé à Heidelberg pour ISOPHOT à partir de routines originellement développées pour CAM, et prend en compte les caractéristiques optiques du télescope, des miroirs primaire et secondaire, des filtres et des détecteurs notamment. J'ai utilisé ces programmes pour générer des lobes avec différentes extensions spatiales et en utilisant le filtre à bande large à 170 μm ou en imposant le cas purement monochromatique, ce dernier cas étant utilisé comme test du programme.

Le lobe utilisé dans PIA est issu de ce modèle, mais est malheureusement tronqué à une distance du centre de 4.1 minutes d'arc.

3.7.4 Comparaison modèle - observations

La figure 3.13 montre sur un seul axe radial le modèle de lobe pour le filtre C_160 pour les directions Y et Z, ainsi que les données mesurées dans ces deux directions. L'accord est bon entre le modèle et les observations pour un domaine de distances allant de 6 à 45 minutes d'arc.

Nous notons cependant que les données vers 4 et 5 minutes d'arc sont significativement plus hautes que le modèle. Nous n'avons pas d'explication pour ces points, mais dans la mesure où leur contribution à l'angle solide total n'est que de quelques pour-cents, nous les négligeons.

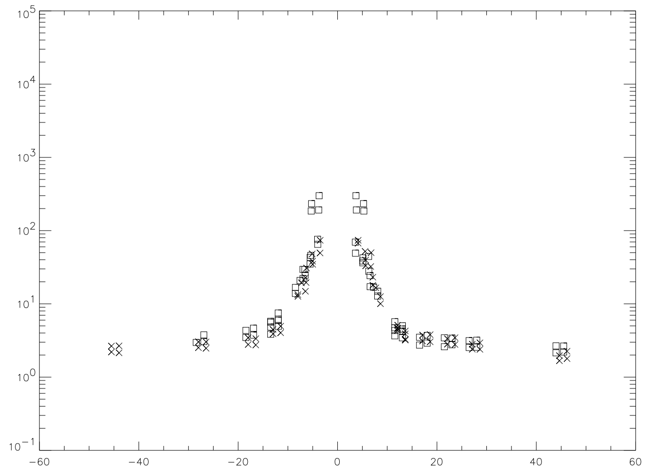


FIG. *3.10: Mesures autour de Saturne selon l'axe Y ; les carrés représentent les données de l'aller, et les croix le retour.*

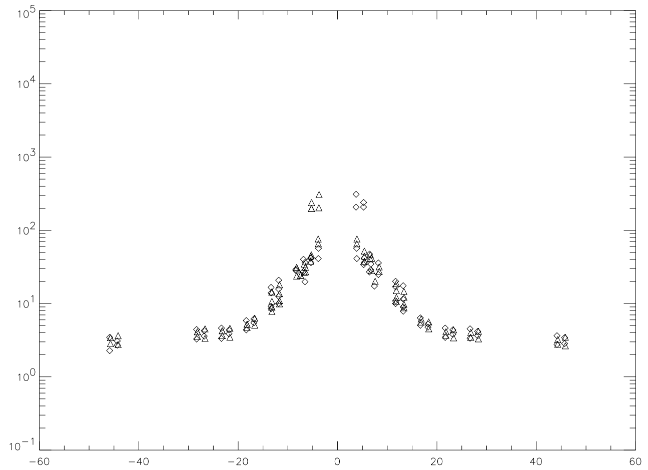


FIG. *3.11: Mesures autour de Saturne selon l'axe Z ; les triangles représentent les données de l'aller, et les losanges le retour.*

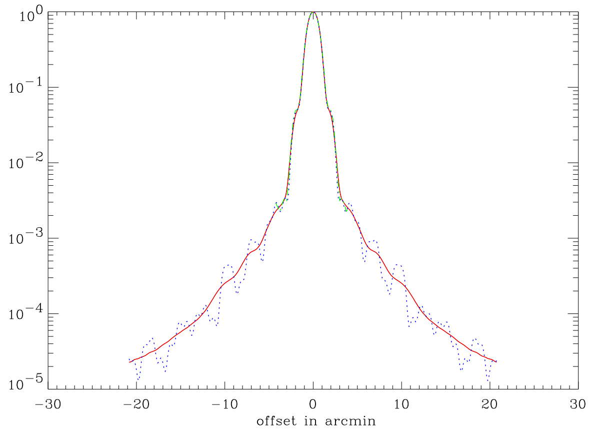


FIG. *3.12: Modèle du lobe à* 170 μ*m dans le cas monochromatique (pointillés et ligne en bleu), dans le filtre à bande large C_160 (trait plein en rouge) ; le lobe utilisé dans PIA est représenté en tiret vert jusqu'à environ 4 minutes d'arc.*

En effet, j'ai retraité plusieurs fois ces données et n'ai pas trouvé de problème particulier, sinon que le détecteur est proche de la saturation. Ces données proviennent d'un scan sur l'axe Y ; les autres observations dans le même axe ou dans l'axe Z pour cette distance sont inutilisables pour cause de saturation du détecteur. J'ai examiné comme possible source de dissymétrie la présence du bouclier solaire, mais il n'est pas sur cet axe. L'émission de Titan est trop faible pour induire une telle différence.

3.7.5 Lobe d'ISOPHOT à 170 μm

Compte-tenu de l'accord entre le modèle du lobe et les observations autour de Saturne, *nous utiliserons comme lobe définitif d'ISOPHOT à 170 μm le modèle du lobe dans le filtre C_160*, présenté en figure 3.13, de manière détaillée en figure 3.14.

La table 3.2 présente les angles solides des différents lobes de PHOT à 170 μm. La première ligne rappelle la valeur utilisée dans les versions de PIA inférieures à 7 qui correspond à l'angle solide d'un pixel. L'utilisation de cette valeur a entrainé des erreurs d'étalonnage pour les sources étendues de presque un facteur 2, ce qui constituait le fameux "problème d'étalonnage d'ISOPHOT" par rapport aux données DIRBE. Ce problème est résolu en utilisant les versions de PIA supérieures à 7. La seconde ligne indique l'angle solide utilisé dans les versions supérieures de PIA. Nous avons vu que le modèle utilisé est correct mais que son extension spatiale est insuffisante. Les deux dernières lignes présentent les modèles, en version monochromatique et en version complète pour le filtre C_160 : les angles solides sont en accord à mieux que 1% : les oscillations ont une faible influence dans le calcul de l'angle solide. L'angle solide du lobe final est donc 3.06×10^{-7} sr.

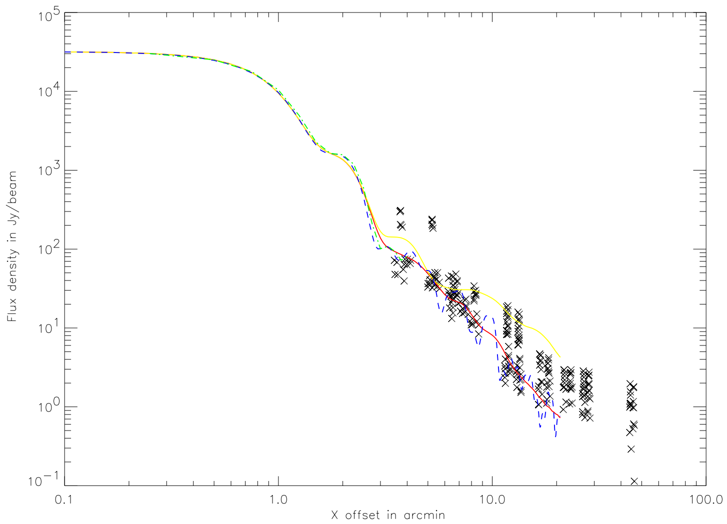


FIG. *3.13: Comparaison entre les modèles du lobe et les données prises autour de Saturne. Tiret vert (jusqu'à environ 4 minutes d'arc) : lobe PIA ; tiret bleu : modèle monochromatique ; trais pleins (rouge en bas et jaune en haut) : modèle C_160 selon les axes Y et Z. Cf texte.*

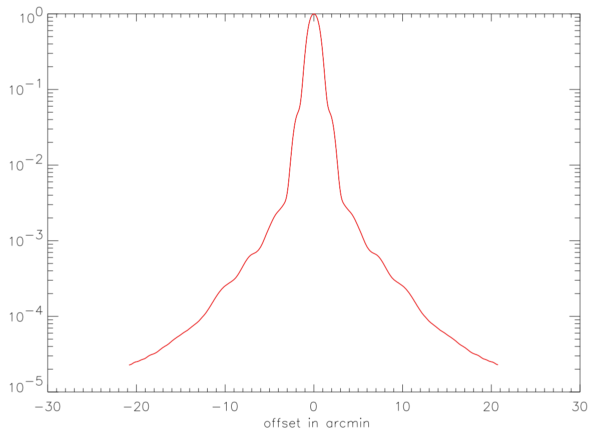


FIG. *3.14: Lobe d'ISOPHOT* à 170 μ*m.*

TAB. *3.2: Angles solides des lobes à* 170 μm.

lobe	angle solide
pixels PIA v 6.5	1.88×10^{-7} sr
Footprint PIA v7.2	2.73×10^{-7} sr
Modèle monochromatique	3.04×10^{-7} sr
lobe final : Modèle C_160	3.06×10^{-7} sr

3.7.6 Mesures absolues

L'équipe d'ISOPHOT a effectué une mesure très importante et unique lors de la longue éclipse du Soleil par la Terre (Kranz et al., 1998; Klaas et al., 1998b; Lemke et al., 1998), en pointant une région du ciel à 60° du Soleil avant, pendant et après l'éclipse. Aucune variation de signal n'a été observée, et la valeur supérieure du taux de réjection de lumière parasite vaut 10^{-13} à 60°. A titre d'example, le satellite Planck aura un taux de réjection compris entre 10^{-8} et 10^{-11} selon la fréquence.

Cette mesure exceptionnelle de lumière parasite, impossible à effectuer en laboratoire et difficile à calculer avec un modèle, montre qu'il n'y a pas de contribution significative au flux reçu venant des lobes lointains. Elle démontre donc la capacité d'ISO à faire de la photométrie absolue de l'émission étendue. La figure 3.15 montre le profil final en échelle logarithmique, avec cette dernière mesure.

3.8 Correction photométrique à appliquer

La correction photométrique à appliquer sur les brillances déterminées avec PIA version 7.2 pour prendre en compte le lobe est la suivante :

$$\boxed{Br_{corrected} = Br_{PIAv72} \times \frac{\Omega_{PIAv72}}{\Omega_{new}} = Br_{PIAv72} \times 0.89} \tag{3.6}$$

où :
$Br_{corrected}$ est la brillance en MJy/sr étalonnée
Br_{PIAv72} est la brillance donnée à la sortie de PIA en MJy/sr
Ω_{PIAv72} est l'angle solide utilisé pour le lobe dans PIA version 7.2 (nous avons vu qu'il est sous-estimé)
Ω_{new} est l'angle solide du lobe final.

3.9 Etalonnage de l'émission étendue

La validation de notre traitement concernant les sources étendues consiste à comparer, sur nos champs, les mesures de brillance du ciel à 170 μm avec ISOPHOT et avec DIRBE, l'instrument photométrique absolu à bord du satellite COBE. Pour PHOT, nous utilisons nos données en raster P22 mais aussi

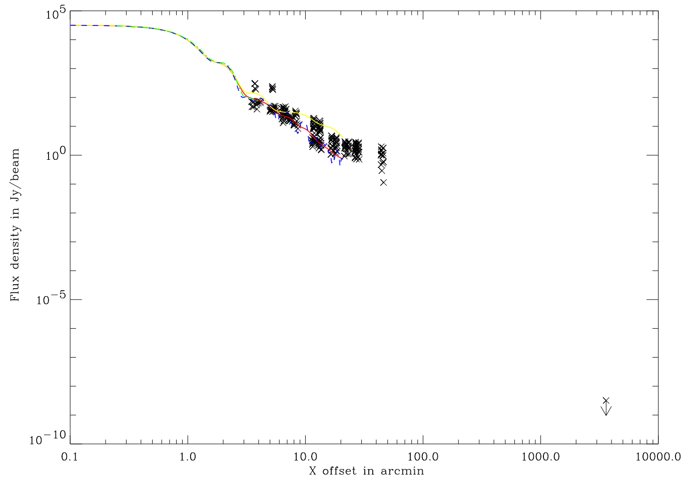


FIG. *3.15: Toutes les observations du lobe d'ISOPHOT à* 170 μm*. La limite supérieure à* 60° *provient de la mesure de lumière parasite lors d'une éclispe totale de Soleil par la Terre.*

en mesure absolue P25. Pour DIRBE qui n'avait pas de bande d'observation à 170 μm, il faut interpoler dans cette bande en utilisant les données des bandes à 100, 140 et 240 μm. Puisque le signal mesuré provient de différentes composantes astrophysiques, il convient d'estimer chacune d'entre elles pour les interpoler à 170 μm. Un problème demeure néanmoins : les données DIRBE à 140 et 240 μm sont très bruitées, car nos champs ont une très faible brillance, à la limite de la sensibilité des bolomètres disponibles à cette époque. Nous utilisons donc également une autre méthode : l'extrapolation à 170 μm des données HI en utilisant les propriétés connues de la poussière Galactique, avec validation de cette extrapolation avec les données DIRBE.

3.9.1 Mesures absolues dans le champs FSM1 en mode P25

Des observations en mode P25 ont été programmées dans le champ FSM1 afin d'étalonner les mesures à 170 μm. Programmées tardivement, ces observations n'ont pas toutes été effectuées parce que le plan focal s'est réchauffé suite à l'épuisement de l'hélium liquide du cryostat d'ISO. Nous n'avons finalement qu'une seule observation en mode P25.

Les caractéristiques de l'observation sont les suivantes : 256 secondes pour le *Sky Dark* (observation du ciel avec filtre opaque froid), 128 secondes pour le *FCS Dark* (observation de la FCS froide), puis 256 secondes sur le ciel et enfin 256 secondes sur la FCS pour l'étalonnage. La figure 2.10 du chapitre précédent montre la séquence temporelle. A cause des transitoires dus aux sauts de flux, j'élimine systématiquement la première moitié des données dans chaque phase pour ne prendre en compte que les niveaux "stabilisés" du détecteur.

A ce stade, j'ai vérifié que les valeurs mesurées dans ce mode sont en accord avec les valeurs utilisées par défaut dans le traitement en mode P22 :

- la valeur finale de la FCS après 256 secondes ne diffère pas plus de 4% de la valeur obtenue avec 32 secondes d'observation, temps utilisé pour les observations en mode P22
- le courant d'obscurité (*Sky Dark*) observé est inférieur de 10% à la valeur par défaut
- le courant d'obscurité de la FCS (*FCS Dark*) ne diffère que de 2% de la valeur par défaut
- l'utilisation des valeurs par défaut en mode P22 est donc justifiée, au vu des écarts faibles entre les mesures et les valeurs utilisées par défaut

TAB. *3.3: Comparaison des brillances entre le mode cartographie (raster, P22) et le mode mesure absolue (P25) à* 170 μ*m dans le champ FSM1. Les différentes valeurs en mode P22 proviennent des quatre rasters indépendants, comportant chacun en moyenne 16 mesures. Les incertitudes données sont l'écart-type des différentes mesures.*

mode AOT	médiane MJy/sr	moyenne MJy /sr
P25	3.52 ± 0.39	3.26 ± 0.33
P22 tous	3.49 ± 0.36	3.61 ± 0.35

Le problème avec un seul pointage P25 est qu'il est impossible d'effectuer une correction de flat-field : ainsi chaque pixel donne une valeur différente, qui doit être comparée aux données non corrigées du flat en mode P22. Dans ce paragraphe je compare donc des données non corrigées du flat ni du lobe, car seul le rapport est significatif.

Les brillances médiane et moyenne des modes P25 et P22 sont données dans la table 3.3. Il n'est pas possible de comparer les mesures de chaque pixel entre les deux modes, puisque plusieurs mois se sont écoulés entre les deux observations, ainsi l'orientation sur le ciel n'est plus la même : j'ai donc pris dans chaque raster les 16 pixels qui ont couvert la région observée en mode P25.

L'accord entre les deux modes, aux incertitudes près, est remarquable et valide le mode P22 pour la photométrie.

3.9.2 Séparation des composantes astrophysiques

Entre 100 et 240 μm, le signal provient essentiellement de l'émission du nuage zodiacal dans notre Système Solaire, de la poussière Galactique, et du fond extragalactique infrarouge :

$$signal(\lambda, t) = zodi(\lambda, t) + dust(\lambda) + cib(\lambda) \tag{3.7}$$

où :
λ est la longueur d'onde d'observation
t est l'instant d'observation
$signal(\lambda)$ est la brillance mesurée à la longueur d'onde λ, entre 100 et 240 μm
$zodi(\lambda, t)$ est la contribution, à la longueur d'onde λ, de la lumière zodiacale à l'instant de l'observation
$dust(\lambda)$ est la contribution, à la longueur d'onde λ, de l'émission de la poussière Galactique
$cib(\lambda)$ est la contribution, à la longueur d'onde λ, du fond extragalactique infrarouge.

La composante zodiacale dépend de la ligne de visée à travers le nuage zodiacal du système solaire, elle dépend donc de la position de la Terre sur son orbite (donc de la date d'observation) et de la direction observée. Cette composante astrophysique variable avec le temps doit être traitée séparément des composantes constantes.

Nous utilisons les données DIRBE corrigées de l'émission zodiacale fournies par l'équipe de COBE/DIRBE ; la soustraction de la lumière zodiacale a été faite chaque semaine en utilisant la bande à 25 μm comme traceur. Ainsi ces données ne comportent que l'émission Galactique et extragalactique.

Pour soustraire *la composante zodiacale* de nos données PHOT à 170 μm, j'utilise le modèle de Reach et al. (1995), en utilisant la valeur correspondant à la date de l'observation ISO. Dans le cas de nos observations espacées dans le temps (pour FN1 par exemple), je prend la moyenne des valeurs de chaque date, car elles ne varient pas de plus de 0.04 MJy/sr à 170 μm, soit moins de 3%. La table 3.4 donne les contributions obtenues de la lumière zodiacale en fonction de la longueur d'onde et des champs.

TAB. *3.4: Composante zodiacale en MJy/sr dans les champs FIRBACK à 100, 140, 170 et* 240 μm*, obtenue avec le modèle de Reach et al. (1995), dont l'incertitude est de 10%.*

λ μm	FSM	FN1	FN2
100	2.08 ± 0.2	1.99 ± 0.2	2.26 ± 0.2
140	1.10 ± 0.1	1.05 ± 0.1	1.18 ± 0.1
170	0.75 ± 0.07	0.71 ± 0.07	0.80 ± 0.08
240	0.41 ± 0.04	0.39 ± 0.04	0.44 ± 0.04

Le signal total de DIRBE à 100, 140 et 240 μm et de PHOT à 170 μm dans tous les champs FIRBACK sont résumés dans la table 3.5. La valeur de l'écart-type σ moyen pour PHOT provient de l'analyse effectuée à la section 4.5.

La composante extragalactique, tirée de Lagache et al. (1999, 2000), est donnée en table 3.6.

TAB. *3.5: Brillance totale en MJy/sr dans les champs FIRBACK par DIRBE à 100, 140 et 240 μm et par PHOT à 170 μm. J'ai ajouté aux données DIRBE l'émission zodiacale. Noter la grande incertitude des brillances à 140 et 240 μm.*

λ μm	instrument	FSM	FN1	FN2	σ moyen
100	DIRBE	3.50	3.16	3.45	0.03
140	DIRBE	2.76	3.39	2.04	3.22
170	PHOT	3.39	3.01	2.97	0.50
240	DIRBE	2.46	2.08	2.03	0.98

TAB. *3.6: Composante extragalactique en MJy/sr à 100, 140, 170 et 240 μm (Lagache et al., 1999, 2000).*

λ	CIB
100	0.78 ± 0.21
140	1.13 ± 0.54
170	1.00 ± 0.20
240	0.88 ± 0.55

3.9.3 Interpolation de la composante Galactique à 170 μm en utilisant les bandes à 100, 140 et 240 μm

Après avoir soustrait aux données DIRBE la composante extragalactique à 100, 140 et 240 μm, c'est-à-dire une fois qu'il ne reste que la contribution Galactique puisque la contribution zodiacale est déjà soustraite, la première méthode consiste à ajuster une loi de corps noir de température 17.2 K modifiée avec une émissivité en ν^2 (Lagache et al., 2000), en pondérant par l'inverse de l'incertitude des mesures. Compte-tenu de la grande incertitude des mesures DIRBE à 140 et 240 μm, l'ajustement est contaminé par le bruit donc inutilisable.

Les figures 3.16, 3.17 et 3.18 montrent les brillances dans chacun des champs FIRBACK de la contribution Galactique en fonction de la longueur d'onde : les losanges représentent les données DIRBE (corrigées des contributions zodiacale et extragalactique) à 100, 140 et 240 μm, et la ligne rouge en tirets représente l'ajustement pondéré. Remarquons que pour FSM, le point à 140 μm affecte la qualité de l'ajustement.

3.9.4 Extrapolation de la composante Galactique à 170 μm à partir de l'émission HI

Afin d'éviter les problèmes d'un ajustement incertain, nous pouvons utiliser les données HI pour tracer la poussière (neutre et ionisée, Lagache et al. (2000)) et extrapoler la composante Galactique à 170 μm, en supposant toujours son émission comme celle d'un corps noir de température 17.2 K modifié

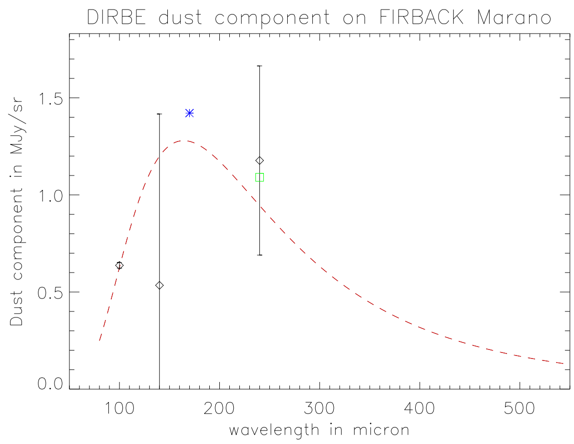


FIG. *3.16: Contribution Galactique dans le champ FSM : données DIRBE (losanges) à 100, 140 et* 240 μm *; ajustement pondéré (ligne rouge en tirets) ; extrapolation à 170* μm *des donnés* HI *(étoile bleue) ; extrapolation à 240* μm *des donnés* HI *pour vérifier la cohérence de la méthode (carré vert).*

avec une émissivité en ν^2.

Pour déterminer le rayonnement de la poussière Galactique à 100 μm, nous utilisons la densité de colonne HI, qui est de 8.2×10^{19} et $7.7 \times 10^{19} HIcm^{-2}$ dans FN1 et FN2 respectivement, la multiplions par $\frac{4}{3}$ pour prendre en compte également le milieu ionisé (Lagache et al., 1999). Cette contribution est estimée avec une précision relative de 30%. Nous obtenons ainsi les valeurs de la contribution Galactique. N'ayant pas de mesure précise du HI dans FSM, je prends $1.0 \times 10^{20} HIcm^{-2}$ soit de l'ordre de celle mesurée dans FN1, car la proximité d'un cirrus augmente la densité de colonne.

Le point obtenu à 170 μm est représenté par une étoile bleue dans les figures 3.16, 3.17 et 3.18. Pour s'assurer de la cohérence de la méthode, nous extrapolons cette contribution à 240 μm (carré verts dans les figures 3.16, 3.17 et 3.18) que nous comparons aux données DIRBE : l'accord est raisonnable, et entièrement compatible avec les barres d'erreur (mieux que 15% alors que les barres d'erreur sont de l'ordre de 60% à 240 μm).

3.9.5 Valeur DIRBE à 170 μm

Nous prenons comme contribution Galactique de DIRBE à 170 μm la valeur déterminée par cette dernière méthode (extrapolation). La table 3.7 résume les contributions et la valeur finale DIRBE à 170 μm dans les différents champs.

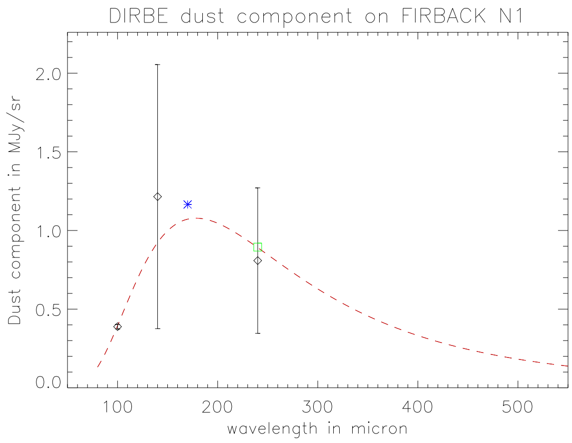


FIG. *3.17: Contribution Galactique dans le champ FN1 : même légende que la figure 3.16.*

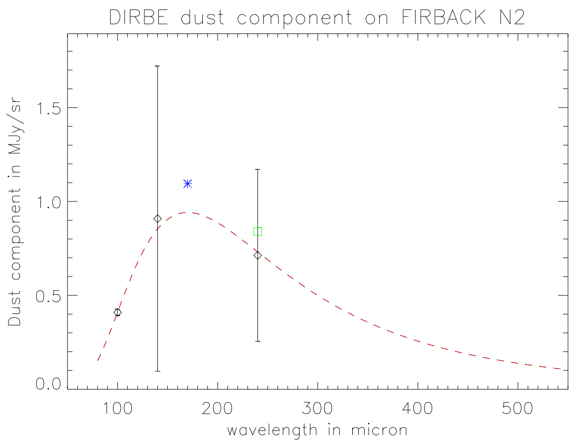


FIG. *3.18: Contribution Galactique dans le champ FN2 : même légende que la figure 3.16.*

TAB. *3.7: Contributions à* 170 *µm pour DIRBE, en MJy/sr, des composante zodiacale (zodi), Galactique (dust) et extragalactique (CIB). La composante HI est donnée en* $HI\,cm^{-2}$.

	FSM	FN1	FN2
zodi	0.75 ± 0.1	0.71 ± 0.1	0.80 ± 0.1
dust	1.41 ± 0.43	1.16 ± 0.35	1.09 ± 0.33
HI	1.0×10^{20}	8.2×10^{19}	7.7×10^{19}
CIB	1.0 ± 0.2	1.0 ± 0.2	1.0 ± 0.2
DIRBE 170	3.16 ± 0.47	2.87 ± 0.41	2.89 ± 0.40

3.9.6 Comparaison finale ISO/COBE

Les valeurs de PHOT et DIRBE pour l'émission étendue sont égales (le rapport moyen ISO / COBE vaut 1.05) et à l'intérieur des barres d'erreur. La table 3.8 donne le détail par champ. Il y a donc accord entre ISO (PHOT) avec notre chaîne de traitement et COBE (DIRBE).

TAB. *3.8: Comparaison des brillances en MJy/sr de PHOT et DIRBE à* 170 *µm.*

	FSM	FN1	FN2
DIRBE 170	3.16 ± 0.47	2.87 ± 0.41	2.89 ± 0.40
PHOT	3.39	3.01	2.97

3.10 Etalonnage des sources ponctuelles

ISOPHOT est un instrument dont l'étalonnage a été effectué sur des sources ponctuelles uniquement, qu'il s'agisse de planètes (Uranus et Neptune), d'astéroides ou d'étoiles. Nous nous référons au travail des équipes PHOT pour l'étalonnage des sources ponctuelles : Klaas et al. (1998a), Iso Consortium (2000a), Iso Consortium (2000b).

Nous vérifions a posteriori que la photométrie des sources est en accord avec les données IRAS (cf section 4.7).

3.11 Etalonnage inter-raster

Certains rasters, après le traitement, présentent un décalage de niveau global par rapport aux autres champs voisins de sorte que l'on observe une discontinuité dans la carte finale. Comme les mesures sur les bords des rasters doivent donner les mêmes valeurs au bruit près, nous devons les recaler, tout en ne modifiant pas le signal global. Nous appliquons alors une correction additive globale sur chaque raster (de somme nulle), d'environ 5% pour rendre les niveaux égaux. Seul un cas extrême a nécessité une correction d'environ 11% dans FN1. Cette correction se justifie par le fait que les observations ont eu lieu à des moments différents. Des dérives de quelques pour-cents dans les FCS sur plusieurs mois sont tout à fait possibles.

3.12 Projection des données en cartes

3.12.1 Introduction

La projection des données de chaque raster individuel en carte sur le ciel dans une grille par exemple en ascension droite et déclinaison est une opération importante pour l'analyse ultérieure des données. C'est en effet sur ces cartes que nous co-additionnons tous les rasters, que nous détectons et extrayons les sources, et que nous effectuons des spectres de puissance. Nous avons créé nos propres programmes de création de cartes à partir de structures AAP car nous voulions maîtriser tous les éléments de la reprojection et optimiser le processus pour des champs étendus.

3.12.2 Méthode

Notre méthode de projection permet de créer des cartes du signal de tous les rasters, ou de choisir certains rasters et/ou détecteurs seulement. Plusieurs étapes sont nécessaires :

- calcul des coordonnées de tous les détecteurs à chaque instant
- création de cartes individuelles pour chaque détecteur et chaque raster, avec interpolation en $\frac{\sin x}{x}$ à deux dimensions pour le suréchantillonnage du signal et interpolation linéaire à 2D pour les coordonnées (fonction `INTERPOLATE` avec le paramètre `CUBIC=-0.4` en IDL) ; vérification que le signal après interpolation ne varie pas de plus de 1% par rapport au signal original (méthode dite "par interpolation")
- une alternative à cette méthode, appelée "en pixel" consiste à attribuer le signal sur la surface du détecteur sur la carte
- calcul de la grille des coordonnées finale à partir des coordonnées des observations individuelles
- création de l'en-tête (*header*) de la carte finale, et définition de la dimension des pixels finaux, typiquement de 10 secondes d'arc
- pour chaque observation : conversion des coordonnées en numéro de pixel sur la carte final ; addition du signal dans la carte finale, la carte de poids finale, et la carte des variances

3.12.3 Simulations, validation

Afin de valider notre méthode de projection, j'ai simulé des observations PHOT, en utilisant une image du ciel IRAS et en supposant que les pixels n'ont pas 1.5 minutes d'arc mais 6 secondes d'arc, et j'ai échantilloné le ciel comme le

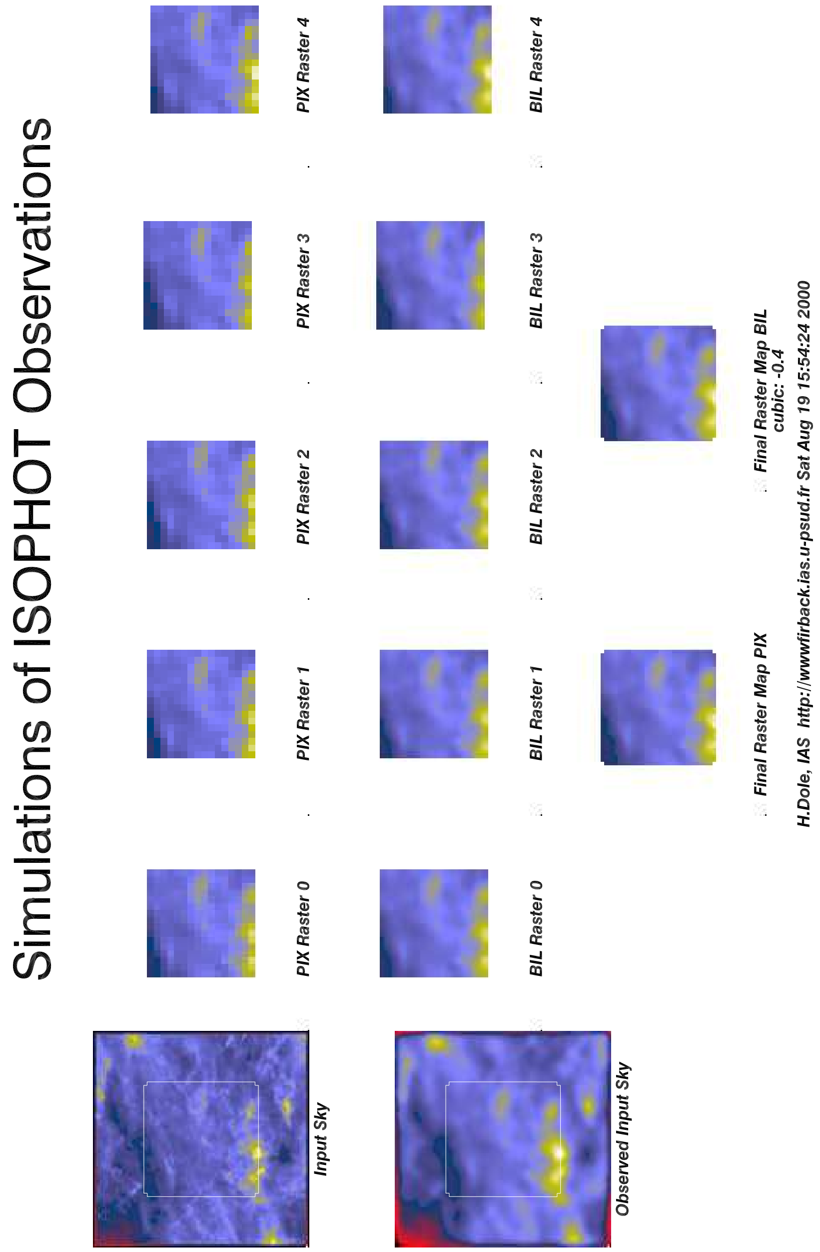


FIG. 3.19: *Image résumant les deux schémas de projection étudiés et simulés.*

ferait PHOT dans une observation en raster. J'ai étudié deux cas : observation avec un seul raster, et avec cinq rasters dont le centre est décalé d'un demi-pixel PHOT, chacun avec la projection avec interpolation ou la projection "en pixels".

La projection "en pixels" consiste à attribuer le signal reçu par un détecteur de PHOT sur toute la surface de ce détecteur projeté sur le ciel, ou pixel, alors que la projection avec interpolation attribue ce signal au centre du détecteur seulement, et effectue une interpolation entre chaque détecteur à deux dimensions, avec moins de 1% de différence en photométrie. A titre d'exemple, une source ponctuelle dans le cas "pixel" sera carrée sur la carte finale, alors qu'elle sera circulaire dans le cas "interpolation", et la carte aura un aspect pixelisé dans le premier cas qu'elle n'aura pas dans le second.

La méthode de reprojection par interpolation s'avère la meilleure, car de manière évidente elle n'introduit pas d'énergie aux échelles des pixels dans les spectres de puissance. Par ailleurs, l'accord entre le ciel d'entrée et la reprojection est satisfaisant.

Il est à noter que cette méthode est particulièrement adaptée aux données cosmologiques : sources faibles sur fond *relativement* constant. Elle ne serait pas pertinente pour des champs contenant la présence de sources fortes : la photométrie ne serait plus conservée. Il faut dans ce cas considérer la méthode en "pixels", et dégrader ensuite la résolution en lissant la carte avec une gaussienne. Je détaille dans la suite les résultats des simulations.

La figure 3.19 résume la simulation : le ciel réel (en haut à gauche) est convolué (à gauche) par une gaussienne de largeur à mi-hauteur de 16 pixels (i.e. 96 secondes d'arc, soit proche des 94 secondes d'arc du vrai lobe de PHOT, même s'il n'est pas gaussien), qui est ensuite rasterisé comme pour une observation ISO. Les cinq images du haut montrent le résultat des cinq observations individuelles dans le cas "pixel" (labellé PIX sur la figure) et les images du bas dans le cas interpolation (labellé BIL, pour bilinéaire, sur la figure). Les deux images du bas montrent les cartes obtenues (coaddition des cinq observations individuelles). A ce stade, il est difficile, autrement qu'esthétiquement, de différencier les deux méthodes. Des coupes à travers les cartes et les spectres de puissance sont analysés.

En effectuant une coupe à travers la carte du ciel d'entrée et à travers les deux cartes du ciel observé et reconstruit, nous pouvons avoir une première idée de la qualité de la carte. La figure 3.20 montre un raster individuel alors que la figure 3.21 montre 5 rasters. Mis à part les bords où l'interpolation ne peut avoir lieu, la carte avec interpolation est quasiment identique au ciel d'entrée, alors que la carte en pixels discrétise inutilement le signal.

Les figures 3.22 et 3.23 montrent le spectre de puissance du ciel d'entrée, et des deux schémas de projection, respectivement dans le cas d'un seul raster et dans le cas de 5 coadditionnés. De même, la projection par interpolation est meilleure car elle n'introduit pas, comme attendu, d'énergie artificiellement aux échelles des pixels à cause de la discrétisation ; l'accord entre le ciel d'entrée et le ciel reprojeté par interpolation est tel qu'il est difficile de les différencier. Nous voyons surtout l'effet du suréchantillonnage dans le cas de la méthode "en pixels", car le pic vers $0.7\,arcmin^{-1}$ (ce qui corres-

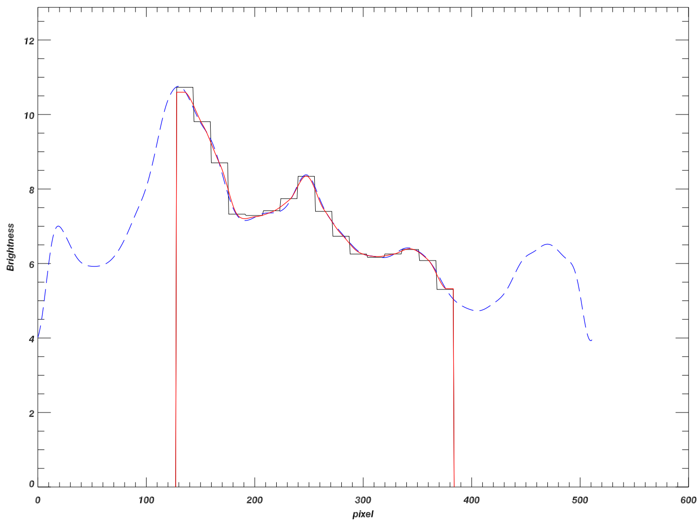


FIG. *3.20: Comparaison d'une coupe dans la carte simulée composée d'un seul raster : tiret bleu : ciel d'entrée ; trait plein noir : reconstitution "en pixels" ; trait plein rouge : reconstitution par interpolation.*

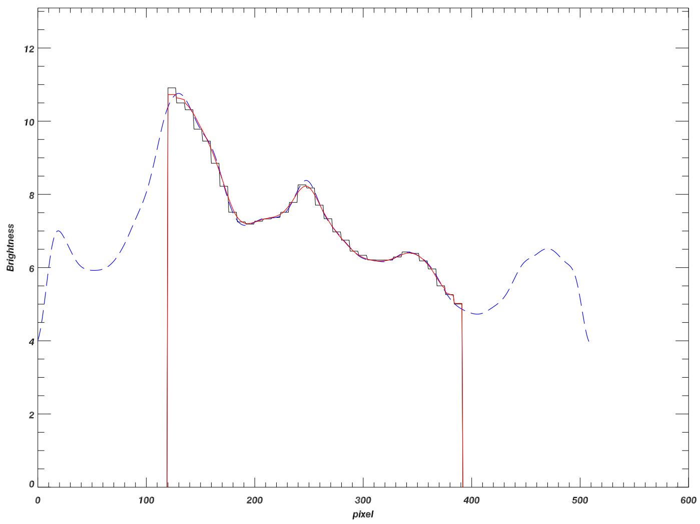


FIG. *3.21: Comparaison d'une coupe dans la carte simulée composée de 5 rasters : tiret bleu : ciel d'entrée ; trait plein noir : reconstitution "en pixels" ; trait plein rouge : reconstitution par interpolation.*

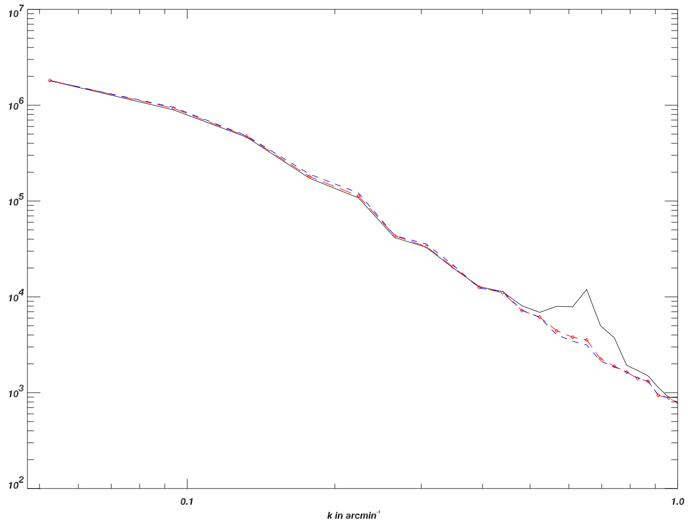


FIG. *3.22: Spectre de puissance d'un seul raster simulé. Tiret bleu : ciel d'entrée ; pointillé rouge : reconstitution par interpolation ; ligne noire : reconstitition "en pixels". L'accord entre le mode par interpolation et le ciel d'entrée est flagrant, alors que le mode "en pixels" n'est pas satisfaisant.*

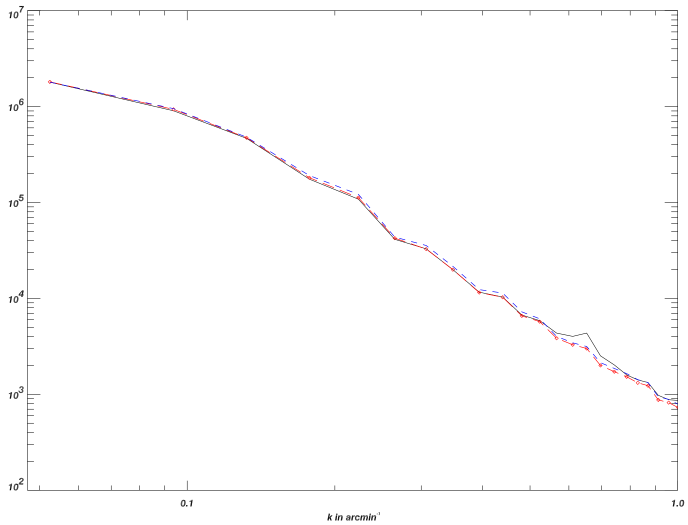


FIG. *3.23: Spectre de puissance de 5 rasters simulés. Même légende que la figure 3.22.*

pond à 1.5 minutes d'arc soit la taille d'un pixel PHOT) visible sur un raster disparaît quasiment sur 5 rasters. Il est à noter que ce scénario optimal de suréchantillonage n'est atteint que dans les champ FSM2/3/4. Pour les autres champs, l'échantillonage est proche du cas d'un seul raster.

Le fait que la photométrie ne soit pas changée de plus de 1% et que l'accord entre le ciel d'entrée et l'observation simulée dans le spectre de puissance autant que les coupes des cartes soit correct, valide la reprojection par interpolation.

3.12.4 Aspects historiques de la création de cartes FIRBACK

Afin d'illustrer le caractère original de cette méthode de projection, j'aimerais ici évoquer l'historique de l'élaboration avec Richard Gispert, en montrant les innovations succesives et en indiquant les ressources qu'elles necessit(ai)ent.

En *janvier 1998*, la projection d'un seul raster nécessitait environ 1 heure de calcul sur une station de travail classique, ce qui pour le champ FN1 pouvait prendre jusqu'à 22 heures, car chaque pixel de la carte finale de 5 secondes d'arc était examiné dans les données d'origine, conversion de coordonnées comprise. Cette méthode a été developpée par Guilaine Lagache et Jean-Philippe Bernard aux débuts des traitements des données PHOT, quand des champs de petite surface seulement étaient disponibles. La figure 3.24 montre un exemple dans le champ FN1.

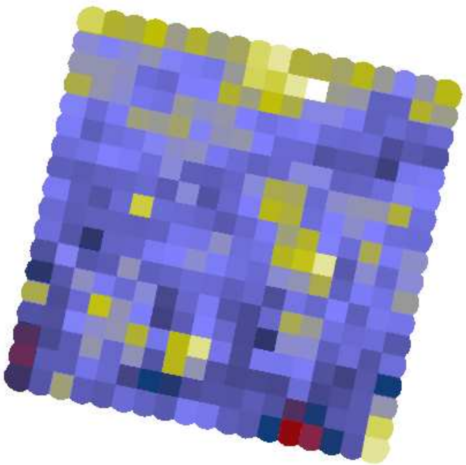


FIG. *3.24: Première image du raster FIRBACK N1_1, obtenue avec la première méthode de projection des données.*

Six mois plus tard, en *juillet 1998*, le traitement de reprojection pour l'ensemble d'un champ était abaissé à 10 minutes, soit un gain d'environ 130. Cependant, ce gain de temps n'était dû qu'à une habile optimisation, mais la

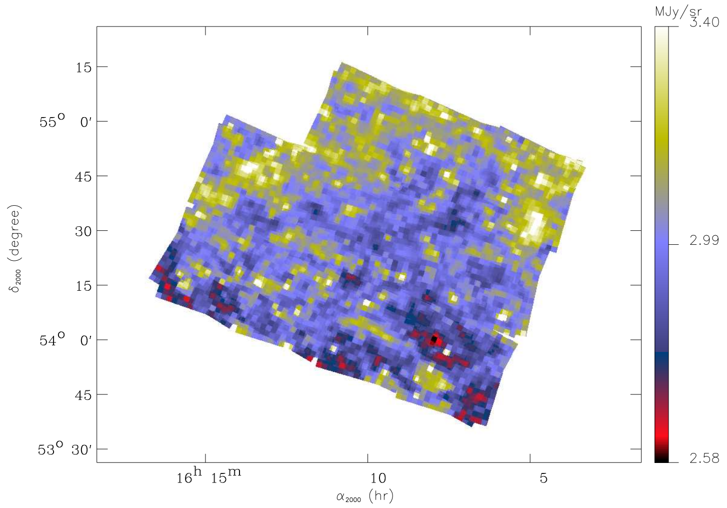


FIG. *3.25: Le champ FIRBACK N1 avec la seconde méthode de projection des données.*

méthode était la même en substance, et il fallait en préambule faire tourner un programme “gourmand” qui nécessitait 700 Mo de mémoire vive et plus de 300 Mo de disque pour calculer et enregistrer les données relatives à la géométrie des champs et à la conversion de coordonnées pendant plus de 2 heures sur la machine la plus puissante du laboratoire. En d’autres termes, ce que nous recalculions à chaque création de carte en janvier 1998, nous ne le calculions qu’une seule fois en juillet 1998 (au prix d’un programme contraignant) et la projection de carte ne prenait que quelques minutes, une fois les fichiers de géométrie générés. La figure 3.25 montre l’exemple du champ FN1.

En *mars 1999* notre nouvelle méthode ne nécessite plus que 132 secondes sur un PC de 500 MHz sous linux (qui en son temps était le plus puissant du laboratoire !) pour l’ensemble des champs FIRBACK, ce qui apporte un gain de temps d’un facteur 60 et 1500 respectivement par rapport aux deux premières méthodes exposées. Outre la simplification qu’elle apporte tout en étant plus précise, cette méthode est de surcroît facilement appliquable à tout autre type de donnée ISOPHOT en mode P22. Les champs FSM, FN1 et FN2 sont présentés en figures 3.26, 3.27, et 3.28 respectivement.

3.13 Résumé, conclusion et perspectives du traitement des données

Voici en résumé toutes les étapes du traitement des données cosmologiques ISOPHOT à 170 μm :

- réduction les données avec PIA version 7.2.2
- correction de la réponse des détecteurs à cause de rayons cosmiques

- correction des transitoires longs
- correction de flat field (champ plat)
- correction photométrique pour prendre en compte le lobe
- recalage inter-raster quand il y a lieu
- projection des brillances sous forme de cartes en α_{2000}, δ_{2000}, photométrie conservée à 1 %
- validation de l'étalonnage de l'émission étendue avec le mode P25 et avec les données HI/DIRBE

En conclusion, la redondance des observations nous a permi de corriger les effets instrumentaux, et le sous-échantillonage du lobe constitue un problème sérieux, en partie compensé par une stratégie d'observation optimisée. La technique de reprojection de cartes par interpolation a été développée pour FIRBACK et sa spécificité ; elle n'est pas adaptée à des cartes présentant de forts contrastes.

Les enseignements pour les futurs relevés suivent logiquement la conclusion de ce travail. Les relevés devront disposer de beaucoup de redondance. Le lobe devra être suffisamment échantilloné : la limite de confusion étant atteinte assez rapidement, un meilleur échantillonage du lobe n'aurait pas limité la sensibilité. La stratégie d'observation doit permettre d'observer le ciel avec exactement le même échantilonnage, sans décalage non entier de pixels. Cela facilite et améliore alors l'extraction des effets instrumentaux et la reprojection du signal. Enfin, il est probable que l'interpolation ne soit plus utilisée, au profit d'une méthode de type projection "en pixels" ou d'autre type. En effet, les nouveaux détecteurs échantilloneront mieux le ciel de sorte que la taille du pixel ne soit plus aussi critique que dans le cas de PHOT à 170 μm, et avec plus de sensibilité et donc plus de sources brillantes.

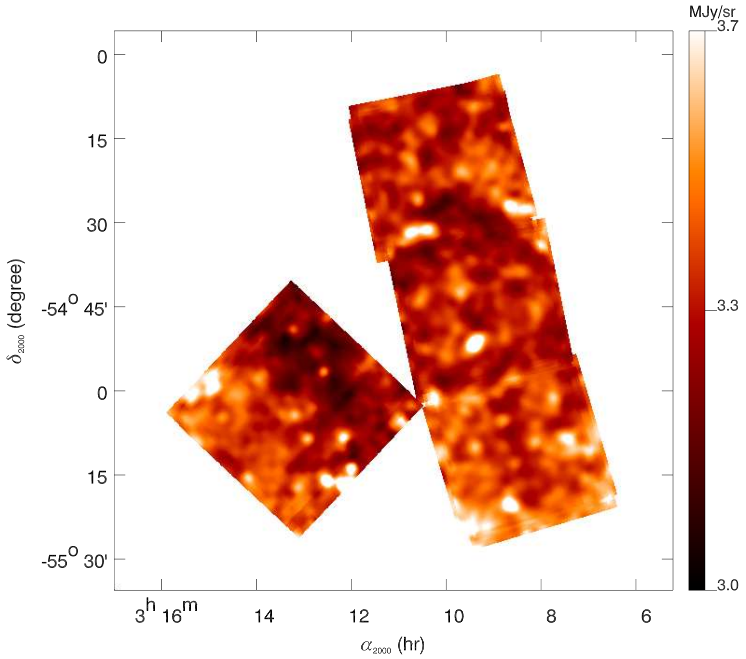


FIG. *3.26: Champ FIRBACK South Marano (FSM) à 170 μm.*

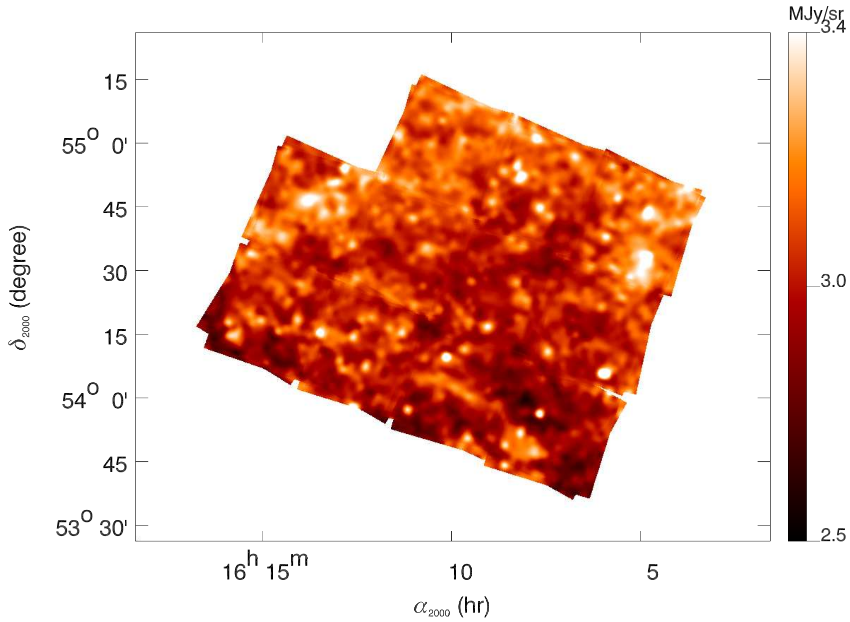


FIG. *3.27: Champ FIRBACK North 1 (FN1) à 170 μm.*

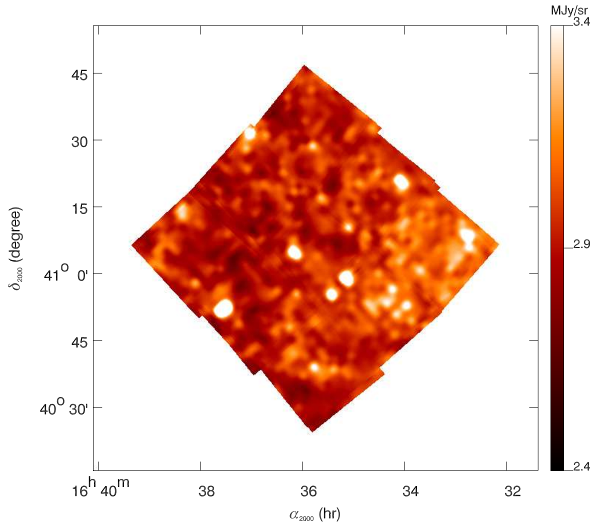


FIG. *3.28: Champ FIRBACK North 2 (FN2) à 170 μm.*

Chapitre 4

Comptages profonds à 170 μm

Sommaire

4.1 Introduction

Le comptage des sources est une méthode performante pour quantifier l'évolution des galaxies. Le relevé FIRBACK, le plus grand en surface couverte à cette profondeur à 170 μm, doit permettre de construire des comptages fiables, car calculés à partir de d'une centaine de sources, les autres relevés publiés disposant d'un échantillon plus restreint : 45 pour Kawara et al. (1998) dans le Lockman Hole, le premier relevé publié, et 55 sources pour Juvela et al. (2000).

Après un rappel sur les comptages, leur utilité et la manière de les interpréter, je présente la technique d'extraction des sources à 170 μm que j'ai développée, car contrairement aux données à plus courte longueur d'onde, la confusion et le fond fluctuant dus aux cirrus et aux sources non résolues rendent l'extraction difficile ; je présente ensuite les simulations pour valider l'extraction des sources et pour sélectionner le filtre de photométrie d'ouverture, et la technique de photométrie utilisée. Je poursuis en analysant les données et les simulations pour déterminer les bruits de confusion et l'incertitude sur la photométrie, et termine avec la présentation du catalogue final, de sa complétude, du catalogue complémentaire, et enfin des comptages et de leurs implications cosmologiques.

4.2 Comptages de sources, rayonnement de fond, bruit de confusion

Que sont les comptages de galaxies ? A quoi servent ils ? Les comptages, comme le nom l'indique, consistent d'abord à compter les galaxies sur une certaine surface du ciel. Il s'agit ensuite de les classer en fonction de leur flux. Les comptages peuvent être exprimés sous forme intégrale ou différentielle :

- les *comptages intégraux*, où l'on compte les sources de flux supérieur à S donné (notation $N(>S)$), ce nombre étant ramené par unité de surface du ciel ;
- les *comptages différentiels*, où l'on compte les sources par tranche de flux, entre S et S + dS (notation $dN(S)$), ce nombre étant ramené par unité de surface du ciel.

Les comptages sont représentés dans un diagramme appelé "logN-logS", qui représente $N(>S)$ ou $dN(S)$ en fonction du flux S en échelle logarithmique.

A priori simples à construire (il suffit de compter les galaxies et de les classer par flux), les comptages dans leur représentation logN-logS permettent d'étudier statistiquement les propriétés des galaxies détectées, et dans certaines conditions aussi des galaxies non détectées. Cet outil, très utilisé pour les relevés cosmologiques, a été introduit par Hubble pour sonder la géométrie de l'Univers (Sandage et al., 1995, pour une revue). Tracer la géométrie de l'Univers en sondant les galaxies suppose cependant que les galaxies à plus grand redshift ont les mêmes propriétés que les galaxies locales, c'est-à-dire qu'elles n'évoluent pas. La découverte de l'évolution des galaxies, c'est-à-dire du changement de leurs propriétés avec le redshift, provient de l'analyse des comptages.

4.2.1 Comptages dans le cas euclidien

Le cas dit euclidien est le plus simple envisageable, et les hypothèses sont les suivantes. La courbure de l'espace est négligée, c'est-à-dire que la géométrie est euclidienne dans un Univers plat. Ensuite l'Univers est considéré comme statique, c'est-à-dire que l'expansion est négligée. Enfin, on suppose que les sources n'évoluent pas. Dans ce cas, le comptage des sources peut s'exprimer de manière analytique.

Soit L_ν la luminosité d'une source par unité de fréquence, exprimée par exemple en $W\,Hz^{-1}$. La luminosité totale L sera :

$$L = \int L_\nu d\nu \tag{4.1}$$

La densité de flux S_ν reçu de la source à la fréquence ν, exprimée en Jansky ($1\,Jy = 10^{-26}\,W\,m^{-2}\,Hz^{-1}$) sera :

$$S_\nu = \frac{L_\nu}{4\pi r^2} \tag{4.2}$$

où r est la distance á la source.

Considérons des sources dont la luminosité est comprise, à la fréquence ν, entre L_ν et $L_\nu + dL_\nu$, observée par un instrument qui ne les détecte qu'entre des flux compris entre S_ν et $S_\nu + dS_\nu$. Ces sources seront à une distance r telle que :

$$r = \sqrt{\frac{L_\nu}{4\pi S_\nu}} \tag{4.3}$$

Supposons que la densité $\mathcal{N}_0$ (en Mpc^{-3}) de ces sources dans l'Univers est constante, les observations sélectionnent donc une nombre de source dN, situées dans une coquille, à l'extérieur d'une sphère de rayon r et à l'intérieur d'une sphère de rayon $r + dr$, tel que :

$$dN = \mathcal{N}_0 4\pi r^2 dr \tag{4.4}$$

ce qui s'exprime aussi, en utilisant l'équation 4.3 et donc le fait que $dr = \frac{1}{2} S_\nu^{-3/2} dS_\nu \sqrt{\frac{L_\nu}{4\pi}}$ (le signe moins n'a pas été pris en compte ; en toute rigueur il faudrait dire que nous prenons $|dr|$) :

$$dN = \frac{1}{2} \mathcal{N}_0 \, 4\pi \, \left(\frac{L_\nu}{4\pi S_\nu} \right)^{3/2} S_\nu^{-5/2} dS_\nu \tag{4.5}$$

Notons que dans le cas plus réaliste où la densité n'est pas constante mais dépend de la luminosité de la source, on introduit la fonction de luminosité $\phi(L_\nu)$ et $\mathcal{N}_0 = \int \phi(L_\nu) dL_\nu$. Il convient alors de remplacer toutes les expressions $\mathcal{N}_0 \left(\frac{L_\nu}{4\pi}\right)^{3/2}$ par $\int \phi(L_\nu) \left(\frac{L_\nu}{4\pi}\right)^{3/2} dL_\nu$.

Les comptages de sources différentiels, nombre de sources par stéradian et par unité de densité de flux avec des densités de flux comprises entre S_ν et $S_\nu + dS_\nu$, s'expriment donc dans le cas euclidien :

$$\frac{dN}{dS_\nu} = \frac{1}{2} \mathcal{N}_0 \, \left(\frac{L_\nu}{4\pi S_\nu} \right)^{3/2} S_\nu^{-5/2} \tag{4.6}$$

et les comptages de sources intégraux donnent le nombre de sources par stéradian plus brillantes que S_ν :

$$N(S > S_\nu) = \frac{1}{3} \mathcal{N}_0 \, \left(\frac{L_\nu}{4\pi S_\nu} \right)^{3/2} S_\nu^{-3/2} \tag{4.7}$$

Il est courant d'exprimer les comptages en paramétrisant les expressions par α :

$$\frac{dN}{dS_\nu} \propto S_\nu^{-\alpha-1} \tag{4.8}$$

et

$$N(S > S_\nu) \propto S_\nu^{-\alpha} \tag{4.9}$$

Dans le cas euclidien $\alpha = 3/2$, et les comptages différentiels ont une pente de $5/2$, et les comptages intégraux $3/2$, dans un diagramme logN-logS. En général, la partie brillante des comptages de galaxies est formée par des galaxies locales pour lesquelles l'approximation euclidienne est une bonne approximation.

4.2.2 Comptages dans une cosmologie Friedman-Lemaître

Dans un Univers en expansion, trois effets affectent fortement le nombre de sources par stéradian pour une densité de flux donnée :

- le nombre de sources est plus petit par effet de courbure dans la géométrie non euclidienne que dans le cadre de la géométrie euclidienne
- le redshift, qui décale la fréquence d'observation par rapport à la fréquence d'émission, peut affecter la luminosité apparente de la source si son spectre varie fortement avec la fréquence
- les sources distantes, plus jeunes que les sources locales, introduisent des effets d'évolution

Dans un Univers en expansion, S_ν est donné par :

$$S_\nu = \frac{(1+z)L_{\nu'}(z)}{4\pi D_L^2} \tag{4.10}$$

où z est le redshift de la source, ν est la fréquence d'observation, ν' est la fréquence d'émission, avec $\nu' = \frac{\nu}{(1+z)}$. $L_{\nu'}(z)$ est la luminosité de la source à la fréquence ν' à l'époque correspondant au redshift z. D_L est la distance de luminosité, donnée par :

$$D_L(z) = \frac{c}{H_0}\frac{zq_0 + (1-q_0)\left[1-(1+2zq_0)^{1/2}\right]}{q_0^2} \tag{4.11}$$

où H_0 est la constante de Hubble, q_0 le paramètre de décélération. Par souci de simplification d'écriture, nous intoduisons la fonction $f(z)$ (que nous utiliserons dans le cadre de la modélisation) :

$$f(z)R_H = D_L(z) \tag{4.12}$$

où $R_H = cH_0^{-1}$ est le rayon de Hubble.

Je rappelle que q_0 vaut $\frac{\Omega_0}{2} - \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}$, où Ω_0 est le paramètre de densité, Λ la constante cosmologique, et c la célerité de la lumière.

En introduisant dans l'équation 4.10 les rapports $\frac{L_{\nu'}(0)}{L_{\nu'}(0)}$ et $\frac{L_\nu(0)}{L_\nu(0)}$, nous obtenons :

$$S_\nu = \frac{(1+z)}{4\pi D_L^2}\frac{L_{\nu'}(0)}{L_\nu(0)}\frac{L_{\nu'}(z)}{L_{\nu'}(0)}L_\nu(0) \tag{4.13}$$

qui peut se réécrire sous la forme :

$$\boxed{S_\nu = \frac{(1+z)}{4\pi D_L^2}K(z)E(z)L_\nu(0)} \tag{4.14}$$

Le rapport $K_\nu(z) = \frac{L_{\nu'}(0)}{L_\nu(0)}$, est la *correction-K*. Elle indique comment varie le spectre de la source : observée à la fréquence ν, l'effet de redshift explore son spectre aux fréquences inférieures $\nu' = \frac{\nu}{(1+z)}$. Des exemples de corrections-K pour les fréquences observées par ISO ont été présentées en figure 2.11, et utilisent les spectres de galaxie présentés en figure 5.2.

Le rapport $E_{\nu}(z) = \frac{L_{\nu'}(z)}{L_{\nu'}(0)}$, appelé *correction-E*, explicite l'effet d'évolution de la luminosité avec le redshift. La source observée à un redshift z est d'autant plus jeune que z est grand, donc E est sensible à l'*évolution en luminosité*. On peut aussi définir une *évolution en nombre* qui décrit le changement du nombre de sources pour une luminosité donnée en fonction du redshift.

La densité de flux devient :

$$S_{\nu} = \frac{(1+z)K_{\nu}(z)E_{\nu}(z)L_{\nu}(0)}{4\pi D_L^2} \tag{4.15}$$

Le nombre de sources dN observées dans l'angle solide $d\omega$ avec des flux compris entre S_{ν} et $S_{\nu} + dS_{\nu}$ est :

$$dN = \mathcal{N}(z)dV(z) \tag{4.16}$$

où $\mathcal{N}(z)$ est physiquement le nombre de sources de luminosités comprises entre $L_{\nu'}(z)$ et $L_{\nu'}(z) + dL_{\nu'}(z)$, reliés à S_{ν} selon l'équation 4.10. On obtient :

$$\mathcal{N}(z) = \phi(z, L_{\nu'}(z))(1+z)^3 dL_{\nu'}(z) \tag{4.17}$$

et où $\phi(z, L_{\nu'}(z))$ est la densité comobile au redshift z pour la luminosité $L_{\nu'}(z)$.

L'élément de volume $dV(z)$ au redshift z est donné par :

$$dV(z) = R_H D_A^2(z) g(z) d\omega dz \tag{4.18}$$

où le temps propre t est relié au redshift z via :

$$-c\frac{dt}{dz} = \frac{1}{(1+z)^2(1+2zq_0)^{1/2}} = g(z)R_H \tag{4.19}$$

et où la distance angulaire $D_A(z)$ est reliée à la distance de luminosité $D_L(z)$ par :

$$D_A(z) = \frac{D_L(z)}{(1+z)^2} \tag{4.20}$$

4.2.3 Approximation en loi de puissance des comptages

En nous plaçant à la fréquence ν (indice que nous n'indiquerons plus), les comptages peuvent s'approximer par une loi de puissance, en tout cas dans un domaine limité de flux, qu'il s'agisse du cas euclidien ou relativiste.

Si au flux S_0 il y a N_0 sources, et si α devient nulle pour les flux inférieurs à $S_{\star}$ (pour qu'il y ait convergence du fond) comme l'indique schématiquement la figure 4.1, les comptages peuvent s'approximer, dans le cas différentiel, par :

$$\frac{dN}{dS} = \alpha\frac{N_0}{S_0}\left(\frac{S}{S_0}\right)^{-\alpha-1} \tag{4.21}$$

et dans le cas intégral par :

$$N(S > S_0) = \int_{S_0}^{\infty}\frac{dN}{dS}dS = N_0\left(\frac{S}{S_0}\right)^{-\alpha} \tag{4.22}$$

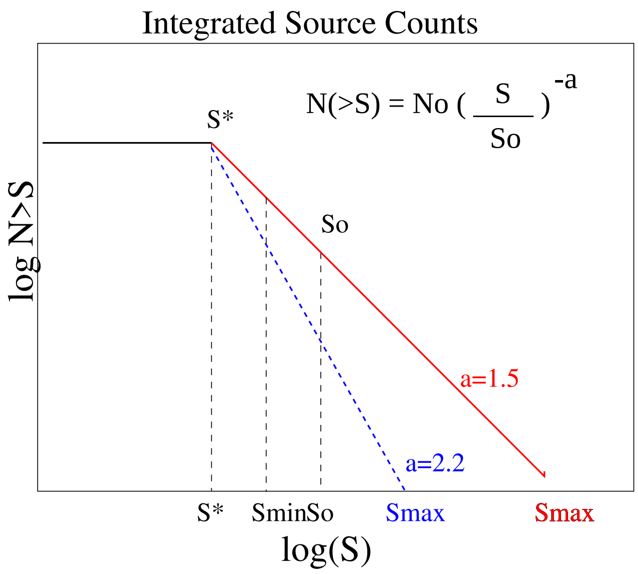


FIG. 4.1: *Schéma de l'approximation en loi de puissance pour les comptages intégraux : $S_\star$ représente le flux de convergence du fond, et S_{min} le flux minimum des observations.*

4.2.4 Comptages et rayonnement de fond

La brillance $I(S_{min}, S)$ des sources de flux compris entre S_{min} et S à travers le lobe ω est donnée par :

$$I(S_{min}, S) = \int_{S_{min}}^{S} \frac{dN}{dS} dS \tag{4.23}$$

En utilisant l'approximation en loi de puissance de l'équation 4.21, nous obtenons :

$$I(S_{min}, S) = \frac{-\alpha}{\alpha - 1} N_0 S_0 \left[\left(\frac{S_0}{S} \right)^{\alpha-1} - \left(\frac{S_0}{S_{min}} \right)^{\alpha-1} \right] \tag{4.24}$$

α étant supérieur à 1, le facteur $\alpha - 1$ est toujours positif, de sorte que I est toujours dominée par le terme $(\frac{S_0}{S_{min}})^{\alpha-1}$, c'est-à-dire par la borne inférieure de flux : le fond est dominé par les sources de flux S_{min}, le flux limite de détection.

Il est alors possible de calculer la contribution des sources résolues $r(S_{min})$ d'un relevé profond de sensibilité S_{min} au CIB, le fond extragalactique total à la fréquence ν de brillance I_{CIB} :

$$r(S_{min}) = \frac{I(S_{min}, \infty)}{I_{CIB}} \tag{4.25}$$

En calculant la valeur totale du fond dans le cadre de l'approximation en loi de puissance $I(0, \infty)$, nous voyons que la population qui domine le fond est la population de sources de flux autour de $S_\star$, quelle que soit la valeur de $\alpha > 1$. En effet, l'expression de $I(0,\infty)$ fait intervenir deux facteurs : $\left(\frac{S_0}{S}\right)^{\alpha-1}$ avec S tendant vers l'infini et $\left(\frac{S_0}{S_\star}\right)^{\alpha-1}$, terme dominant.

4.2.5 Fluctuations du fond

Les sources observées à l'intérieur d'un lobe créent des fluctuations. Dans le cas poissonien (pas de corrélation spatiale des sources), l'écart-type $\sigma_B^2(0,S)$ des fluctuations dans le lobe d'angle solide ω dû aux sources de flux inférieur à S, exprimé en Jy^2/sr est :

$$\sigma_B^2(0,S) = \frac{1}{\omega}\int_0^S S^2 \frac{dN}{dS} dS \tag{4.26}$$

De même que pour le calcul de la brillance du fond, en nous plaçant dans l'approximation en loi de puissance et en notant que l'intégration à partir de la borne inférieure zéro revient à utiliser $S_\star$, c'est-à-dire $\sigma_B^2(0,S) = \sigma_B^2(S_\star,S)$, nous obtenons :

$$\sigma_B^2(S_\star,S) = \frac{1}{\omega}\frac{-\alpha}{\alpha-2} N_0 S_0^2 \left[\left(\frac{S_0}{S}\right)^{\alpha-2} - \left(\frac{S_0}{S_\star}\right)^{\alpha-2}\right] \tag{4.27}$$

L'étude des fluctuations des sources de flux inférieur au flux limite de détection S_{min}, $\sigma_B^2(S_\star,S_{min})$, apporte des contraintes sur la nature des sources se situant à un flux qui dépend de l'évolution, c'est-à-dire de α.

$$\sigma_B^2(S_\star,S_{min}) = \frac{1}{\omega}\frac{-\alpha}{\alpha-2} N_0 S_0^2 \left[\left(\frac{S_0}{S_{min}}\right)^{\alpha-2} - \left(\frac{S_0}{S_\star}\right)^{\alpha-2}\right] \tag{4.28}$$

Dans le cas euclidien où $\alpha = 3/2$, $\alpha - 2$ est négatif de sorte que $\sigma_B^2(S_\star,S_{min})$ est dominé par le rapport $\frac{S_{min}}{S_0}$, c'est-à-dire que les fluctuations sont dominées par les sources juste au dessous du seuil de détection. Dans le cas où α est supérieur à 2, ce qui correspond à une forte évolution, le rapport $\frac{S_\star}{S_0}$ domine $\sigma_B^2(S_\star,S_{min})$, de sorte que les fluctuations sont dominées par la population de très faible flux au niveau de $S_\star$: l'étude des fluctuations s'avère dans ce cas être un outil cosmologique puissant pour sonder des populations de sources faibles en flux apparent, dominant le fond.

4.2.6 Bruit de confusion

Le bruit de confusion est dû à la superposition aléatoire de sources faibles à l'intérieur du lobe d'un instrument. On parle de *confusion* lorsque le bruit dans les observations est dominé par à la présence de sources faibles non résolues dans le lobe.

Soit S_c le flux de confusion, ou la limite de confusion, et N_c la densité de sources de confusion, correspondant à S_c, et égal à, selon l'équation 4.22 :

$$N_c = N_0 \left(\frac{S_c}{S_0}\right)^\alpha \tag{4.29}$$

La confusion est définie comme :

$$\sigma_c^2 = \frac{1}{10}\frac{S_c^2}{\omega^2} \tag{4.30}$$

où σ_c est la variance due aux sources faibles qui créent la confusion et ω l'angle solide du lobe : les sources les plus faibles détectées à S_c ont alors un rapport signal sur bruit de $\sqrt{10} \simeq 3$, le bruit σ_c^2 étant crée par les sources de flux inférieur à S_c.

Par ailleurs, σ_c^2 est donné par (cf eq. 4.26) :

$$\sigma_c^2 = \sigma_B^2(0, S_c) = \frac{1}{\omega}\int_0^{S_c} S^2 \frac{dN}{dS} dS \tag{4.31}$$

Dans le cas euclidien (eq. 4.21 avec $\alpha = 3/2$), l'expression calculée dans l'équation 4.28 devient :

$$\sigma_c^2 = \frac{3N_0}{\omega} S_c^{1/2} S_0^{3/2} \tag{4.32}$$

En combinant les équations 4.29, 4.30 et 4.32 nous obtenons :

$$N_c = \frac{1}{30\omega} \tag{4.33}$$

c'est-à-dire que la limite de confusion est atteinte lorsqu'il y a plus d'une source pour 30 lobes indépendants.

Il est important de noter que cette définition classique de la confusion utilise l'approximation euclidienne. Avec les observations profondes d'ISO, nous quittons le régime euclidien pour observer une forte évolution (voir Section 4.8), de sorte qu'en théorie cette définition n'est plus valable et surestime la limite de confusion. Cet effet est d'autant plus important qu'il intervient dans tout le domaine infrarouge, submillimétrique et millimétrique. En effet, la grande sensibilité des détecteurs et la forme du spectre des galaxies permettent de détecter des populations de galaxies plus lointaines présentant des effets d'évolution. Nous effectuerons dans la suite une analyse du bruit en utilisant des simulations ainsi que des mesures pour estimer le bruit de confusion autrement qu'avec cette définition.

4.3 Extraction des sources

L'extraction des sources des données FIRBACK a nécessité l'emploi de différentes techniques spécifiques.

Nos cartes sont dominées à 170 μm par des fluctuations à toutes les échelles des cirrus Galactiques et du fond extragalactique infrarouge (Gautier et al., 1992; Herbstmeier et al., 1998; Lagache & Puget, 2000), et le bruit

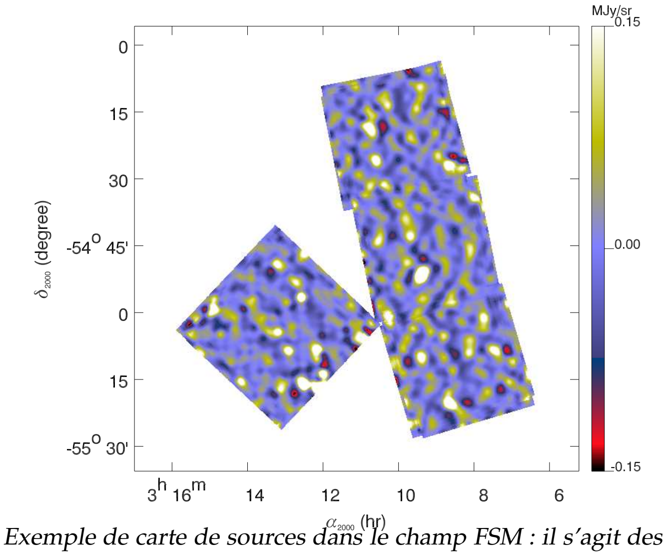


FIG. *4.2: Exemple de carte de sources dans le champ FSM : il s'agit des données temporelles filtrées avec une médiane glissante, traitées et reprojetées avec notre chaîne de traitement FIRBACK.*

des détecteurs est négligeable car nous sommes limités par la confusion (cf Section 4.6). Ainsi, les techniques classiques de détermination de fond local et de seuillage sont complètement inefficaces, alors qu'elles sont bien adaptées à des cartes ayant un fond plat.

Le traitement élaboré par Désert et al. (1999) de photométrie différentielle puis d'ajustement de gaussiennes pour les sources faibles ISOCAM en infrarouge moyen est difficilement transposable à 170 μm à cause du fond fortement fluctuant, tout comme le traitement basé sur l'algorithme CLEAN (Hogbom, 1974) pour les mêmes raisons, d'autant plus que le lobe est largement sous-échantillonné. La décomposition en ondelettes, comme par exemple la technique développée par Starck et al. (1999) pour les relevés profonds ISOCAM, apparaît comme une méthode puissante, mais la faible dynamique spatiale de nos cartes (petites cartes et gros pixels) la rend inefficace. En revanche, il est probable que pour SIRTF elle soit très efficace.

Pour ces raisons, j'ai developpé une technique originale d'extraction, basée sur une combinaison de techniques classiques :

- soustraction du fond dans les données temporelles (niveau AAP, voir chapitre 3) avec un filtre médian, pour créer des *données temporelles de sources*.
- ces données temporelles de sources sont traitées dans notre chaîne de traitement FIRBACK pour créer des cartes à deux dimensions, les *cartes de sources*.
- la détection des sources est effectuée sur des cartes de sources avec SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996).
- la mesure du flux est effectuée par photométrie d'ouverture sur la carte

originale aux positions déterminées par SExtractor sur les cartes de sources : c'est la version provisoire du catalogue. Seules les positions qui ont été observées 4 fois ou plus sont considérées.
- la version définitive du catalogue utilise en entrée la version provisoire du catalogue classé par flux décroissants. Chaque source est soutraite des données par CLEAN, et la source de flux inférieur est mesurée par photométrie d'ouverture et ainsi de suite. Ainsi la mesure du flux des sources plus faibles n'est plus contaminée par les ailes des sources brillantes. La méthode CLEAN ne sert pas à la mesure du flux de la source, mais à soustraire sa contribution.

TAB. *4.1: Paramètres utilisés dans SExtractor version 2.1.0 pour la détection des sources.*

Parameter	Value
DETECT_MINAREA	10
DETECT_THRESH	3.0
BACK_SIZE	10
BACK_FILTERSIZE	1,1
BACK_TYPE	MANUAL
BACK_VALUE	-0.04,0.0

Le filtrage médian dans les données AAP est un filtrage glissant sur 5 positions. Les *données temporelles de sources* qui en résultent contiennent donc des fluctuations seulement dues aux sources résolues, et ne contiennent plus d'énergie aux grandes et moyennes échelles spatiales.

Le traitement et la construction de cartes de ces données filtrées, les *cartes de sources*, sont effectuées à travers notre chaîne de traitement, comme pour des observations classiques. Un exemple de carte de sources pour FSM est présenté en figure 4.2.

J'applique SExtractor version 2.1.0 (Bertin & Arnouts, 1996) sur ces cartes de sources avec les paramètres donnés en table 4.1. Noter que je n'utilise pas la détermination locale du fond puisque je l'impose plat et constant, et que SExtractor n'est utilisé ici que pour détecter les sources et leur position, pas pour effectuer une mesure de flux.

J'utilise les positions données par SExtractor pour effectuer les mesures du flux des sources sur les cartes FIRBACK originales par photométrie d'ouverture, dont la détermination des paramètres optimaux provient des simulations (section 4.4). Les bords ne sont pas considérés puisque seules les positions observées au moins quatre fois sont retenues.

4.4 Simulations

4.4.1 Introduction

Nos données étant limitées par la confusion, la contribution du fond n'est pas négligeable lorsque l'on effectue la mesure du flux des sources. Seule une extraction et une mesure sur des sources de flux connus nous indiquera la qualité de la photométrie et sa précision.

Nous voulons par ailleurs estimer la complétude de notre échantillon de sources une fois extraites, c'est à dire le rapport pour chaque flux du nombre de sources détectées et du nombre total de sources présentes. De manière évidente, nous ne pouvons pas savoir combien de sources existent réellement pour chaque tranche de flux : il faut donc effectuer cette opération sur des sources de flux connu.

Le seul moyen d'obtenir des sources de flux connu est de les simuler. J'ai donc développé un outil de simulation qui permet d'ajouter des sources au niveau AAP (reprojeté à 2 dimensions dans l'espace du plan focal pour simplifier l'addition) dans les données : notre chaîne de traitement permet ensuite de créer des cartes avec des sources simulées. L'intérêt de cet outil est que les sources simulées subissent *exactement* le même traitement que les données. Je peux choisir de les ajouter dans les données, ou tout simplement de les ajouter à un fond constant.

C'est la première fois que cette approche est utilisée pour les relevés profonds en infrarouge lointain, puisque dans nos travaux préliminaires nous ne l'avions pas incluse (Puget et al., 1999; Dole et al., 1999, 2000). Kawara et al. (1998) n'ont pas fait de simulations, et Juvela et al. (2000) ont simplement créé des cartes simulées pour la fiabilité de leur détection (ils ne disposent pas de redondance). A 90 μm, Linden-Vornle et al. (2000) clament qu'il est impossible d'effectuer des simulations parce que le comportement du détecteur est mal compris, et Efstathiou et al. (2000) ont inclus proprement des sources simulées dans leur chaîne de traitement, mais la détection des sources n'est pas encore automatique puisqu'il s'agit d'une reconnaissance à l'oeil.

Voici le résumé du processus de simulation, suivi par des paragraphes décrivant quelques étapes en détail, l'addition des sources et la validation du processus :

- sélection aléatoire d'une position sur le ciel en α_{2000}, δ_{2000} à l'intérieur des champs FIRBACK
- addition de la source dans chaque raster ayant observé la position sélectionnée au niveau AAP (reprojeté à 2 dimensions) ; approximation de la position à $1/9^{ème}$ de pixel PHOT
- traitement des données avec la chaîne de traitement FIRBACK
- extraction des sources avec SExtractor
- détermination des flux par photométrie d'ouverture, en utilisant le profil effectif du lobe
- validation sur plusieurs fonds constants
- validation sur les données avec différents flux d'entrée et positions

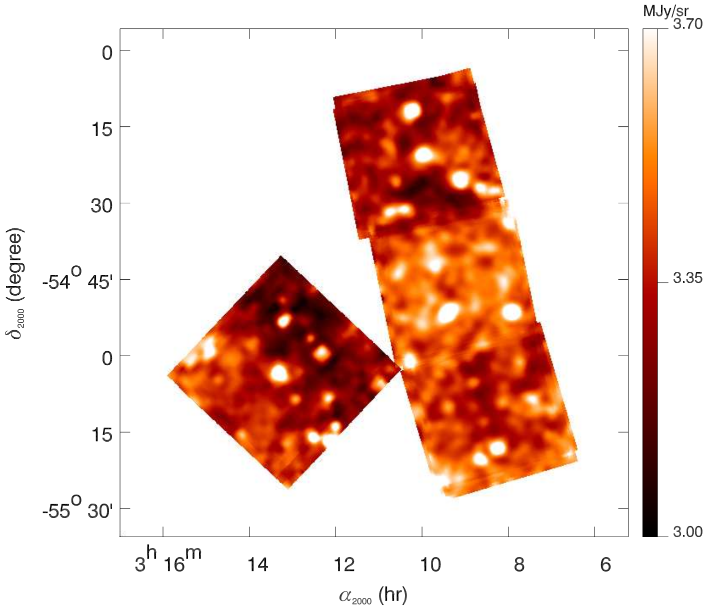


FIG. *4.3: Exemple d'ajout de sources de 500 mJy dans FSM.*

4.4.2 Addition des sources

J'utilise la meilleure détermination du lobe de PHOT à 170 μm (voir section 3.7) pour simuler une source de flux connu. L'extension spatiale choisie est de 5 $\times$ 5 pixels, soit 7.7 $\times$ 7.7 minutes d'arc, soit presque deux fois plus étendue que le lobe par défaut utilisé dans PIA et par Juvela et al. (2000).

Puisque chaque champ a été observé par 2 ou 4 rasters différents, parfois décalés les uns des autres d'une fraction de pixel, la source simulée dont la position a été tirée au hasard peut tomber par exemple au centre d'un pixel PHOT sur un raster et sur un bord de pixel sur un autre. J'ai donc divisé chaque pixel PHOT en 9 sous-pixels de 30.7 $\times$ 30.7 secondes d'arc pour lesquels j'ai calculé le lobe "décalé" pixellisé (utiliser 25 sous-pixels aurait necessité de trop lourds calculs).

La première étape du processus d'addition des sources consiste, pour un raster donné, à trouver dans quelle fraction de pixel PHOT tombe la source tirée au hasard. Ensuite j'ajoute à la brillance de ce pixel la brillance correspondante à la fraction du flux de la source tombant dans ce pixel. Disposant des coordonnées de chaque pixel, j'ajoute aux pixels le reste de la contribution de la source.

L'addition des sources concerne également les sources dont le centre ne tombe pas à l'intérieur du raster, mais dont les ailes contribuent aux observations. Il convient alors de tester où tombe la source (à l'extérieur du raster) et d'ajouter aux observations sa contribution.

4.4.3 Validation

La validation de l'addition consiste à n'ajouter qu'une seule source sur un fond constant, d'abord nul puis non nul, et à calculer le flux ainsi ajouté. Le calcul du flux est détaillé en section 4.5. J'ai testé les fonds à 0.01, 3 et 10 MJy/sr pour vérifier que le flux mesuré de la source ne dépend pas du fond (utile pour valider les formules de photométrie d'ouverture !).

Elle consiste ensuite à ajouter une source sur les données, et à soustraire à la carte ainsi créée la carte des données : la différence donne la source avec normalement le flux correct (moins 10% dû á la troncature des bords dans le lobe ajouté, mais celà n'affecte pas la photométrie puisque les anneaux de photométrie d'ouverture sont largement à l'intérieur de cette zone). J'ai effectué toutes les validations pour chaque champ.

J'ai ajouté sur fond plat 1200 sources de 500 mJy (dans 80 cartes différentes), et la moyenne des flux retourvés est de 470 mJy et l'écart-type est de 50 mJy. Cette dispersion est due a fait que la sensibilité est moindre sur les bords de détecteur, et l'échantillonage non optimal ne permet pas de pallier à cet effet.

J'ai également testé la soustraction d'une source simulée sur les données avec la méthode CLEAN, c'est-à-dire en soutrayant le lobe effectif (cf section 4.5.2) normalisé au flux attendu, à la position de la source : le résidu est de l'ordre de 10% à cause des fluctuations du fond, et dans le cas d'école où la source est ajoutée sur fond constant, le résidu est négligeable, moins de 1%.

4.4.4 Réalisations

Afin de disposer d'un nombre de sources et d'une gamme de flux couverte suffisants pour une étude statistique, il convient d'effectuer de nombreuses réalisations, en "saupoudrant" beaucoup de sources de flux différents.

Pour des raisons de simplification technique, la méthode consiste à ajouter aux données FIRBACK des sources de flux égal et à créer de nombreuses cartes par tranche de flux. En effet, ajouter de trop nombreuses sources change la confusion.

J'utilise 8 flux représentatifs pour les sources à ajouter : 100, 150, 200, 300, 500, 650, 800 et 1000 mJy, n'en ajoute respectivement que 20, 20, 20, 10, 8, 6, 6, 6 dans chaque carte, et effectue respectivement 60, 60, 60, 120, 150, 200, 200, 200 réalisations. J'obtiens finalement 1200 sources par flux et par champ, et 1050 cartes par champ, soit au total 28800 sources et 3150 cartes.

Toutes ces réalisations ont necessité une semaine de temps de calcul sur la puissante machine multiprocesseur SGI origin 2000 (magique) et environ 14 giga-octets de disque pour stocker les cartes, les cartes de poids, mais aussi les positions et flux des sources ajoutées. La figure 4.3 montre un exemple pour le champ FSM d'ajout de sources de 500 mJy.

4.4.5 Identification des sources

L'identification de la source ajoutée dans la carte finale n'est pas si évidente qu'il n'y parait, puisque l'effet de l'échantillonage du ciel en plusieurs rasters peut "déplacer" la source de plusieurs dizaines de secondes d'arc.

J'ai vérifié que la totalité des sources de flux supérieur à 500 mJy se retrouve à une distance inférieure à 65 secondes d'arc (diagonale d'un pixel, puisque $65 \simeq \frac{92}{2}\sqrt{2}$). Dans cette zone, je choisis alors la source la plus proche et de flux supérieur à 40 mJy : c'est la source identifiée.

4.4.6 Résultats

Les simulations sont utilisées pour choisir le filtre de photométrie d'ouverture, déterminer le bruit de confusion, estimer la précision de la photométrie, de la position des sources, et la complétude. Tous ces points sont détaillés dans les parties suivantes.

4.5 Photométrie d'ouverture

4.5.1 Mesures du flux par photométrie d'ouverture

La photométrie d'ouverture consiste à mesurer le flux d'une source à travers une ouverture circulaire de rayon r_{int}, et à lui soustraire la valeur du fond, mesuré dans une couronne autour de la source, de rayon intérieur r_{int} et extérieur r_{ext}. Les deux mesures à effectuer sont donc la somme du signal d'une part à l'intérieur du cercle de rayon r_{int}, appelée m_{int}, et d'autre part à l'intérieur du cercle de rayon r_{ext}, appelée m_{ext}.

Le profil du lobe intervient, puisqu'il est nécessaire de connaître quelle est la fraction du flux perdu lorsque nous effectuons la mesure à un certain rayon. La figure 4.4 montre la courbe de croissance (en échelle logarithmique en rayon) du profil de PHOT à 170 μm déterminé dans la section 3.7, c'est-à-dire la fraction A du flux reçu dans le cercle de rayon r. Nous voyons par exemple que 90% du flux est mesuré à l'intérieur d'un cercle de rayon de 230 secondes d'arc. Cette figure indique également la position des rayons que nous avons finalement selectionés (voir plus bas) : à $r_{int} = 90$ secondes d'arc nous avons 72% du flux et à $r_{ext} = 120$ secondes d'arc nous en avons 80%.

Soit :
S_{int} la surface du cercle de rayon r_{int}
S_{ext} la surface du cercle de rayon r_{ext}
m_{int} le flux mesuré dans le cercle de rayon r_{int}
m_{ext} le flux mesuré dans le cercle de rayon r_{ext}
A_{int} la fraction du lobe à l'intérieur du cercle de rayon r_{int} : $A_{int} = \frac{\int_0^{r_{int}} lobe}{\int_0^{\infty} lobe}$
A_{ext} la fraction du lobe à l'intérieur du cercle de rayon r_{ext} : $A_{ext} = \frac{\int_0^{r_{ext}} lobe}{\int_0^{\infty} lobe}$

le fond Bkg mesuré dans la couronne est

$$Bkg = \frac{m_{ext}\, A_{int} - m_{int}\, A_{ext}}{S_{ext}\, A_{int} - S_{int}\, A_{ext}} \tag{4.34}$$

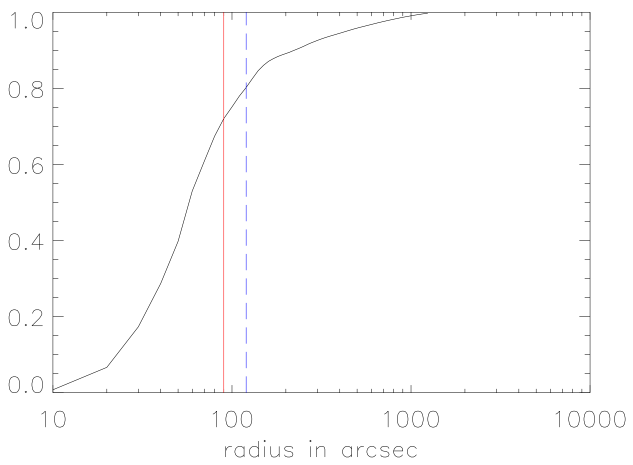


FIG. *4.4: Courbe de croissance du lobe de PHOT à* 170 μm *en échelle log avec en ligne rouge la position du rayon du cercle intérieur à 90 secondes d'arc, et en tiret bleu à 120 secondes d'arc le rayon extérieur.*

le flux de la source est finalement :

$$f = \frac{m_{int} - Bkg\, S_{int}}{A_{int}} \tag{4.35}$$

En effet, cette formulation provient de la résolution du système de 2 équations à 2 inconnues qui expriment simplement le fait de mesurer une source de flux f posée sur un fond Bkg dans deux ouvertures circulaires différentes :

$$\begin{cases} m_{int} = f\, A_{int} + Bkg\, S_{int} \\ m_{ext} = f\, A_{ext} + Bkg\, S_{ext} \end{cases} \tag{4.36}$$

4.5.2 Lobe effectif

Le lobe que j'ai déterminé en section 3.7 est obtenu avec des mesures ponctuelles autour de Saturne. Notre stratégie d'observation étant de faire une cartographie en plusieurs rasters, parfois décalés de fraction de pixels, le profil d'une source sur la carte finale ne sera pas exactement le profil du lobe instrumental, mais une convolution de ce lobe par l'échantillonnage de la pixelisation, que l'on appelle *lobe effectif*.

En pratique il n'est pas possible de calculer simplement le lobe effectif, mais il est plus simple de le déterminer en le mesurant sur des sources réelles ou simulées. Chaque champ a son propre lobe effectif dans la mesure où l'échantillonage diffère d'un champ à l'autre.

La figure 4.5 montre le lobe effectif de 6 sources dans FN1, et il est au premier ordre équivalent dans les autres champs. Il est obtenu en ajoutant par

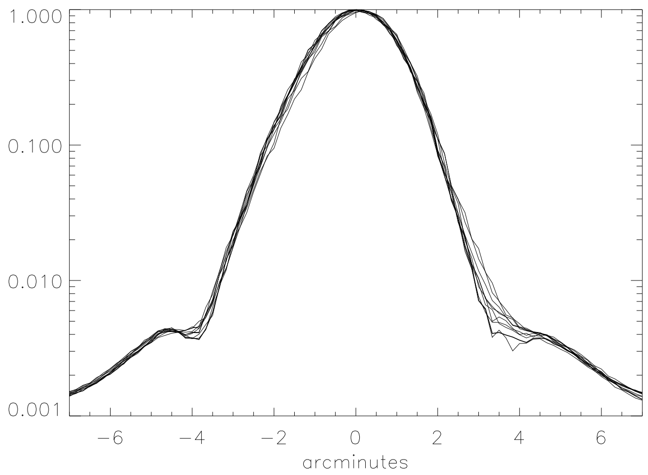


FIG. *4.5: Le lobe effectif de 10 sources ajoutées par simulation sur fond plat dans FN1. l'échelle est logarithmique.*

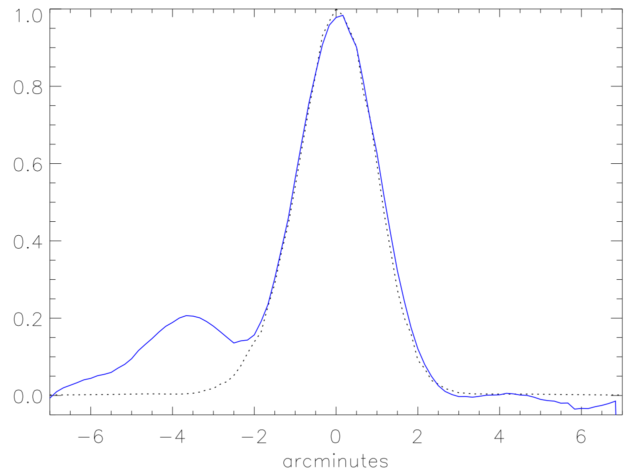


FIG. *4.6: Moyenne (pondérée par le rapport signal sur bruit) du lobe effectif de 5 sources simulées, ajoutées aux données réelles dans FN1 (trait plein bleu), et d'une source simulée sur fond plat (pointillé noir). L'échelle est linéaire. Le fond réel autour de chaque source (ainsi que la présence de sources proches plus faibles, comme la source présente à 4 minutes d'arc) provoque, au-dela de 3 minutes d'arc de rayon, des fluctuations,.*

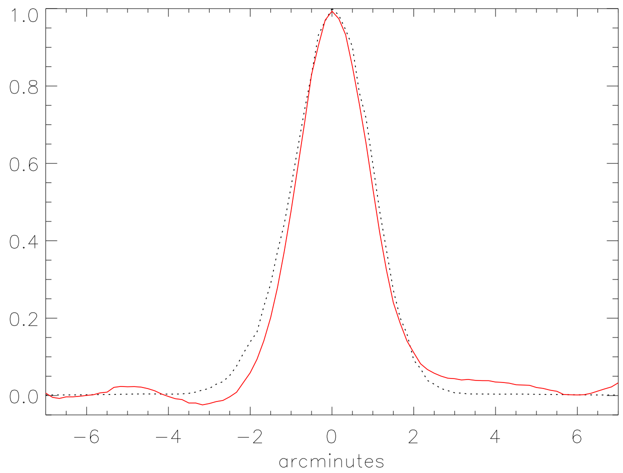


FIG. *4.7: Moyenne (pondérée par le rapport signal sur bruit) du lobe effectif de 6 sources réelles issues des données dans FN1 (trait plein rouge), et d'une source simulée sur fond plat (pointillé noir). L'échelle est linéaire. Le fond réel autour de chaque source provoque, au-dela de 3 minutes d'arc de rayon, des fluctuations. La soustraction d'une ligne de base n'est pas suffisante pour les éliminer, et ce ne sont pas des émissions provennant des lobe lointains.*

simulation des sources sur fond plat. C'est désormais ce lobe qui est utilisé pour déterminer les paramètres de photométrie d'ouverture, en particulier A_{int} et A_{ext} : pour r_{int} = 90 secondes d'arc nous avons 61% du flux et à r_{ext} = 120 secondes d'arc nous en avons 76% (cf Section suivante).

La comparaison entre le lobe effectif donné par l'addition de sources simulées sur fond plat et fond réel est montré dans la figure 4.6, et la comparaison avec le profil de sources réelles est montré dans la figure 4.7. Dans les deux cas, l'accord est correct avec le lobe effectif.

4.5.3 Choix de l'ouverture

J'ai mesuré les sources ajoutées dans les simulations avec différents filtres de photométrie d'ouverture, dont les caractéristiques sont données dans la table 4.2, afin de choisir le filtre. La table 4.3 présente la fraction du lobe mesuré à l'intérieur d'un rayon, et qui correspond aux A_{int} et A_{ext}.

Les critères de choix du filtre résultent du compromis entre la dimension du rayon intérieur et du rayon extérieur.

- Rayon petit : la mesure est sensible à la forme du lobe effectif, et le rapport signal sur bruit est faible. En revanche, la mesure est moins sensible aux fluctuations
- Rayon grand : la détermination de la valeur moyenne du fond (ou de la source) est plus précise, mais augmente le bruit de confusion dû aux

TAB. *4.2: Quelques uns des différents filtres de photométrie d'ouverture testés. L'unité est la seconde d'arc.*

nom	p03	p04	p05	p14	p15	p16	p17	p24	p25	p26	p27
r_{int}	45	45	45	60	60	60	60	75	75	75	75
r_{ext}	90	105	120	105	120	135	150	105	120	135	150

nom	**p35**	p36	p37	p38	p46	p47	p48	p49	p57	p58	p59
r_{int}	**90**	90	90	90	105	105	105	105	120	120	120
r_{ext}	**120**	135	150	165	135	150	165	180	150	165	180

TAB. *4.3: Fraction du lobe effectif lorsqu'une mesure est effectuée à l'intérieur d'un cercle de rayon r en secondes d'arc.*

r	45	60	75	**90**	105	**120**	135	150	165	180
A en %	24	37	49	**61**	69	**76**	81	86	88	90

structures du fond à plus grande échelle

Le critère quantitatif unique s'exprime sur deux points :

- minimiser le bruit de confusion
- minimiser le bruit de mesure des sources

Le tableau 4.4 donne les écart-types σ_c de 10000 mesures sur le champ FN1 avec les différents filtres (voir pour les détails la Section 4.6.1).

TAB. *4.4: Bruit de confusion en mJy dans FN1 selon le filtre utilisé (cf aussi la Section 4.6.1).*

filtre	p24	p25	p26	p27	p35	p36	p37	p38	p46	p47	p48
σ_c	40	44	45	48	44	47	50	52	55	58	60

Les filtres p24, p25, p26 et p35 sont acceptables, car donnent les valeurs minimales de σ_c, de l'ordre de 40 mJy. Les filtres avec un rayon intérieur inférieur à 75 secondes d'arc et/ou avec des rayons extérieurs supérieurs à 210 secondes d'arc sont ainsi naturellement rejetés.

TAB. *4.5: Bruit de mesure en mJy dans FN1 selon le filtre utilisé de 1200 sources de 500 mJy.*

filtre	p24	p25	p26	p27	p35	p36	p37	p38	p46	p47	p48
σ	95	94	87	85	84	80	80	79	85	85	85

La table 4.5 indique l'écart-type des mesures de sources simulées à 500 mJy selon les filtres. Le filtre p35 est choisi, car il offre le meilleur compromis entre bruit de confusion et bruit de mesure des sources, de l'ordre de 80 mJy.

Une correction du flux obtenu avec le filtre doit être appliquée pour chaque champ. En effet, il y a un biais dû au fait que le lobe effectif réel n'est pas le même dans chaque champ. Les détails sont exposés dans la Section 4.6.

4.5.4 Sources confuses, CLEAN

Notre méthode CLEAN d'extraction des sources consiste à soustraire la source la plus brillante en utilisant le lobe connu de l'instrument normalisé au flux mesuré par photométrie d'ouverture. Même si dans le présent cas la méthode originale CLEAN n'est pas adaptée pour la détermination des flux à cause du fond, elle est néanmoins adaptable pour soustraire les sources fortes afin de mesurer les sources plus faibles de leur voisinage. Il n'est pas question ici de tenter de détecter des sources très faibles, mais bien de mesurer proprement le flux d'une source clairement extraite se trouvant dans les ailes de sources fortes.

Un exemple de la faisablilité de ce processus est montré dans la figure 4.8 dans FSM1 avec une source mesurée vers 500 mJy. La source brillante est mesurée par photométrie d'ouverture, et soustraite avec le lobe effectif. Les images du milieu et de droite montrent les résidus après deux opérations successives : au centre de la source soustraite subsiste une fluctuation bipolaire de l'ordre de 10% de son flux (due aux imprécisions sur le lobe effectif à cet endroit), rendant impropre toute mesure à cet endroit, mais pertinente toute mesure dans le voisinage correspondant aux ailes du lobe.

Une fois la version provisoire du catalogue disponible, toutes les sources sont mesurées de nouveau, par ordre de flux décroissant avec photométrie d'ouverture, puis soustraites par CLEAN de la carte, afin que la mesure des sources plus faibles ne soit plus contaminée par les ailes des sources fortes. Par ailleurs, ces nouvelles mesures ne sont effectuées que pour les positions provenant de l'extraction avec SExtractor : le CLEAN n'est pas utilisé ici pour tenter de détecter des sources plus faibles, la limite de confusion étant de toute façon atteinte.

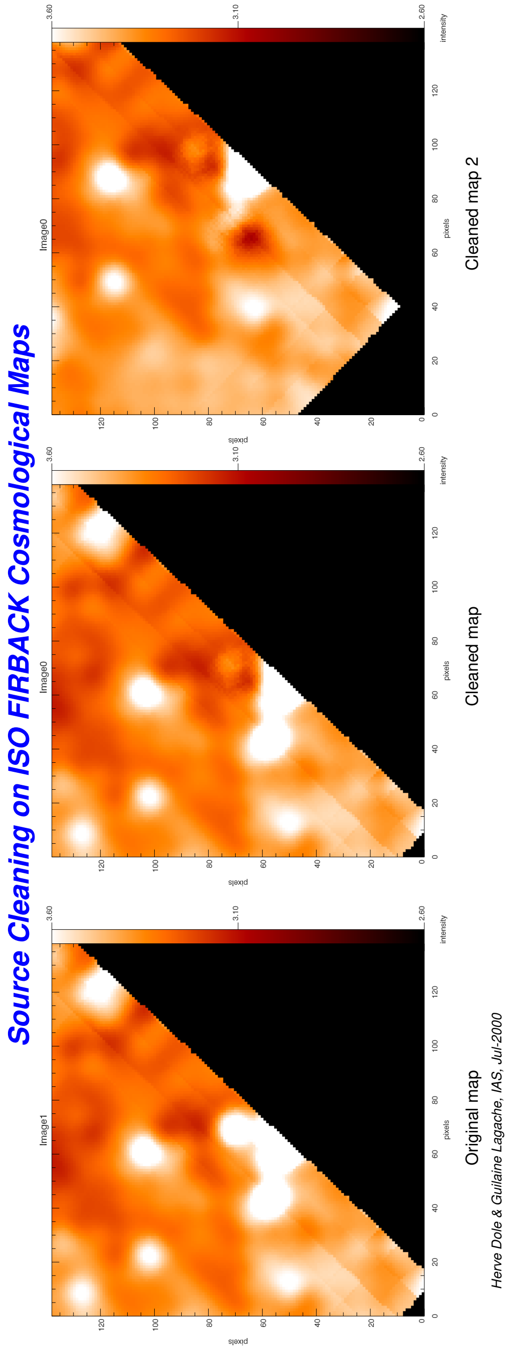


FIG. *4.8: Exemple de traitement CLEAN sur une source d'environ 500 mJy dans FSM. A gauche : image brute ; au milieu et à droite : sources soustraites successivement par CLEAN (cf texte, section 4.5.4).*

4.5.5 Correction du transitoire court

Comme nous l'avons étudié en section 3.5, la caméra C200 d'ISOPHOT a une réponse instantanée de 85% lors d'une marche de flux, et lorsque l'on intègre sur 16 secondes, la mesure correspond à 90% du flux final.

Nous effectuons donc à ce stade une correction de transitoire court pour tenir compte de cet effet de sous-estimation du flux des sources, en augmentant de 10% le flux des sources.

4.6 Bruit et précison

4.6.1 Bruit de confusion

Nous effectuons 10000 mesures de photométrie d'ouverture sur chaque champ, à des positions aléatoires. Nous obtenons une distribution de probabilité des mesures de photométrie d'ouverture dans un champ de source dominé par la confusion. Cette distribution asymétrique reflète, du côté des flux positifs, le taux de comptage des sources brillantes. La partie centrale de cette distribution est bien représentée par une gaussienne, dont le σ est représentatif du bruit de confusion.

Nous obtenons, lorsqu'une gaussienne est ajustée à la distribution, un écart-type de l'ordre de 45 mJy sur tout le relevé. Pour les champs individuels, les valeurs sont : 41 mJy pour FSM, 44 mJy pour FN1 et 46 mJy pour FN2. Les figures 4.9, 4.10 et 4.11 montrent le résultat sur chacun des champs FIRBACK.

La limite à $4\sigma_c$ est donc de 180 mJy si cette composante du bruit domine pour les sources faibles.

Cette valeur est cohérente au premier ordre avec l'analyse suivante du catalogue final et complémentaire (voir Section 4.7) : le relevé de $4^\square$ comporte $\frac{4^\square}{(94/3600)^2} \simeq 5900$ lobes indépendants de largeur à mi-hauteur 94 secondes d'arc. Dans le relevé qui comprend 196 sources de flux supérieur à 135 mJy ($3\sigma_c$), on trouve $\frac{5900}{196} \simeq 30$ lobes indépendants. Cette valeur est en accord avec la limite classique et euclidienne de confusion de 30 lobes indépendants par source pour les sources plus brillantes que $3\sigma_c$. En coupant le catalogue à $4\sigma_c$ et $5\sigma_c$, nous obtenons 56 et 94 lobes indépendants par source, respectivement. Cette analyse est compatible avec les simulations de Hogg (2000), qui montre que 30 lobes par source est un minimum pour estimer la confusion quand les comptages présentent une forte pente, et suggère plutôt la limite prudente de 50 lobes par source.

4.6.2 Bruit du détecteur

Le bruit du détecteur est obtenu en étudiant les mesures indépendantes du même ciel.

Le champ FSM1 a été dédié aux mesures de faisabilité du programme FIRBACK, et sa grande redondance a permis d'établir que le bruit instrumental est de l'ordre de 3 mJy (1σ), et qui'il est donc négligeable devant le bruit de confusion (Lagache, 1998).

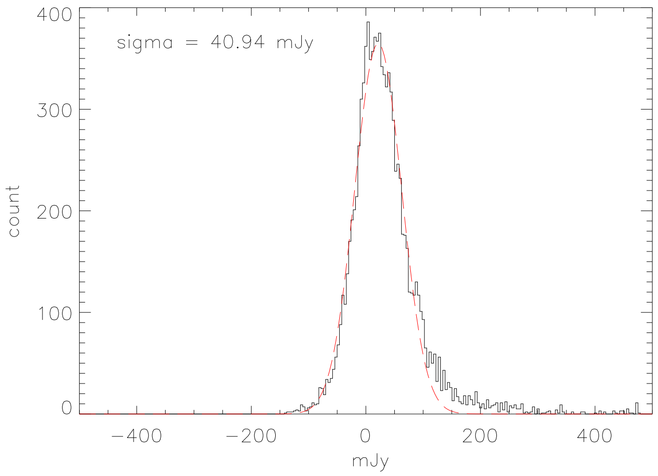


FIG. *4.9: Histogramme de 10000 mesures de flux à des positions tirées au hasard dans le champ FSM. L'écart-type de la gaussienne ajustée aux données donne le bruit de confusion pour ce champ, et l'excès aux flux positifs est du aux sources réelles.*

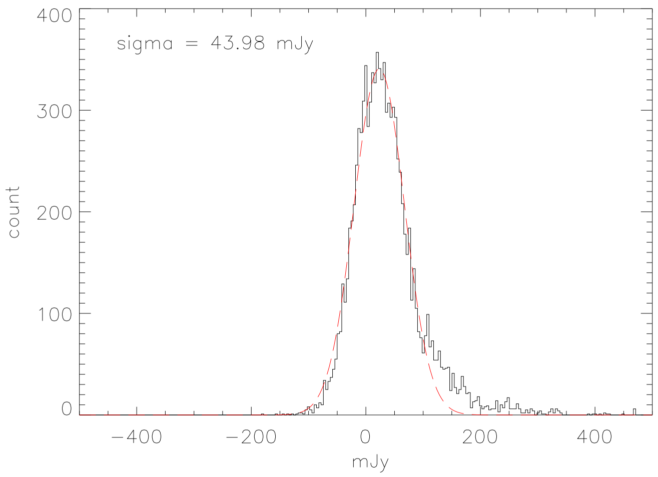


FIG. *4.10: Histogramme de 10000 mesures de flux à des positions tirées au hasard dans le champ FN1.*

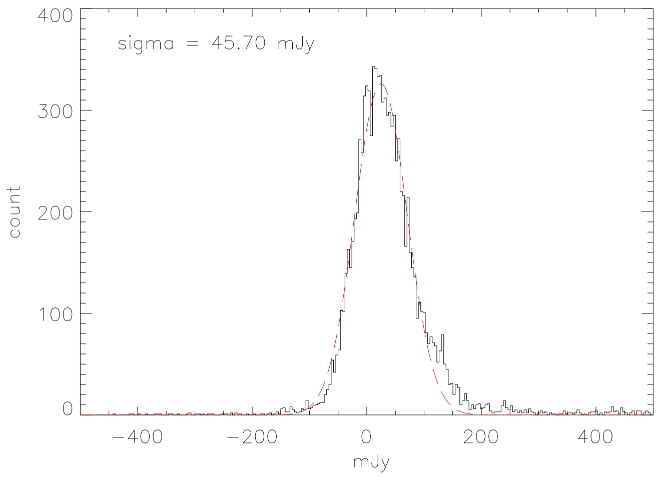


FIG. *4.11: Histogramme de 10000 mesures de flux à des positions tirées au hasard dans le champ FN2.*

La connaissance du bruit de détecteur et du bruit de confusion appellent les précisions suivantes. Les sources sont détectées avec un fort rapport signal sur bruit détecteur (typiquement supérieur à 30). La limitation principale vient de la confusion qui peut empécher la détection d'une source ou créer de fausses sources par superposition de sources plus faibles. Plus généralement, la détermination du flux est affectée car le bruit de confusion limite la mesure du flux des sources.

4.6.3 Précision sur la photométrie

Les figures 4.13 à 4.18 donnent les histogrammes des mesures du flux des sources simulées pour les flux compris entre 200 et 1000 mJy pour le champ FN1. Les figures tracent le nombre de sources en fonction du rapport flux mesuré sur flux d'entrée. Intéressons-nous au centre de la distribution, et à son écart-type.

Le centre de la distribution des flux mesurés est décalé de manière sytématique et constante vers les flux plus faibles par rapport au flux d'entrée. Cet effet est probablement dû aux variations locales du lobe effectif réel (fonction de l'échantilonnage) par rapport au lobe effectif moyen utilisé, et aux effets d ebords des pixels. Le rapport entre le flux mesuré et le flux d'entrée est de l'ordre de 85%, sauf vers 150 mJy où le rapport est de l'ordre de 90% : nous n'en tenons pas compte. Nous appliquons donc une correction sur les flux respectivement de 16%, 19%, 18% et 16% pour respectivement FN1, FN2, FSM1 et FSM234 pour corriger de cet effet.

De même que pour les mesures de confusion (cf Section 4.6.1), un excès est observé dans la partie brillante de la distribution, dû aux sources réelles dans

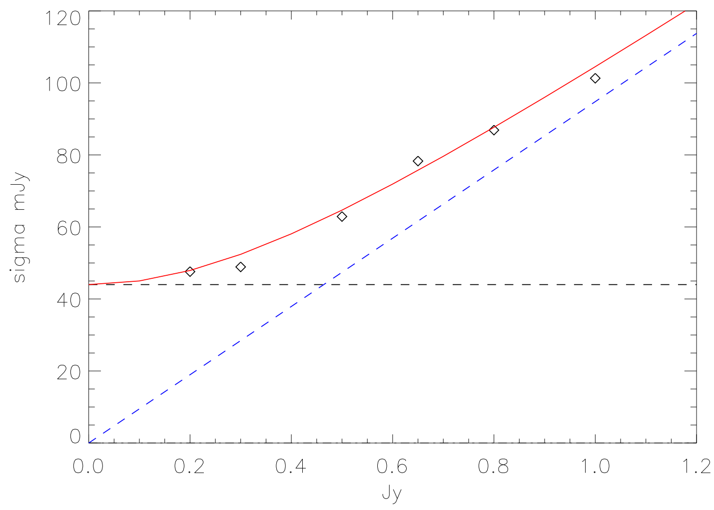


FIG. *4.12: Evolution de σ_s, écart-type des flux mesurés, en fonction du flux des sources (losange). Décomposition de σ_s en deux contributions : (1) une contribution constante, le bruit de confusion σ_c (tiret horizontal) ; (2) une contribution proportionnelle au flux σ_p (tiret bleu oblique). σ_s est ajusté par $\sqrt{\sigma_p^2(f)+\sigma_c^2}$. Au delà de $4\sigma_c$, σ_s est approximé par $\sigma_s(mJy) = 30 + 72 \times f(Jy)$ où $f(Jy)$ est le flux de la source en Jy.*

le voisinage des sources ajoutées dans les simulations. Le bruit de mesure est donc estimé par le σ d'une gaussienne ajustée aux distributions. La gaussienne est représentée dans les histogrames. Nous noterons désormais σ_s le bruit de la mesure du flux des sources, pour le différencier du bruit de confusion σ_c.

σ_s est représenté en fonction du flux d'entrée f dans la figure 4.12 (en losanges), et varie approximativement de 40 à 120 mJy selon le flux de la source. Le bruit σ_s peut se décomposer en deux termes.

- un terme constant dû au bruit de confusion (σ_c)
- un terme proportionnel au flux de la source ($\sigma_p(f)$). Le lobe effectif de la source et le lobe effectif moyen utilisé pour effectuer la photométrie d'ouverture diffèrent, conduisant ainsi à une erreur dans les facteurs A_{int} et A_{ext} des relations 4.34 et 4.35.

Notre caractérisation du bruit en deux composantes, l'une constante et égale au bruit de confusion σ_c (tiret horizontal), et l'autre proportionnelle au flux f de la source $\sigma_p(f)$, ajuste les mesures (tiret bleu oblique) selon $\sigma_s = \sqrt{\sigma_p^2(f)+\sigma_c^2}$.

Aux flux supérieurs á environ $4\sigma_c$, une approximation de σ_s en fonction du flux f de la source est la fonction linéaire :

$$\sigma_s(mJy) = 30 + 72 \times f(Jy) \tag{4.37}$$

(Noter que l'on retrouve bien au moins σ_c pour les flux supérieurs à $4\sigma_c$).

L'erreur sur la photométrie est donc de 20% à flux faible (vers 4-5σ_c, autour de 200 mJy) et diminue à 10% à haut flux (vers 1 Jy). L'incertitude dépasse 25% vers 3σ_c.

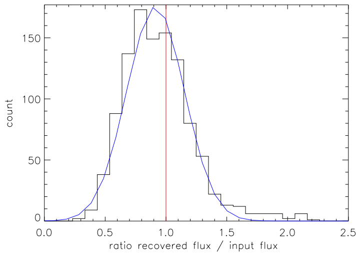


FIG. *4.13: Histogramme des mesures de flux dans les simulations pour le champ FN1 avec des sources de 200 mJy. Les abscisses représentent le rapport du flux mesuré et du flux d'entrée.*

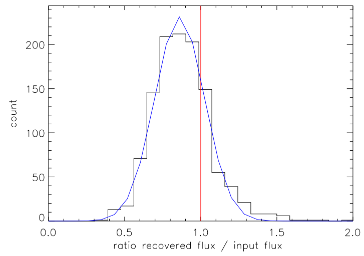


FIG. *4.14: Idem pour 300 mJy.*

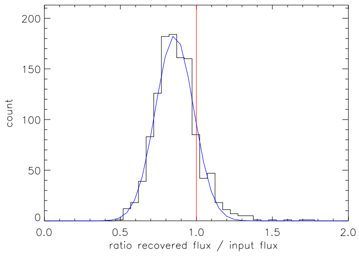


FIG. *4.15: Idem pour 500 mJy.*

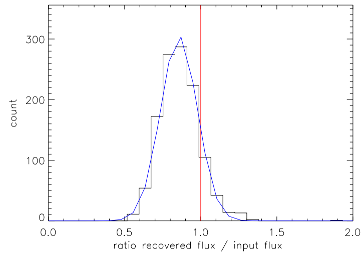


FIG. *4.16: Idem pour 650 mJy.*

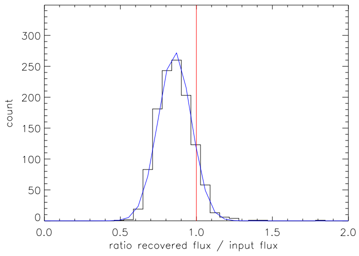


FIG. *4.17: Idem pour 800 mJy.*

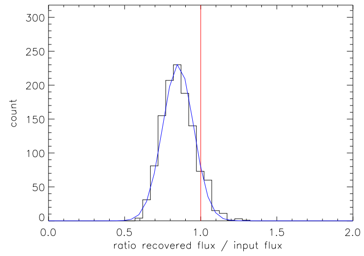


FIG. *4.18: Idem pour 1000 mJy.*

4.6.4 Précision sur la position

Les simulations donnent la précision sur la position des sources identifiées. L'histogramme des distances, la figure 4.19, indique la distribution des distances entre les source ajoutées et les sources identifiées de flux supérieur à 500 mJy sur tous les champs. A ce niveau de flux, l'échantillon est complet (cf

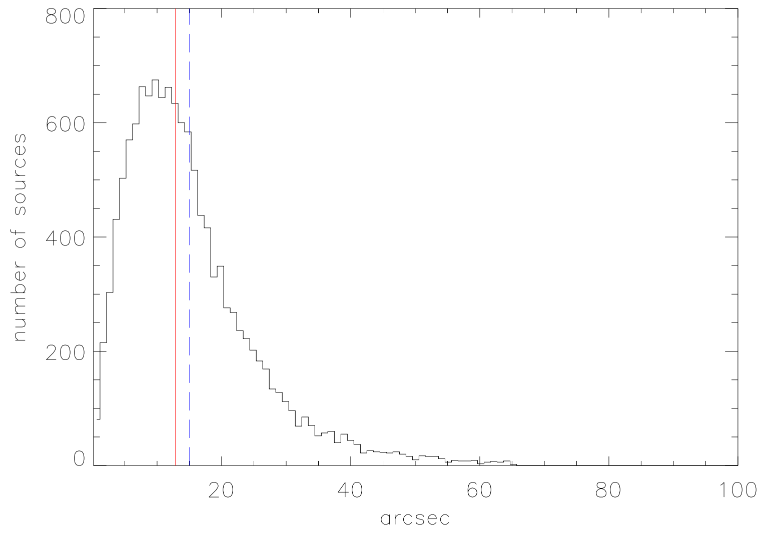


FIG. *4.19: Histogramme des distances d'identification dans les simulations sur tous les champs pour les sources de flux supérieur à 500 mJy. A ces flux, l'échantillon est complet. La moyenne est de 15 secondes d'arc (tiret) et la médiane 13 (ligne).*

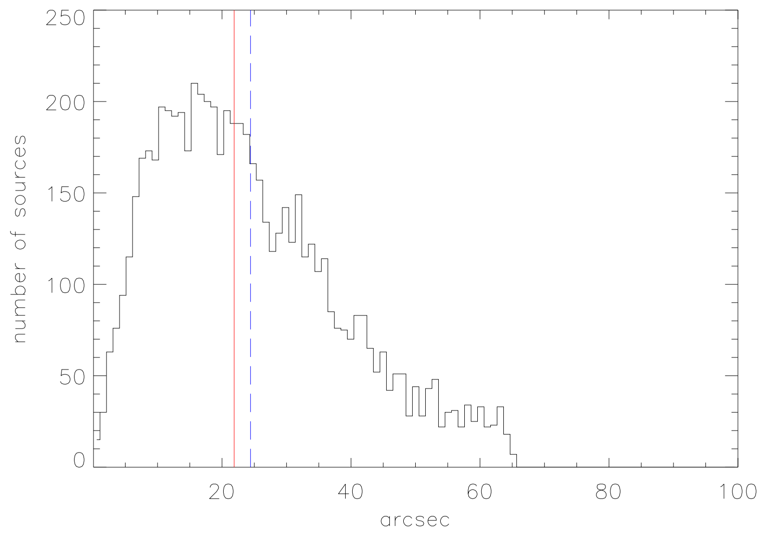


FIG. *4.20: Histogramme des distances d'identification dans les simulations sur tous les champs pour les sources de flux compris entre 200 et 500 mJy, alors que l'échantillon n'est plus complet. La moyenne est de 24 secondes d'arc (tiret) et la médiane 22 (ligne).*

Section 4.8.1). La figure 4.20 montre l'histogramme des sources de flux compris entre 200 et 500 mJy.

Pour les sources de flux supérieur à 500 mJy, la distribution pique vers 10 secondes d'arc, et la moyenne est de 15 secondes d'arc. 90% des sources se trouvent à l'intérieur de 28 secondes d'arc. En prennant la totalité des sources de flux supérieur à 200 mJy, on trouve que 90% des sources se trouvent à l'intérieur de 36 secondes d'arc, que la moyenne est 18 secondes d'arc. Pour FSM1, ces valeurs sont respectivement de 32 et 17, pour FSM234 de 32 et 16, pour FN1 de 35 et 18, et pour FN2 de 39 et 20.

En résumé, on retrouve dans un cercle de rayon 50 secondes d'arc 99% des sources de flux supérieur à 500 mJy et 93% des sources de flux supérieur à 180 mJy. De même, 98% (resp 90%) des sources de flux supérieur à 500 mJy (resp 180 mJy) sont retrouvées dans un rayon de 42 secondes d'arc.

Le cercle d'erreur moyen sur la position est donc un cercle de diamètre d'environ 100 secondes d'arc.

4.7 Catalogues des sources FIRBACK

4.7.1 Catalogue final

Le catalogue final, ou *ISO FIRBACK Source Catalog, IFSC*, comprend 106 sources de flux compris entre 180 et 2400 mJy. Les tables indiquent le nom de la source, qui commence par les initiales du champ et se termine par un numéro attribué par ordre décroissant de flux, ses coordonnées décimales équatoriales rapportées à l'équinoxe 2000, son flux et l'incertitude sur le flux en mJy.

Les tables 4.8 à 4.11, en fin de chapitre, contiennent le catalogue final pour les champs FSM, FN1 et FN2. Il est intéressant de noter que la densité de sources est constante. FSM et FN2 ont une surface d'environ $1^{\square}$ et nous détectons 16 et 15 sources respectivement dans chaque champ. Nous détectons 42 sources dans FN1, de surface environ $2^{\square}$.

4.7.2 Catalogue complémentaire de sources plus faibles

Les sources détectées à plus que $3\sigma_c$ (135 mJy) présentent un intérêt potentiel non seulement pour la recherche de galaxies à plus grand redshift mais aussi pour disposer d'un plus grand nombre de galaxies à 170 μm pour des études statistiques. Cependant, les sources présentant un faible rapport signal sur bruit (de confusion) sont l'objet de beaucoup d'incertitudes, à commencer par le flux, c'est pourquoi elles sont impropres à l'utilisation dans les comptages.

Pour les candidats à plus grand redshift, sur la base de rapports de couleurs il est possible d'avoir une idée du redshift (photométrique) de la source. La corrélation radio-submillimétrique par exemple donne des résultats intéressants (Carilli & Yun, 2000). Les indicateurs radio-infrarouge lointain (Helou et al., 1985) ou infrarouge lointain - infrarouge moyen sont également utiles.

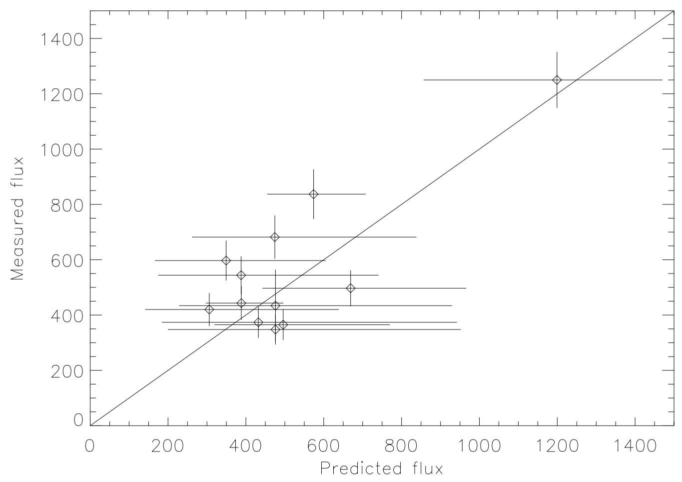


FIG. *4.21: Vérification de l'étalonnage des sources ponctuelles : flux prédit á partir des données IRAS et extrapolées à 170 microns, vs flux mesuré (tiré de Lagache & Dole (2001)).*

Le Catalogue complémentaire de sources plus faibles (ou *Complementary ISO FIRBACK Source Catalog*) regroupe ainsi près de 90 sources comprises entre 3 et $4\sigma_c$, soit 135 et 180 mJy.

Les tables 4.12 à 4.15, en fin de chapitre, contiennent le catalogue complémentaire pour les champs FSM, FN1 et FN2. De même que pour le catalogue final, les tables indiquent le nom de la source (où un C à été ajouté pour signifier *Complementary*), les coordonnées, le flux et l'incertitude. 47 sources se trouvent dans FN1, 28 dans FN2 et seulement 15 dans FSM. La densité n'est plus constante et fluctue selon le champ, avec 23 ± 8 sources de flux compris entre 135 et 180 mJy par degré carré.

4.7.3 Comparaison avec IRAS

La vérification illustrative de notre étalonnage des sources ponctuelles est effectué en comparant nos mesures avec les données IRAS. Certaines sources FIRBACK ont été détectées à 60 et 100 μm par IRAS. En utilisant un modèle de spectre de galaxie basé sur les rapports de couleur 60/100 de Dale et al. (2000), nous avons extrapolé (avec de grandes incertitudes issues des flux à 60 et 100 μm) le flux des sources à 170 μm.

La comparaison avec nos mesures est montrée en figure 4.21. Les données sont compatibles avec une droite de pente unité. Notre ètalonnage PHOT est donc en accord qualitatif avec la photométrie IRAS pour les sources ponctuelles.

4.7.4 Comparaison avec d'autres travaux

Dans le travail pionnier de Puget et al. (1999), la limite de confusion avait été estimée à 25 mJy dans FSM1, conduisant à prendre en compte des sources aussi faibles que 100 mJy. Cette détermination a pour origine le lobe utilisé à l'époque qui était différent du lobe final, quoi qu'il ait donné un étalonnage étendu correct. Nous retrouvons 18 des 24 sources, les 6 manquantes étant soit sur les bords (et donc non mesurées ici) soit dans une région très confuse.

Dans notre travail préliminaire (Dole et al., 1999), les sources étaient identifiées manuellement, et la photométrie utilisée était la même que Puget et al. (1999) par souci de cohérence. Statistiquement, les résultats en terme de nombre de sources sont compatibles avec notre présente étude. Par exemple, nous trouvons 21 sources de flux supérieur à 200 mJy dans FSM, alors que nous en trouvions 17.

Kawara et al. (1998), dans le relevé du Lockman Hole, trouvent 45 sources plus brillantes que 150 mJy sur $1.1^{\square}$. Ils estiment le bruit de confusion à 45 mJy. Juvela et al. (2000) trouvent un bruit de confusion de 44 mJy. Ces deux travaux utilisent les sources plus brillantes que 150 mJy, c'est-à-dire de l'ordre de $3\sigma_c$.

4.7.5 Quelques identifications

Plusieurs sources ont été identifiées à d'autres longueurs d'onde. *Il sort du cadre de ce travail de les détailler et de les analyser* (d'autres publications sont en préparation), néanmoins citons les points importants de ces travaux, menés par les membres du consortium FIRBACK et/ou ELAIS.

Une fraction importante des sources est détectée sur les plaques optiques du Digitalized Sky Survey (DSS). L'identification avec des sources optiques relativement brillantes indique leur caractère local ($z < 0.5$). L'obtention de quelques spectres de sources à $z = 0.2$ le confirme. La figure 4.22 montre un tel exemple de source locale, avec les identifications radio et infrarouge moyen.

Plusieurs sources sont néanmoins candidates à de plus hauts redshifts. Elles sont selectionnées sur la base des rapports de couleur avec les données ISOCAM à 15 μm, IRAS à 60 et 100 μm et VLA (ou ATCA) à 1.4 GHz. Quatre sources ont ainsi été détectées à 850 μm avec SCUBA (Scott et al., 2000) avec une sensibilité de l'ordre de 1 mJy 1σ. Deux d'entre elles sont probablement à des redshifts supérieurs à 1.2 en utilisant la corrélation FIR-radio (Condon, 1992) et submm-radio (Carilli & Yun, 2000).

Recemment, 6 sources ont été détectées à 1.3 mm avec MAMBO à l'IRAM (P. Cox, A. Omont, G. Lagache, en préparation) avec une sensibilité de 0.2 mJy 1σ. L'une des sources est à ce jour la plus faible détectée (0.6 mJy) à cette longueur d'onde.

Le travail d'analyse des sources individuelles et d'identification est en cours au sein de la collaboration, et Michel Dennefeld pilote le travail pour FN1.

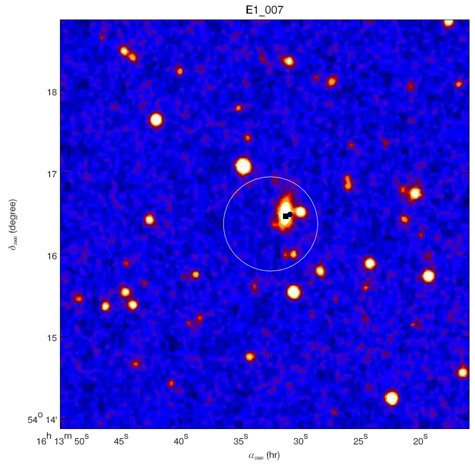


FIG. *4.22: Image optique du DSS de la source FN1_007. Le cercle indique la position PHOT à* 170 μ*m, le carré noir la position radio VLA à 1.4 GHz, et le cercle la position ISOCAM à* 15 μ*m.*

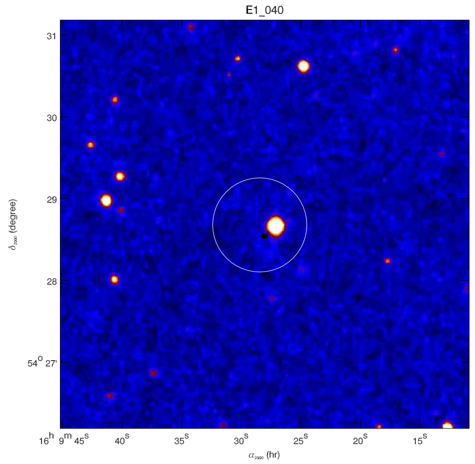


FIG. *4.23: Image optique du DSS de la source FN1_040. Le cercle indique la position PHOT à* 170 μ*m, le carré noir la position radio VLA à 1.4 GHz. La source brillante visible est une étoile. La source ISO / radio a été détectée à* 850 μ*m avec SCUBA.*

4.8 Résultats : comptages à 170 μm

4.8.1 Correction de complétude

Les simulations permettent de calculer directement la complétude du catalogue, en effectuant pour chaque tranche de flux le rapport du nombre de

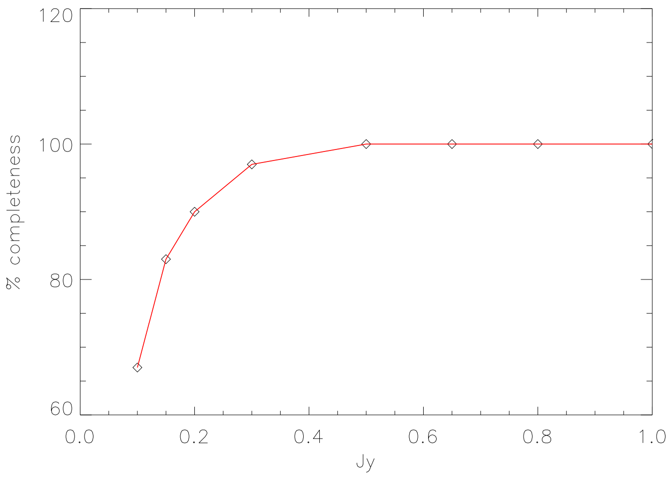


FIG. *4.24: Complétude dans les champs FIRBACK : 100% pour les flux supérieurs à 500 mJy, et 90% à 200 mJy.*

sources ajoutées et du nombre de sources détectées. La complétude est tracée en figure 4.24.

L'échantillon est complet à partir de 500 mJy. Il est complet à 85% à 180 mJy.

Nous corrigeons le nombre de source détectées par tranche de flux pour tenir compte de l'incomplétude de notre échantillon à bas flux. L'échantillon est désormais complet pour une étude statistique. Sans cette correction, la pente des comptages intégraux s'applatit à cause de cet effet, rendant malaisée l'analyse des effets d'évolution.

4.8.2 Biais de Malmquist-Eddington

L'incertitude sur la détermination des flux provoque, dans les comptages de sources, un accroissement artificiel de la pente. En effet, une source de flux S peut être mesurée au flux $S + \delta S$ ou $S - \delta S$. Puisque les sources faibles sont plus nombreuses que les sources fortes, on observera statistiquement plus de sources faibles de flux S observées en fait au flux $S + \delta S$. Le phénomène s'intensifie à la coupure en flux du catalogue : des sources en principe non retenues, car de flux S en deçà du seuil S_{cut} du catalogue, peuvent être prise en compte á cause des incertitudes de photométrie et ainsi être mesurées à $S + \delta S > S_{cut}$. Cet effet est connu sous le nom de biais de Malmquist-Eddington (Theureau et al., 1997; Teerikorpi, 1998, par exemple).

J'ai effectué des simulations sur des comptages différentiels. Sur un modèle de comptages d'entrée (en loi de puissance 3.3), je simule l'effet d'une observation en introduisant une incertitude dans les flux. Techniquement, il s'agit d'effectuer la convolution de la courbe des comptages d'entrée avec une

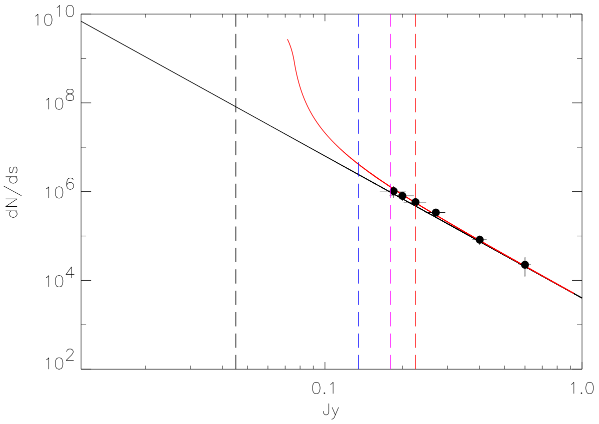


FIG. *4.25: Simulation du biais de Malmquist-Eddington dans un diagramme de comptages différentiels. Les courbes verticales en tiret indiquent les flux correspondant á 3, 4, et 5σ_c. La droite noire représente le modèle d'entrée des comptages différentiels en loi de puissance 3.3 avec coupure á 0.1σ_c. La courbe rouge représente les comptages observés lorsqu'une incertitude dans la photométrie est introduite. Les points avec barre d'erreur sont les comptages FIRBACK non corrigés de cet effet. Ils sont ajustés par les observations simulées. Après la correction, ils sont donc ajustés par le modèle d'entrée. Les tirets verticaux indiquent respectivement 1, 3, 4 et 5σ_c.*

gaussienne d'écart-type σ_c, le bruit de confusion. Cette technique a l'avantage d'être simple à mettre en oeuvre, mais fait l'approximation que l'incertitude sur les flux est constante. Nous avons vu que ce n'est pas le cas (cf. section 4.6.3), mais le biais domine aux faibles flux, typiquement inférieurs à 4σ_c, dans un régime où σ_s est quasi constant et de l'ordre du bruit de confusion.

La figure 4.25 montre la simulation du biais en fonction du flux, dans un diagramme de comptages différentiels. La figure 4.26 montre le rapport entre les comptages d'entrée et les comptages observés en simulation, et donne la valeur de la correction à apporter. Noter que la correction ne varie pas de plus de 5% (resp 10%) à 5σ_c (resp. 4σ_c) en fonction de la loi de puissance des comptages d'entrée dans le domaine 3.0 - 3.6.

4.8.3 Comptages FIRBACK

La table 4.6 donne le nombre de sources pour chaque tranche de flux considérée (hors correction de complétude). Les flux ont été choisis de manière à disposer dans chaque tranche de flux un nombre significatif de sources, tout en échantillonnant correctement l'axe des flux.

Les surfaces utilisées pour les comptages est de $1.87^{\Box}$ pour FN1, $0.89^{\Box}$ pour FN2 et $0.89^{\Box}$ pour FSM. Elles sont inférieures d'environ 5% aux surfaces réelles des champs. Cet effet est dû aux bords que nous avons rejetés, puisque nous n'avons mesuré les sources qu'aux positions observées au moins quatre

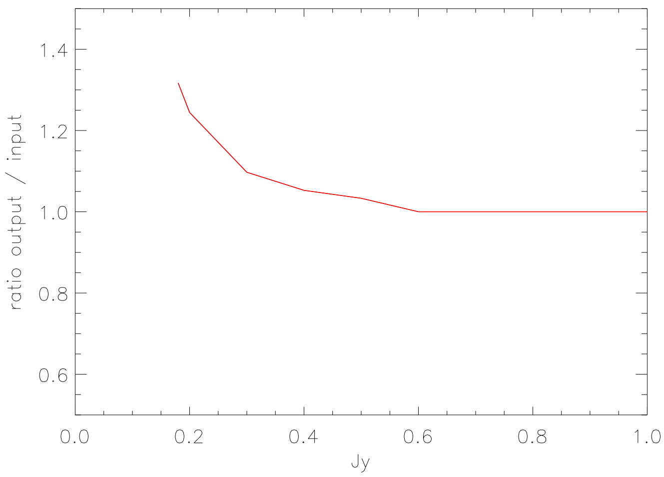


FIG. *4.26: Correction du biais de Malmquist-Eddington en fonction du flux sur la pente des comptages. La correction est de l'ordre de 20% (resp 30%) à $5\sigma_c$ (resp. $4\sigma_c$).*

fois.

TAB. *4.6: Nombre de sources par tranche de flux, en mJy, utilisées pour les comptages.*

flux min	flux max	nombre par tranche	nombre cumulé
180.0	190.0	13	106
190.0	210.0	20	93
210.0	240.0	21	73
240.0	300.0	24	52
300.0	500.0	19	28
500.0	∞	9	9

La figure 4.27 présente les comptages FIRBACK différentiels, et la figure 4.27 les comptages intégraux avec les comptages préliminaires FIRBACK (Puget et al., 1999). La table 4.7 reprend les valeurs des comptages (corrigés de l'incomplétude et du biais de Malmquist-Eddington).

Les deux points à haut flux sont compatibles avec des comptages sans évolution dans la mesure où une droite de pente nulle peut s'ajuster dans les barres d'erreur. La pente des comptages différentiels n'est pas constante, mais ils peuvent être ajustés par une droite de pente 3.3 ± 0.6 entre 180 et 500 mJy.

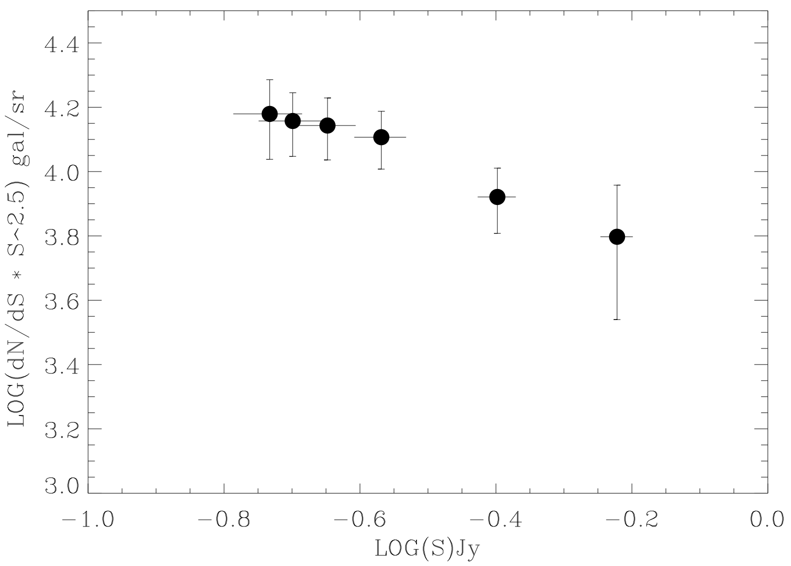


FIG. *4.27: Comptages différentiels FIRBACK.*

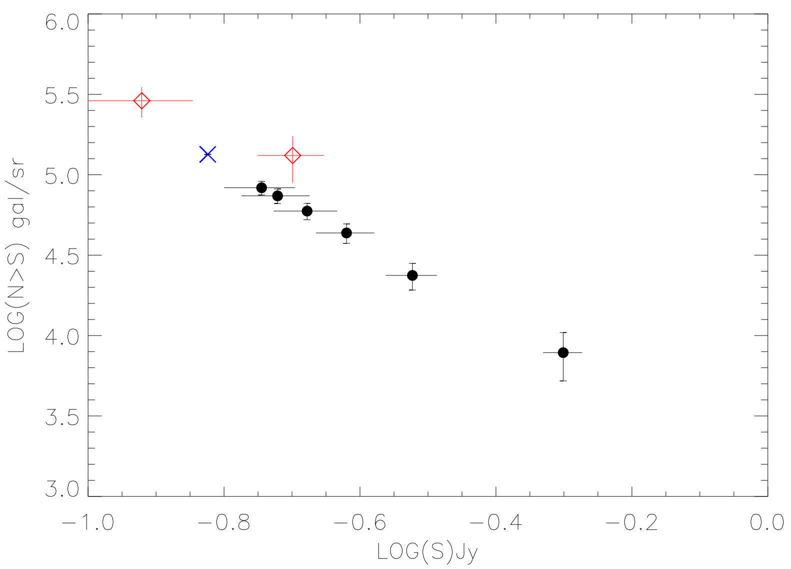


FIG. *4.28: Comptages intégraux FIRBACK : rond noir : comptages sur tout le relevé ; losanges : comptages préliminaires FIRBACK sur FSM1 de Puget et al. (1999) ; étoile : point de Kawara et al. (1998).*

TAB. 4.7: *Comptages intégraux FIRBACK. Les flux sont en mJy.*

log_{10} du nombre de galaxies par stéradian	flux
4.919 ± 0.085	180.0 ± 21.5
4.869 ± 0.090	190.0 ± 21.8
4.774 ± 0.102	210.0 ± 22.6
4.638 ± 0.121	240.0 ± 23.6
4.374 ± 0.166	300.0 ± 25.8
3.894 ± 0.301	500.0 ± 33.0

4.8.4 Comparaison avec les modèles

La figure 4.29 présente nos comptages avec les modèles A et E de Guiderdoni et al. (1998) (une description des modéles est donnée en section 5.2.2).

Les comptages ne sont pas ajustés par le modèle A de faible évolution, y compris à grand flux où l'on pourrait s'attendre à un ajustement correct. Nos données excluent donc les scénarii de faible évolution.

En revanche le modèle E de forte évolution ajuste globalement correctement les comptages intégraux, en particulier à grand flux. Un excès de sources apparaît cependant à faible flux (cas différentiel et intégral) par rapport au modèle : le modèle dans le cas différentiel est un facteur 2 environ inférieur aux observations. Nos données sont donc compatibles avec un scénario de forte évolution.

Il convient de noter le caractère remarquable de l'ajustement des données à un facteur deux du modèle E de Guiderdoni et al. (1998), qui avait été utilisé pour *prédire* les comptages FIRBACK alors qu'aucune observation profonde dans l'infrarouge n'avait été effectuée.

La figure 4.30 présentent les modèles sans et avec évolution de Franceschini et al. (1998). Dans le cas intégral, la partie brillante des comptages est ajustée par le modèle sans évolution, puis s'écarte des données. Le modèle avec évolution ne donne pas la pente correcte, mais donne un nombre de sources comparable aux données à faible flux. Le cas différentiel montre que le nombre sources observées est en excès par rapport au modèle.

En conclusion, les comptages ne sont compatibles qu'avec des scénarii de forte évolution.

4.8.5 Comparaison avec d'autres observations

Comptages à 170 μm

Malgré une surface 16 fois moindre et un traitement des données préliminaire, les comptages de Puget et al. (1999) sur FSM1 sont en accord avec les comptages finaux FIRBACK, si l'on restreint l'analyse au même champ.

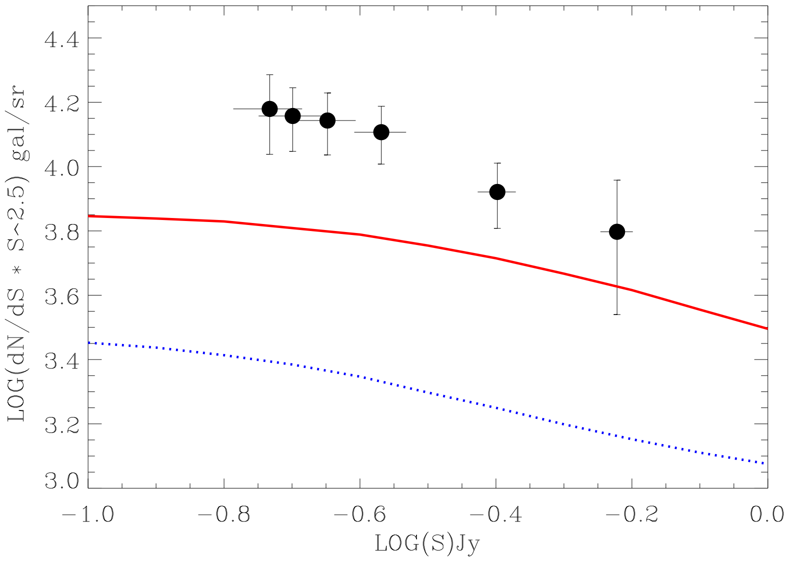


FIG. *4.29: Comptages différentiels FIRBACK avec les modèles A (point) et E (trait plein) de Guiderdoni et al. (1998).*

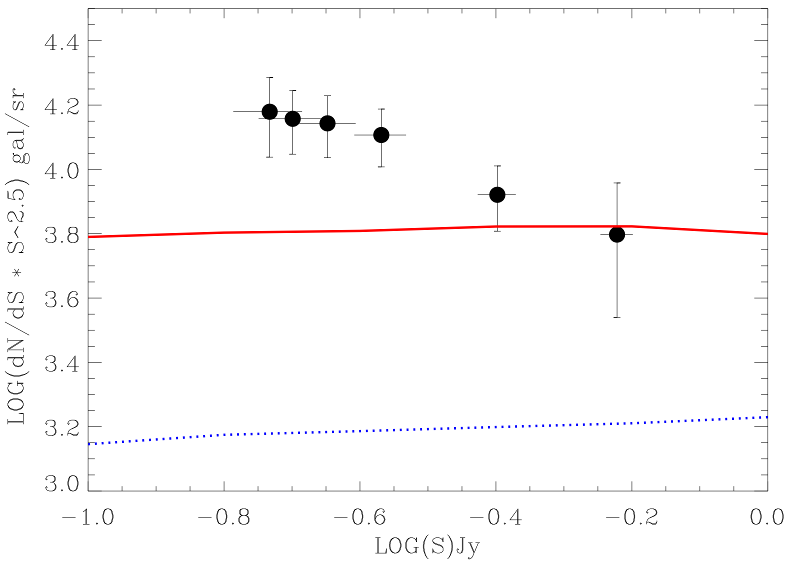


FIG. *4.30: Comptages différentiels FIRBACK avec les modèles sans (point) et avec (trait plein) évolution de Franceschini et al. (1998).*

En effet, sur les 24 sources, 17 sont retrouvées dans notre catalogue dans un rayon de 60 secondes d'arc, et 1 à une distance de 90 secondes d'arc. Parmi les 6 sources manquantes, 3 sont sur les bords et ne sont pas considérées dans le présent travail, et 3 autres ont des flux inférieurs à $3\sigma_c$. Les flux sont en accord, sauf pour la source la plus brillante que nous mesurons à environ 500 mJy contre 850 mJy. En conclusion, avant toute correction de complétude ou du biais de Malmquist-Eddington, Puget et al. (1999) trouvent 13 sources de flux supérieur à 150 mJy dans la surface que nous considérons, et nous trouvons le même résultat.

Par ailleurs, les comptages préliminaires sur tout le relevé (Dole et al., 1999, 2000) sont en très bon accord avec les comptages finaux.

Le point de Kawara et al. (1998) (croix sur la figure 4.28) à 150 mJy est également en accord avec les autres mesures.

Comptages locaux d'IRAS à 60 μm

La figure 4.31 montre les comptages extrapolés à 170 μm d'IRAS à 60 μm de Lonsdale et al. (1990) (zone hachurée) et utilisés par Puget et al. (1999). Il apparaît que pour des flux inférieurs à 300 mJy, les comptages FIRBACK sont en excès d'un facteur 5 à 10 à par rapport aux comptages locaux d'IRAS.

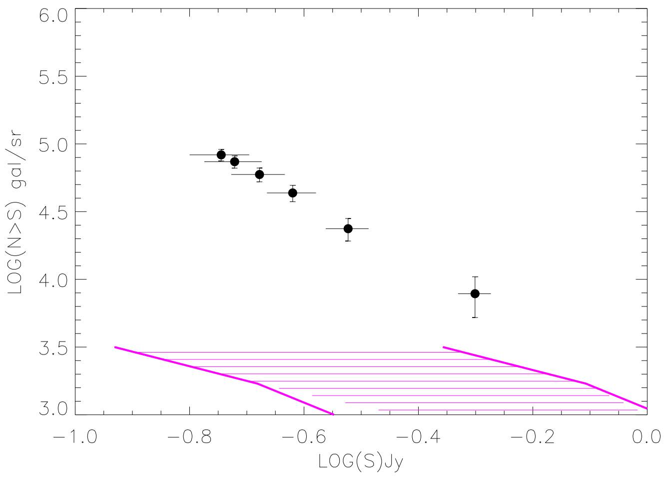


FIG. *4.31: Comptages FIRBACK avec l'extrapolation des comptages IRAS à 60 μm de Lonsdale et al. (1990) (zone hachurée, description dans Puget et al. (1999)). Les comptages FIRBACK sont en excès d'une facteur 5 à 10 en dessous de 300 mJy.*

Cet excès est le signe d'une très forte évolution entre l'Univers local observé par IRAS, puisque le redshift médian des sources des plus profonds relevé IRAS est inférieur à 0.1 (Ashby et al., 1996).

Le travail est en cours pour utiliser la statistique des 115 premières sources du ISO Serendipity Survey (Stickel et al., 2000) à 170 μm entre 2 et 100 Jy, pour affiner les rapports de couleur avec les bandes IRAS à 60 et 100 μm et ainsi affiner l'extrapolation à 170 μm des comptages IRAS.

4.8.6 Résolution du fond extragalactique à 170 μm

Connaissant la pente des comptages jusqu'à 180 mJy, et en faisant l'hypothèse simpliste que cette pente reste constante jusqu'à très bas flux, il est possible de calculer la fraction du fond extragalactique à 170 μm résolu en sources plus brillantes que 135 mJy.

Nous obtenons que le relevé FIRBACK permet de résoudre environ 4% du fond extragalactique à 170 μm en sources plus brillantes que 135 mJy.

La population de galaxies observées avec ISO n'est donc pas celle qui domine le fond à cette longueur d'onde. A quel flux le fond extragalactique est-il résolu à 170 μm ? En extrapolant de manière simpliste les comptages, on trouve que le fond est complètement résolu en sources vers 10 à 20 mJy. Cette valeur supérieure (les comptages s'applatissent certainement avant la convergence) nous indique que la population qui domine le CIB á 170 μm ne devrait pas être détectée avec SIRTF, et le sera difficilement avec FIRST.

4.9 Conclusion, perspectives et résumé des résultats du relevé FIRBACK

4.9.1 Conclusion

Les comptages montrent un excès de sources par rapport aux comptages locaux et aux modèles sans évolution, et dans une certaine mesure aux modèles avec évolution. Avec une pente de 3.3 ± 0.6 entre 180 et 500 mJy, ils écartent sans amigüité les scénarii de faible évolution. La fenêtre spectrale à $170 \mu m$, explorée pour la première fois en terme de comptages, pose de nouvelles contraintes sur les modèles de formation et d'évolution des galaxies.

Les sources FIRBACK ne sont pas toutes locales. Certaines d'entre elles se situent à des redshifts supérieurs à 1, même si la plupart des sources doit se situer à $z < 1$. La correction-K favorise la détection de sources vers $z = 0.7$, mais la sensibilité de PHOT ne permet pas détecter des sources dont la distribution en redshift pique vers $z = 0.7$ (ce qui est le cas d'ISOCAM). La comparaison avec les données ISOCAM à 15 μm et les premières identifications dans le domaine submillimétrique et millimétrique suggèrent que l'essentiel des source est composé de LIRG's et ULIRG's, alors qu'une fraction est probablement composée de galaxies spirales locales ($z < 0.5$) contenant de la poussière froide. Ce travail minutieux d'identification, qui n'est pas au coeur de ce travail, est en train d'être effectué au sein de la collaboration FIRBACK et ELAIS.

A 180 mJy, le fond extragalactique infrarouge est résolu à 4% à 170 μm. Plus de la moitié du fond est résolu à 15 μm en sources assez lumineuses dont la distribution en redshift pique vers 0.8. Le fond est quasiment résolu à 850 μm en sources ultralumineuses lointaines (z piquant vers 3). Le problème consiste maintenant à étudier les sources qui constituent le fond extragalactique dans l'infrarouge lointain.

4.9.2 Perspectives

Le suivi multi-longueurs d'onde des sources FIRBACK pour en déterminer la distribution en redshift, en luminosité et en type (starburst, AGN) est l'une des clés pour comprendre la nature des sources. J'ai piloté le suivi radio du champ FSM. J'ai ainsi effectué, en collaboration avec François Viallefond (Observatoire de Paris) un relevé profond à 1.4 GHz du champ FSM en utilisant l'interféromètre Australia Telescope Compact Array (ATCA). Le but est de permettre l'identification d'environ la moitié des sources du champ. L'analyse des données est en cours. J'ai également participé aux observations à 350 μm avec SHARC au CSO avec Attila Kovacs (Caltech), sans succès malheureusement à cause de l'humidité et de la couverture nuageuse. Les observations dans le domaine submillimétrique et millimétrique surtout sont très prometteuses (cf récentes détections IRAM). Suivre les sources dans ce domaine est une perspective intéressante, car la distribution spectrale d'énergie sera observée pour certaines sources du domaine X jusqu'au domaine radio.

La forte pente des comptages rend les fluctuations du fond sensibles aux sources plus faibles que la limite de détection. L'étude des fluctuations est un outil puissant pour sonder cette population qui contribue au fond. Lagache & Puget (2000) ont détecté pour la première fois les fluctuations du fond extragalactique, dans le champ FSM1. L'étude des fluctuations du fond est donc une perspective évidente. Avec le catalogue final, il est désormais possible de soustraire la contribution des sources brillantes au fond, et de produire ainsi des cartes de fluctuations. Avec de plus la connaissance de la contribution Galactique, via les cartes HI, la composante extragalactique seule peut être extraite. Les observations de la raie HI que j'ai effectuées à l'ATCA à 21 cm dans le champ FSM austral, une fois combinées avec les données antenne unique de Parkes (collaboration avec Lister Staveley-Smith), vont donner la contribution galactique. Les données des champs boréaux sont obtenues avec le Dominion Radio Astrophysical Observatory (DRAO, Canada), et Marc-Antoine Miville-Deschênes pilote ce programme.

SIRTF constitue l'une des plus importantes perspectives, puisque la surface des relevés, la couverture spectrale et la sensibilité devraient permettre de sonder plus précisément la population responsable du fond extragalactique, et ainsi apporter plus de contraintes encore que ne le fait FIRBACK sur les modèles de formation et d'évolution des galaxies.

4.9.3 Résumé

- observation de $3.89^{\square}$ dans 3 champs différents : FSM, FN1 et FN2
- 128 ou 256 secondes d'intégration par position à 170 μm avec PHOT en mode P22
- extraction des effects instrumentaux tels que les transitoires longs et courts, correction photométrique due au lobe

- étalonnage de l'émission étendue : accord entre PHOT et DIRBE
- étalonnage des sources ponctuelles en accord avec IRAS
- bruit instrumental : 3 mJy 1σ
- bruit de confusion : 45 mJy 1σ
- sensibilité 4σ : 180 mJy
- catalogue final : 106 sources de 180 à 2400 mJy
- incertitude sur les flux : 25% à 3σ, 20% à 4σ jusqu'à 10% vers 1 Jy
- catalogue complémentaire de 90 sources de 135 jusqu'à 180 mJy
- cercle d'erreur sur la position : diamètre 100 secondes d'arc (99% des sources)
- densité de sources de flux supérieur à 225 mJy : 16 ± 4 sources par degré carré
- densité de sources de flux supérieur à 180 mJy : 27 ± 5 sources par degré carré
- densité de sources de flux supérieur à 135 mJy : 50 ± 10 sources par degré carré
- 4% du fond extragalactique à 170 μm résolu en sources plus brillantes que 135 mJy
- pente des comptages différentiels entre 180 et 500 mJy : 3.3 ± 0.6
- comptages profonds pour les sources de flux supérieur à 180 mJy, seulement compatibles avec une très forte évolution des galaxies
- preuve du rôle important (mais pas unique) des LIRG's et ULIRG's dans l'évolution des galaxies
- données, cartes, catalogues et comptages prochainement disponibles sur le web FIRBACK : `http://wwwfirback.ias.u-psud.fr`

TAB. *4.8: Catalogue FIRBACK du champ FSM : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FSM_000	3 09 25	-54 52 04	497	52	11.0
FSM_001	3 12 07	-55 17 09	443	50	9.9
FSM_002	3 12 29	-55 16 30	420	49	9.3
FSM_003	3 11 59	-55 14 20	369	46	8.2
FSM_004	3 08 37	-55 20 45	365	46	8.1
FSM_005	3 10 22	-54 31 55	301	43	6.7
FSM_006	3 10 45	-54 32 05	300	43	6.7
FSM_007	3 12 10	-55 09 00	296	43	6.6
FSM_008	3 12 33	-54 57 00	269	42	6.0
FSM_009	3 08 42	-54 27 28	267	41	5.9
FSM_010	3 10 16	-55 01 37	261	41	5.8
FSM_011	3 12 53	-55 09 28	239	40	5.3
FSM_012	3 08 03	-54 34 33	232	40	5.2
FSM_013	3 15 18	-55 01 26	228	40	5.1
FSM_014	3 14 50	-54 59 09	226	40	5.0
FSM_015	3 10 37	-54 26 16	225	40	5.0
FSM_016	3 13 07	-54 49 40	214	39	4.8
FSM_017	3 08 24	-54 28 04	210	39	4.7
FSM_018	3 10 01	-55 11 45	207	39	4.6
FSM_019	3 07 28	-55 09 07	202	39	4.5
FSM_020	3 09 31	-55 25 04	200	38	4.4
FSM_021	3 08 50	-55 05 45	190	38	4.2
FSM_022	3 09 24	-55 10 37	182	38	4.1

TAB. *4.9: Catalogue FIRBACK du champ FN1 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN1_000	16 05 52	54 06 46	838	90	18.6
FN1_001	16 07 37	53 57 25	597	73	13.3
FN1_002	16 10 07	54 10 40	545	69	12.1
FN1_003	16 12 55	54 54 57	408	59	9.1
FN1_004	16 11 09	53 58 01	391	58	8.7
FN1_005	16 04 44	54 32 56	374	57	8.3
FN1_006	16 04 37	54 44 16	348	55	7.7
FN1_007	16 13 32	54 16 22	338	54	7.5
FN1_008	16 08 58	54 18 25	335	54	7.4
FN1_009	16 08 05	54 53 02	313	52	7.0
FN1_010	16 09 34	53 51 57	309	52	6.9
FN1_011	16 08 09	53 52 58	304	52	6.8
FN1_012	16 12 17	54 08 31	302	51	6.7
FN1_013	16 07 38	55 02 13	300	51	6.7
FN1_014	16 15 51	54 15 18	295	51	6.6
FN1_015	16 07 25	54 11 52	294	51	6.5
FN1_016	16 07 32	54 46 12	289	51	6.4
FN1_017	16 05 48	54 38 56	288	50	6.4
FN1_018	16 14 11	54 19 01	288	50	6.4
FN1_019	16 12 36	54 15 39	285	50	6.3
FN1_020	16 08 11	54 55 58	283	50	6.3
FN1_021	16 13 11	54 51 43	271	49	6.0
FN1_022	16 16 00	54 18 25	270	49	6.0
FN1_023	16 08 33	53 50 16	270	49	6.0
FN1_024	16 09 38	54 12 28	266	49	5.9
FN1_025	16 08 35	54 54 32	243	47	5.4
FN1_026	16 14 37	54 16 26	241	47	5.3
FN1_027	16 11 25	55 02 59	234	47	5.2
FN1_028	16 07 42	53 42 43	229	46	5.1
FN1_029	16 11 19	54 16 37	229	46	5.1
FN1_030	16 05 28	54 47 52	228	46	5.1
FN1_031	16 11 03	54 43 19	225	46	5.0
FN1_032	16 12 41	54 37 11	224	46	5.0
FN1_033	16 13 00	54 09 50	224	46	5.0
FN1_034	16 07 23	54 43 12	221	46	4.9
FN1_035	16 15 25	54 34 30	218	45	4.8
FN1_036	16 06 36	54 57 54	214	45	4.7
FN1_037	16 15 09	54 18 46	210	45	4.7
FN1_038	16 07 48	53 48 14	207	45	4.6
FN1_039	16 08 50	54 51 46	205	45	4.6

TAB. *4.10: Suite du catalogue FIRBACK du champ FN1 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN1_040	16 09 28	54 28 40	205	45	4.5
FN1_041	16 08 15	54 28 22	204	44	4.5
FN1_042	16 10 39	54 36 10	202	44	4.5
FN1_043	16 05 57	54 22 26	201	44	4.5
FN1_044	16 09 33	54 19 01	198	44	4.4
FN1_045	16 08 51	54 47 27	198	44	4.4
FN1_046	16 12 55	54 07 48	196	44	4.4
FN1_047	16 08 04	53 57 32	196	44	4.4
FN1_048	16 11 00	54 22 40	192	44	4.3
FN1_049	16 13 09	54 35 05	186	43	4.1
FN1_050	16 13 55	54 47 16	185	43	4.1
FN1_051	16 05 35	54 55 37	185	43	4.1
FN1_052	16 06 16	54 31 37	183	43	4.1
FN1_053	16 09 19	53 49 08	182	43	4.0
FN1_054	16 15 25	54 21 17	182	43	4.0
FN1_055	16 06 18	54 35 52	180	43	4.0

TAB. *4.11: Catalogue FIRBACK du champ FN2 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN2_000	16 37 33	40 52 26	2377	213	52.8
FN2_001	16 35 08	40 59 20	1251	139	27.8
FN2_002	16 36 10	41 05 16	803	102	17.8
FN2_003	16 35 25	40 55 51	682	92	15.2
FN2_004	16 34 01	41 20 49	666	91	14.8
FN2_005	16 32 43	41 08 38	522	78	11.6
FN2_006	16 35 06	41 10 51	346	62	7.7
FN2_007	16 35 45	40 39 14	316	60	7.0
FN2_008	16 35 47	41 28 58	293	58	6.5
FN2_009	16 33 55	40 53 13	291	57	6.5
FN2_010	16 35 38	41 16 58	285	57	6.3
FN2_011	16 38 07	40 58 12	260	55	5.8
FN2_012	16 34 13	40 56 45	249	54	5.5
FN2_013	16 34 08	40 50 52	244	53	5.4
FN2_014	16 38 24	41 13 19	235	52	5.2
FN2_015	16 36 07	40 55 37	223	51	5.0
FN2_016	16 34 26	40 54 07	218	51	4.9
FN2_017	16 34 44	41 08 42	213	50	4.7
FN2_018	16 33 38	41 01 15	212	50	4.7
FN2_019	16 37 17	40 48 36	205	49	4.6
FN2_020	16 32 41	41 06 10	201	49	4.5
FN2_021	16 37 58	40 51 21	196	49	4.4
FN2_022	16 37 08	41 28 26	190	48	4.2
FN2_023	16 33 51	40 49 44	188	48	4.2
FN2_024	16 38 56	41 02 13	185	48	4.1
FN2_025	16 36 31	40 47 38	184	48	4.1
FN2_026	16 36 16	40 48 28	182	47	4.0

TAB. *4.12: Catalogue complémentaire FIRBACK du champ FSM : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFSM_023	3 14 06	-55 16 12	173	37	3.8
CFSM_024	3 07 48	-55 01 44	165	37	3.7
CFSM_025	3 13 15	-55 04 44	160	37	3.6
CFSM_026	3 09 43	-54 43 08	160	37	3.5
CFSM_027	3 13 05	-55 17 02	158	37	3.5
CFSM_028	3 09 28	-54 09 57	157	37	3.5
CFSM_029	3 08 38	-54 57 35	157	37	3.5
CFSM_030	3 10 46	-54 19 11	151	36	3.4
CFSM_031	3 13 50	-54 58 15	151	36	3.3
CFSM_032	3 09 41	-54 21 07	149	36	3.3
CFSM_033	3 12 41	-54 53 38	147	36	3.3
CFSM_034	3 10 31	-54 43 51	145	36	3.2
CFSM_035	3 08 09	-55 09 07	142	36	3.2
CFSM_036	3 11 36	-54 56 13	141	36	3.1
CFSM_037	3 08 54	-55 00 46	136	36	3.0

TAB. *4.13: Catalogue complémentaire FIRBACK du champ FN1 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFN1_056	16 11 40	54 17 24	179	43	4.0
CFN1_057	16 08 06	54 36 36	176	43	3.9
CFN1_058	16 14 18	54 06 46	175	42	3.9
CFN1_059	16 08 00	54 24 17	175	42	3.9
CFN1_060	16 11 26	54 12 54	168	42	3.7
CFN1_061	16 07 49	54 41 02	168	42	3.7
CFN1_062	16 14 25	54 23 27	168	42	3.7
CFN1_063	16 12 09	54 20 13	166	42	3.7
CFN1_064	16 08 21	54 38 42	166	42	3.7
CFN1_065	16 14 04	54 27 46	166	42	3.7
CFN1_066	16 11 51	54 52 37	165	42	3.7
CFN1_067	16 09 44	55 01 22	165	42	3.7
CFN1_068	16 10 46	54 10 37	165	42	3.7
CFN1_069	16 08 57	53 51 54	165	42	3.7
CFN1_070	16 15 42	54 32 09	164	42	3.7
CFN1_071	16 09 29	54 00 43	163	42	3.6
CFN1_072	16 13 03	54 48 32	161	41	3.6
CFN1_073	16 05 37	54 31 33	161	41	3.6
CFN1_074	16 08 43	53 59 38	161	41	3.6
CFN1_075	16 05 25	54 24 57	159	41	3.5
CFN1_076	16 09 53	54 03 36	159	41	3.5
CFN1_077	16 07 09	54 49 40	159	41	3.5
CFN1_078	16 12 37	54 28 51	158	41	3.5
CFN1_079	16 13 29	54 43 55	157	41	3.5
CFN1_080	16 10 32	55 01 22	154	41	3.4
CFN1_081	16 12 24	54 19 22	153	41	3.4
CFN1_082	16 05 39	54 41 45	151	41	3.4
CFN1_083	16 10 20	54 21 50	150	41	3.3
CFN1_084	16 14 12	54 55 58	149	41	3.3
CFN1_085	16 12 58	54 45 21	149	41	3.3
CFN1_086	16 10 22	54 01 08	148	40	3.3
CFN1_087	16 09 44	53 49 37	147	40	3.3
CFN1_088	16 14 34	54 38 38	146	40	3.3
CFN1_089	16 12 00	54 00 21	144	40	3.2
CFN1_090	16 14 59	54 09 17	143	40	3.2
CFN1_091	16 10 44	55 06 21	141	40	3.1
CFN1_092	16 10 34	54 20 02	140	40	3.1
CFN1_093	16 08 06	54 25 37	140	40	3.1
CFN1_094	16 13 52	54 28 33	138	40	3.1
CFN1_095	16 08 13	55 05 59	138	40	3.1

TAB. *4.14: Suite du catalogue complémentaire FIRBACK du champ FN1 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFN1_096	16 03 49	54 41 49	138	40	3.1
CFN1_097	16 08 38	55 04 04	137	40	3.1
CFN1_098	16 11 53	54 10 44	137	40	3.0
CFN1_099	16 12 57	54 14 38	137	40	3.0
CFN1_100	16 03 42	54 49 15	136	40	3.0
CFN1_101	16 09 46	54 21 28	136	40	3.0
CFN1_102	16 14 40	54 26 34	135	40	3.0

TAB. *4.15: Catalogue complémentaire FIRBACK du champ FN2 : les coordonnées α_{2000} sont en heures, minutes, secondes et δ_{2000} en degrés minutes, secondes, le flux S et son incertitude δS sont en mJy.*

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFN2_027	16 37 06	41 24 10	179	47	4.0
CFN2_028	16 36 35	40 56 06	178	47	4.0
CFN2_029	16 34 20	41 06 54	178	47	4.0
CFN2_030	16 35 23	40 38 42	178	47	4.0
CFN2_031	16 34 21	41 10 19	171	46	3.8
CFN2_032	16 35 03	41 31 37	168	46	3.7
CFN2_033	16 34 00	41 11 20	168	46	3.7
CFN2_034	16 34 12	40 46 26	166	46	3.7
CFN2_035	16 38 50	41 05 27	166	46	3.7
CFN2_036	16 37 01	40 43 08	165	46	3.7
CFN2_037	16 38 15	40 54 25	162	45	3.6
CFN2_038	16 34 32	41 22 37	161	45	3.6
CFN2_039	16 36 13	40 42 25	160	45	3.6
CFN2_040	16 36 45	41 31 22	158	45	3.5
CFN2_041	16 34 31	41 00 14	156	45	3.5
CFN2_042	16 35 59	40 37 33	155	45	3.4
CFN2_043	16 35 44	40 49 26	154	45	3.4
CFN2_044	16 37 26	40 45 39	150	44	3.3
CFN2_045	16 34 23	41 20 02	150	44	3.3
CFN2_046	16 36 04	40 30 21	147	44	3.3
CFN2_047	16 34 51	41 20 27	147	44	3.3
CFN2_048	16 37 37	40 57 00	145	44	3.2
CFN2_049	16 37 42	41 19 11	143	44	3.2
CFN2_050	16 37 18	41 16 04	142	44	3.2
CFN2_051	16 36 18	41 15 21	142	44	3.2
CFN2_052	16 34 06	41 03 10	141	44	3.1
CFN2_053	16 36 23	41 23 13	138	43	3.1
CFN2_054	16 36 56	41 14 09	136	43	3.0

Chapitre 5

Modélisation de l'évolution des galaxies infrarouges

Sommaire

5.1 Introduction

Avec les données provenant des relevés profonds dans tout le domaine infrarouge et submillimétrique, en particulier du relevé FIRBACK, et des mesures du fond extragalactique, il est en principe possible de contraindre fortement les scénarii de formation et d'évolution des galaxies.

De nombreux modèles existent, qu'il s'agisse de modèles physiques, semi-analytiques ou phénoménologiques, qui s'intéressent juste à une fenêtre spectrale en particulier ou au contraire à un vaste domaine spectral. Les modèles qui ne prenent en compte qu'une fenêtre spectrale ajustent en général correctement les données, mais il y a dégénerescence, c'est-a-dire que plusieurs évolutions peuvent donner le même résultat. Pour contourner ce problème, il faut utiliser une approche panchromatique. Cependant, la réalisation d'une telle approche est difficile, et à ce jour, aucun modèle n'ajuste avec précision *toutes* les données observationnelles, même si un accord global de l'UV au submillimétrique est parfois obtenu.

Pour comprendre l'évolution des galaxies infrarouges nous avons donc developpé un modèle phénoménologique qui ajuste les données actuellement disponibles dans l'infrarouge et le submillimétrique, à savoir les comptages les plus profonds entre 15 et 850 μm, les distributions en redshift, et les valeurs du fond extragalactique infrarouge (CIB).

Je décris dans la section 5.2 les modèles existants, puis présente les contraintes observationnelles existantes à ce jour de l'infrarouge moyen au submillimétrique en section 5.3. Je présente le modèle dans la section 5.4, et les différents scénarii d'évolution explorés en section 5.5. La comparaison du modèle avec toutes les observations actuelles est présentée dans la section 5.6, et avec le modèle de Guiderdoni et al. (1998) en section 5.7. Enfin je présente les prédictions pour les observations à venir, en particulier avec SIRTF, FIRST, et Planck, dans la section 5.8.

Au cours de ce travail, j'utilise une cosmologie avec $h = 0.65$, $\Omega_0 = 1$ et $\Lambda = 0$ (l'une des perspectives du travail est de mettre ensuite à jour les valeurs de Ω_0 et Λ).

5.2 Modèles de formation et d'évolution des galaxies

5.2.1 Cadre général

Les modèles de formation et d'évolution des galaxies utilisent le scénario standard, explicité par exemple par Guiderdoni et al. (1998), Longair (1998) ou Devriendt (1999), et dont les travaux pionniers sont de Kauffmann et al. (1993) et Cole et al. (1994).

En résumé, les fluctuations quantiques de densité d'un univers homogène et isotrope ont un spectre de puissance initial $P(k)$ qui dépend de l'échelle spatiale k selon : $P(k) \propto k^n$. Les observations sont en faveur de $n = 1$ (Smoot et al., 1992), valeur par ailleurs prédite par les modèles d'inflation. Pour $n = 1$, l'amplitude des fluctuations ne dépend pas de l'échelle. Le spectre de puissance est alors connu sous le nom de Harrison-Zeldovich. Les germes des grandes structures observées aujourd'hui sont ces fluctuations ayant subi un épisode d'inflation exponentielle.

La gravitation provoque une croissance linéaire des fluctuations. Le scénario quitte ensuite le régime linéaire et l'effondrement des perturbations conduit à la formation des halos dominés par la matière noire. Les halos se virialisent et le gaz baryonique émet de la rayonnement en se refroidissant dans le puits de potentiel pour former des coeurs denses progéniteurs des premières étoiles.

Enfin, le scénario jusqu'à la formation des galaxies locales devient très complexe et sa modélisation requiert de nombreux paramètres libres et parfois l'utilisation de lois empiriques. Ainsi par exemple l'ajout *ad hoc* de galaxies infrarouges ULIRG's pour rendre compte des comptages dans l'infrarouge. La difficulté consiste à inclure de manière détaillée de nombreux processus physiques tels que la formation d'étoiles, son taux, la prise en compte des supernovae, l'évolution chimique, les collisions, fusions etc.

Cette approche est souvent appelée *Forward Evolution models (FE)* (Lonsdale, 1995), modèle d'évolution temporelle. On y distingue les modèles physiques des modèles semi-analytiques, ces derniers introduisant des lois empiriques pour la partie non linéaire. Parmi les avantages d'une telle approche se trouvent la possibilité d'étudier tout le spectre électromagnétique des UV jusqu'au millimétrique, facilitant ainsi la contrainte de certains paramètres d'entrée. La contrepartie est que de nombreux paramètres libres et hypothèses sont nécessaires, rendant les modèles souvent peu contraignants.

Il existe une autre approche, complémentaire et plus empirique, qui utilise en entrée des données déterminées dans l'Univers Local, et les extrapolent pour les plus grands redshifts, c'est-à-dire dans le passé. Ces modèles sont parfois appelés *Backward Evolution models (BE)*, ou modèles d'évolution dans le passé.

Dans cette classe de modèles, on utilise la fonction de luminosité (LF) locale, que l'on extrapole à plus grand redshift selon une loi d'évolution en général déterminée simplement par quelques paramètres. Le but est de reproduire toutes les observables, en particulier les comptages et les distributions en redshift.

Cette méthode donne une compréhension phénoménologique de l'évolution des galaxies dans un vaste domaine spectral, mais ne donnent pas une vue détaillée de la physique des processus d'évolution. Par ailleurs des effets d'évolution peuvent être dégénérés en nombre ou en luminosité. Enfin, elle a l'avantage de necessiter un minimum d'hypothèses et de paramètres d'entrée : la LF locale, et des spectres de galaxies pour en calculer la correction-K.

C'est dans ce cadre que nous nous placerons.

5.2.2 Quelques modèles

Modèles FE

Parmi les modèles FE, citons : Blain & Longair (1993), Franceschini et al. (1994), Guiderdoni et al. (1998), Jimenez & Kashlinsky (1999), Pei et al. (1999) basé sur les travaux de Pei & Fall (1995) et Fall et al. (1996), Somerville & Primack (1999), Silva et al. (1998), Trentham et al. (1999).

Modèles BE

Parmi les travaux dans le domaine infrarouge post-IRAS, citons Beichman & Helou (1991) Hacking & Soifer (1991), Franceschini et al. (1991), Oliver et al. (1992), Treyer & Silk (1993), Pearson & Rowan-Robinson (1996), Malkan & Stecker (1998). Xu et al. (1998) et Roche & Eales (1999) se concentrent dans l'infrarouge moyen, et Pozzetti et al. (1996) dans le domaine visible.

Tan et al. (1999) proposent une méthode intermédiaire entre les modèles FE et BE, puisqu'ils utilisent des résultats empiriques lorsqu'ils existent (spectres de galaxies, fonction de luminosité, ...) et modélisent physiquement séparément l'évolution des disques et des galaxies starbursts (Balland et al., 1998).

Modèle FE de Guiderdoni et al. (1998)

Ce modèle propose une approche semi-analytique de la formation et de l'évolution des galaxies.

La formation et l'évolution des galaxies suivent le scénario suivant. Les perturbations initiales, dominées gravitationnellement par la matière noire, croissent et s'effondrent. Les halos se virialisent ensuite. Le gaz baryonique se refroidit dans le puits de potentiel crée par le halo en rayonnant. Ce refroidissement précipite les baryons qui forment des coeurs denses, progéniteurs d'étoiles. Les étoiles se forment selon la fonction de masse initiale de Salpeter (pente de 1.35), enrichissent le gaz primordial via des supernovae et génèrent la formation de poussière. Une partie du rayonnement stellaire est alors absorbée par la poussière, qui rayonne ensuite dans le domaine infrarouge et submillimétrique. Seule la formation des disques est expliquée dans ce formalisme ; la formation des elliptiques doit être expliquée par la collision et la fusion de disques.

Le taux de formation stellaire est proportionnel au contenu en gaz avec une échelle de temps caractéristique $t_\star$ déduite du temps dynamique t_{dyn} des disques, avec $t_\star = \beta\, t_{dyn}$. Deux phases coexistent, une phase calme et une phase intense. Pendant la phase calme, le taux de formation est faible ($\beta = 100$), et prédomine dans l'Univers local. La seconde phase, intense ($\beta = 10$), est déclenchée par les collisions et les interactions. La fraction de masse impliquée croît avec le redshift.

Le scénario A comprend ces deux phases de formation stellaire. Il rend bien compte du fond optique, mais le fond extragalactique est sous-estimé d'un facteur 2. Il est à noter qu'un scénario sans évolution le sous-estime d'un facteur de l'ordre de 10. Le modèle E inclut donc une nouvelle population, des galaxies à fort taux de formation d'étoiles et très éteintes, les ULIRG's. Ces dernières n'émettent dans le modèle que dans le domaine submillimétrique. Cette population croît avec le redshift de leur formation z_{coll} avec une fraction f égale à $f = 1 - e^{-0.02(1+z_{coll})^2}$. Cette population additionnelle permet au final de rendre compte du niveau du fond extragalactique infrarouge.

5.3 Ingrédients d'un modèle phénoménologique

Distributions spectrales d'énergie des galaxies

Avant ISO et SCUBA, les données sur la distribution spectrale d'énergie (ou SED pour *Spectral Energy Distribution*) dans le domaine infrarouge et submillimétrique proviennent essentiellement des données IRAS.

La connaissance des SED est primordiale pour calculer les corrections K dans les modèles BE. Les auteurs ont utilisé différentes méthodes.

Le modèle de poussière interstellaire commun aux deux méthodes suivantes a été développé par Désert et al. (1990). En substance, ce modèle fait intervenir trois composantes : les gros grains (ou BG pour *Big Grains*), les très petits grains (ou VSG pour *Versy Small Grains*) et les molécules planes aromatiques (ou PAH pour *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*).

Le modèle de Maffei (1994) repose sur le modèle de poussière de Désert et al. (1990), et est utilisé par Guiderdoni et al. (1998) et Gispert et al. (2000). Ce modèle a été construit pour ajuster les rapports de couleurs en fonction de la luminosité des galaxies observées par IRAS (Soifer & Neugebauer, 1991) : 12 μm/60 μm, 25 μm/60 μm, 60 μm/100 μm. Ces rapports sont liés à la luminosité de la galaxie, et le seul paramètre du modèle est la luminosité.

L'approche empirique de Dale et al. (2000) reprend les travaux de Désert et al. (1990), en remplaçant la composante PAH par des spectres ISO dans l'infrarouge moyen, et en mettant à jour la partie sur les VSG. Le paramètre utilisé est le rapport des flux à 60 et 100 μm, qui est correlé à la luminosité mais avec une certaine dispersion. Ils valident leurs spectres pour des longueurs d'ondes inférieures à 100 μm.

L'approche de Pearson & Rowan-Robinson (1996) consiste à créer une famille de SED de galaxies de différentes luminosités, à partir de quatre composantes : une composante froide de cirrus piquant vers 100 μm, une composante starburst piquant vers 60 μm, une composante chaude Seyfert piquant vers 25 μm, et une composante de galaxies hyperlumineuses pour tenir compte des sources comme F10214+4724 (Rowan-Robinson et al., 1991).

Enfin Silva et al. (1998) proposent une modélisation physique du spectre des galaxies IR, avec leur code GRASIL. Ils parviennent à reproduire les spectres de galaxies starburst, normales, et elliptiques.

Fonction de luminosité locale dans l'infrarouge

Dans leur revue sur les galaxies infrarouges lumineuses, Sanders & Mirabel (1996) donnent la fonction de luminosité (LF) des galaxies dans le domaine infrarouge, tiré du catalogue d'IRAS. Reproduite en figure 1.5, nous l'utiliserons comme donnée d'entrée.

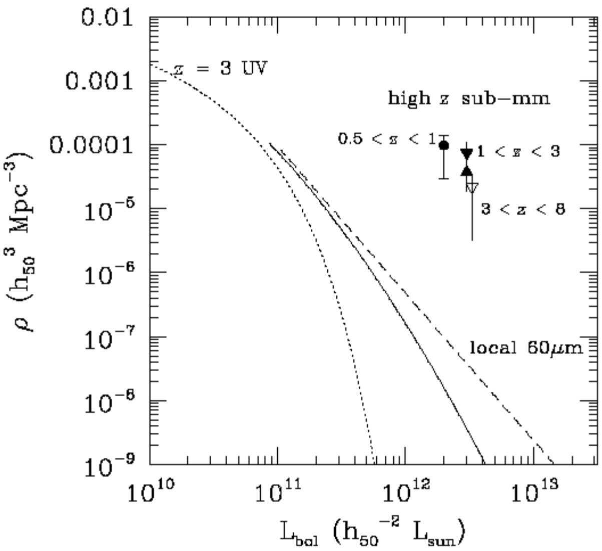


FIG. *5.1: Tentative de quantification de l'évolution de la fonction de luminosité par Lilly et al. (1999) à partir d'observations de sources submillimétriques du CFRS. LF estimée dans le domaine* $0.5 < z < 1$ *: cercle plein (2 sources); LF pour* $1 < z < 3$ *: triangle plein (4 ou 8 sources); LF pour* $3 < z < 8$ *: triangle ouvert (4 sources). Les LF locales sont tracées en supposant un spectre de type Arp 220.*

Les galaxies lumineuses dans le domaine infrarouge et submillimétrique, et l'évolution de la fonction de luminosité

Les observations d'IRAS ont montré la présence de galaxies très lumineuses (LIRG's, ULIRG's, HLIRG's) dans l'infrarouge, dont certaines dépassent en luminosité $10^{13}L_{\odot}$ (Rowan-Robinson et al., 1991; Rowan-Robinson, 2000). Les observations submillimétriques détectent également la présence, à plus grand redshift, de ces galaxies très lumineuses (Ivison et al., 2000). Par ailleurs, la détection de sources avec ISO à 170 μm à des redshifts supérieurs à 1 indique leur grande luminosité, puisque la sensibilité d'un télescope de 60 cm ne permet pas de détecter des galaxies $L_{\star}$ à $z = 1$.

Ces observations suggèrent *qualitativement* que la densité de galaxies très lumineuses dans l'infrarouge croît avec le redshift. La plupart d'entre elle étant dominée par la formation intense d'étoiles (ou si elles ne sont pas dominées elles passent néanmoins par des phases de starburst (Lutz et al., 1998)), l'augmentation de leur densité est en accord avec le spectre du CIB, dominé par l'infrarouge lointain, et les estimations du taux global de formation d'étoiles dans l'Univers. Il est par conséquent attendu que la fonction de luminosité évolue avec le redshift, avec en particulier la croissance de la densité de sources plus lumineuses que $L_{\star}$.

Cette augmentation de densité est observée marginalement par Lilly et al. (1999), qui ont estimé la fonction de luminosité des sources SCUBA pour des redshifts supérieurs à 0.5 (figure 5.1) avec une dizaine de sources (d'où de grandes incertitudes, pouvant atteindre un facteur 2). Ils montrent que la densité de sources augmente d'un facteur de l'ordre de 300 entre l'Univers local et $z = 1 - 3$.

Fond Extragalactique Infrarouge

Le CIB est maintenant mesuré directement dans le domaine 100 μm - 1 mm (Lagache et al., 1999, 2000), et présenté en figure 1.2. Le fond permet de normaliser l'évolution de la LF en redshift. En effet, les comptages de sources créés à différentes longueurs d'ondes permettent de recalculer la valeur du CIB, qui, comparée aux mesures, valide ou non le scénario d'évolution.

Comptages de sources

Les comptages (cf chapitre 1) sont disponibles à 15 (Elbaz et al., 1999), 90 (Efstathiou et al., 2000), 170 (présent travail, chapitre 4), et 850 μm (Barger et al., 1999a).

5.4 Modèle phénoménologique de l'évolution des galaxies

Introduction

Nous avons développé un modèle phénoménologique selon l'approche BE, dont le but est d'ajuster toutes les données existantes dans le domaine infrarouge et submillimétrique. Avec ce modèle, il est possible de contraindre l'évolution des galaxies, et ainsi de mieux comprendre leur nature. Il est aussi possible de faire des prédictions pour préparer les futures observations cosmologiques.

Ce modèle est développé sous IDL, et le code sera prochainement disponible sur le serveur web FIRBACK.

La démarche est la suivante. Nous utilisons comme paramètres d'entrée du modèle plusieurs observables : les spectres de galaxies, et la LF locale. Les contraintes observationnelles que nous nous proposons d'ajuster sont tous les comptages profonds existants entre 15 et 850 μm, et les valeurs du CIB. Notre but est de contraindre l'évolution de la LF pour satisfaire toutes les observations, y compris les distributions en redshift. Les seuls paramètres libres sont ceux qui régissent l'évolution de la LF.

Conditions Initiales

- fonction de luminosité des galaxies infrarouges à $z = 0$ de Sanders & Mirabel (1996)
- densité d'énergie à $z = 0$ de Soifer & Neugebauer (1991)

- spectres de galaxies dépendant de la luminosité de Maffei (1994); Guiderdoni et al. (1998), mis à jour avec les observations récentes d'ISO et du CSO

Spectres de galaxies

Pour générer des spectres de galaxies de type starburst de luminosité variant de 10^8 à $10^{13}L_\odot$, dans le domaine spectral de longueurs d'ondes 1 μm - 1mm, nous utilisons le modèle de Maffei (1994).

Avec les observations d'ISO, de nombreux spectres de galaxies starburst ont montré que si le modèle était globalement correct, certaines parties ne l'étaient pas. La bande d'absorption des silicates vers 10 μm qui se creuse avec la luminosité comme observé dans Arp220. Nous avons donc ajouté une correction *ad hoc* pour tenir compte des récentes observations (Rigopoulou et al., 1999). La largeur du pic dans l'infrarouge lointain était mal reproduite, nous avons donc corrigé en utilisant les données de plusieurs galaxies observées au CSO avec SHARC à 350 μm (Benford et al., 1999).

La figure 5.2 montre une famille de spectres de galaxies starburst de luminosités 10^9, 10^{10}, 10^{11}, 10^{12} et $10^{13}L_\odot$ produite par notre modèle, respectivement de bas en haut. La figure 5.3 compare le modèle avec quelques galaxies, avec des mesures à 12, 25, 60 et 100 μm (IRAS) et 350 μm (Benford et al., 1999, au CSO).

Parmi les améliorations à apporter à ce modèle de SED, citons les récents raffinements de Devriendt et al. (1999), en particulier la connexion avec le domaine optique, et la possibilité d'ajout d'une composante AGN aux spectres starburst, malgré leur faible contribution (Genzel et al., 1998; Lutz et al., 1998; Rigopoulou et al., 1999). Enfin, nous n'avons pas prévu de raffiner les spectres dans l'infrarouge moyen puisque les raies de PAH convoluées par les filtres à grande bande passante (utilisés avec CAM, MIPS ou IRAC) donnent un résultat identique ùn spectre réel.

Corrections-K

Grâce au modèle de spectre de galaxie, nous calculons les corrections-K pour chaque longueur d'onde. La figure 5.4 montre les corrections-K que nous avons calculées à 15, 60, 90, 170, et la figure 5.5 pour 350, 450, 850 μm et 1.3 mm (en échelle logarithmique) déterminées pour une galaxie de luminosité $L = 10^{12}L_\odot$.

Il apparaît que les corrections-K les plus favorables pour sonder le domaine de redshift s'étendant de 3 à 6, sont obtenues (par ordre décroissant) à 1.3 mm, 850, 450 et 350 μm. Cela souligne l'intérêt de nouvelles instrumentations comme MAMBO à l'IRAM, ou bientôt ALMA puis SPIRE sur FIRST, après les succès de SCUBA.

Les corrections-K dans l'infrarouge montrent qu'à 170 μm l'effet est favorable jusqu'à $z \simeq 2$ avec un maximum pour $z \simeq 0.7$. Avec une instrumentation sensible, comme MIPS sur SIRTF puis PACS sur FIRST, il sera possible de combler le manque entre les observations profondes actuelles d'ISO et celles du

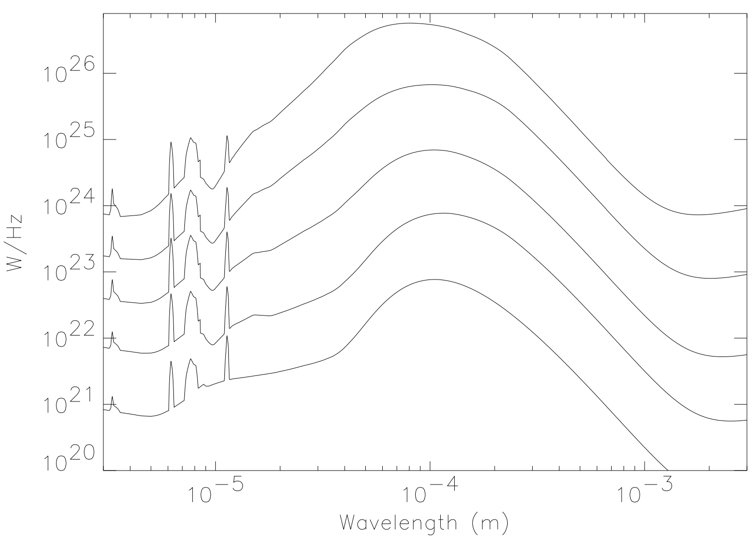


FIG. *5.2: Spectres de galaxies starburst de luminosités respectives (de bas en haut)* 10^9*,* 10^{10}*,* 10^{11}*,* 10^{12} *et* $10^{13} L_\odot$*.*

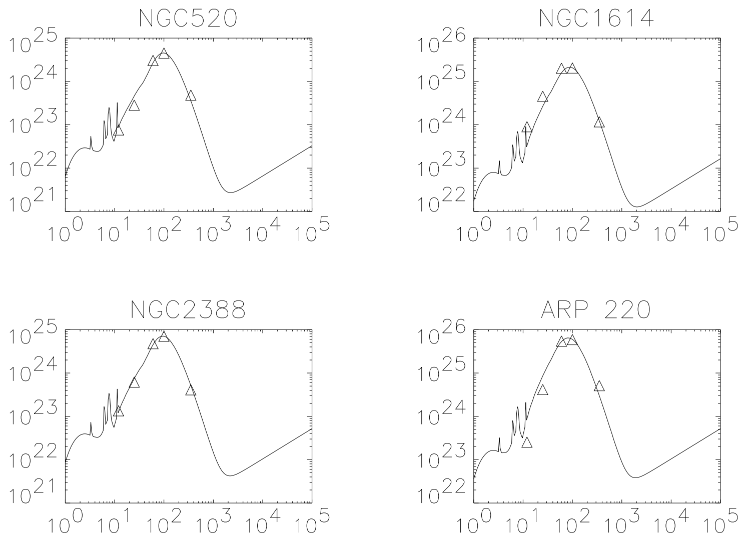


FIG. *5.3: Comparaison du modèle avec quelques données, avec en abscisses les longueurs d'ondes en micron et en ordonnée l'intensité en W / Hz. Les points à 12, 25, 60 et 100 µm sont mesurés par IRAS (triangles de gauche), et le point à* 350 μm *au CSO par Benford et al. (1999) (triangle de droite).*

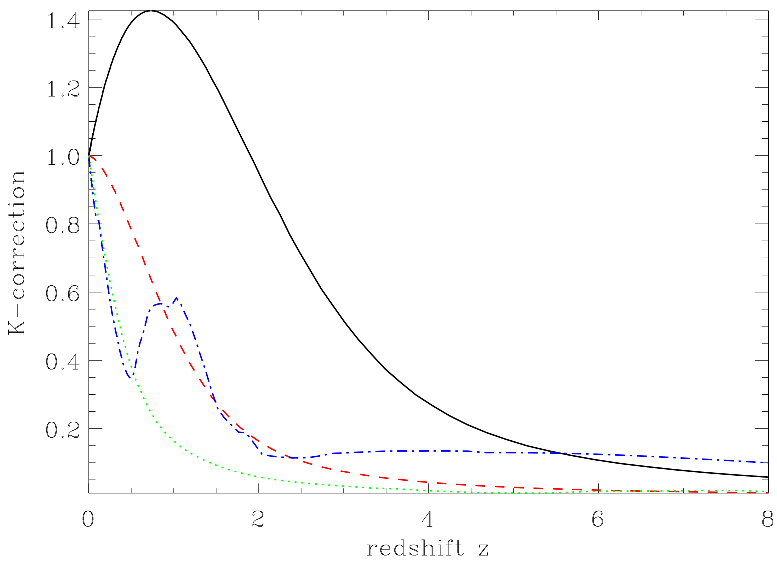


FIG. *5.4: Corrections-K à 15 (tiret point), 60 (point), 90 (tiret) et* 170 μ*m (ligne continue) pour une galaxie de luminosité* $10^{12}L_{\odot}$.

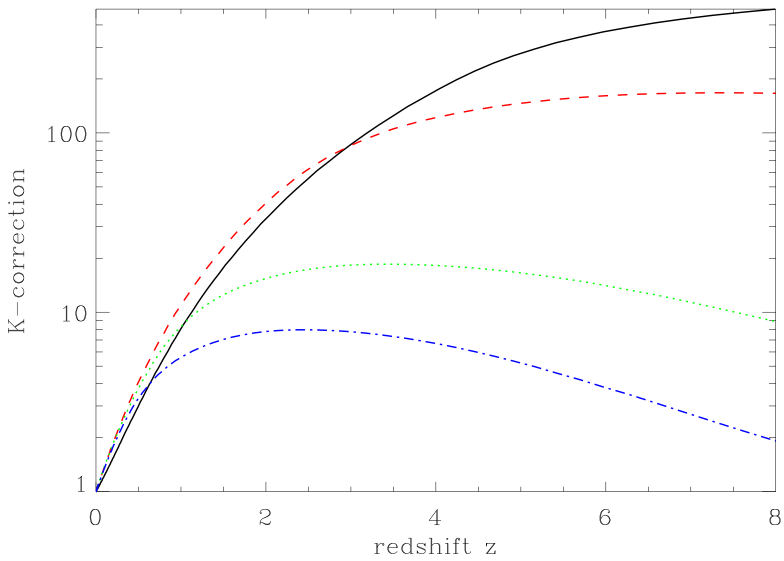


FIG. *5.5: Corrections-K à 350 (tiret point), 450 (point),* 850 μm *(tiret) et 1.3 mm (ligne continue) pour une galaxie de luminosité* $10^{12}L_{\odot}$*. L'échelle est logarithmique.*

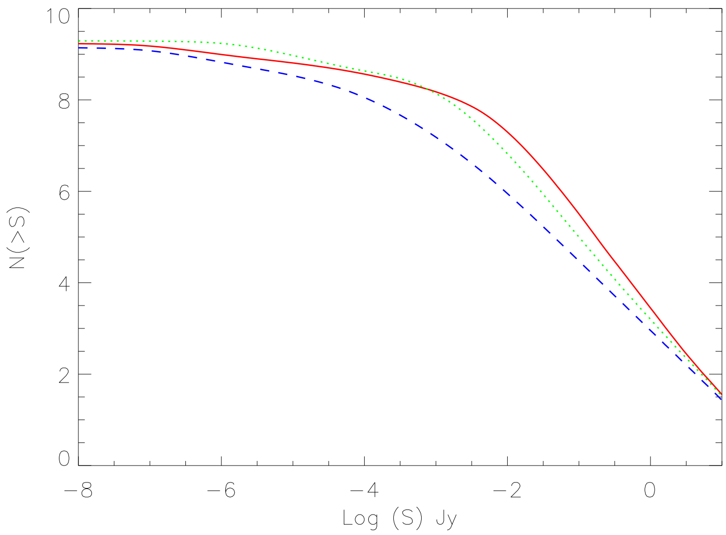


FIG. *5.6: Illustration de l'évolution sur les comptages à* 170 μm *: évolution (trait plein rouge) (cf Section 5.5.4) sans évolution, ce qui viole la contrainte du CIB (tiret bleu) (cf Section 5.5.1), et sans correction K (point vert).*

domaine submillimétrique et millimétrique pour la couverture en redshift des sources. Les bandes de PAH dans l'infrarouge moyen (15 μm pour ISOCAM et 24 μm pour MIPS) ont pour effet de créer un maximum de la correction-K vers $z \simeq 0.7$, redshift comparable au maximum de la correction-K à 170 μm. Alliée à la grande sensibilité des détecteurs, cette correction-K favorable permet d'atteindre des sources de redshift plus important (vers 1.2 pour CAM et vers 1.8 pour MIPS). La correction-K pour les bandes comprises entre 50 et 100 μm décroît de manière monotone avec le redshift, et n'est pas favorable à l'étude de l'évolution en redshift.

5.5 Différents scénarii d'évolution

5.5.1 Sans évolution en redshift

Le cas d'école du scénario sans évolution consiste à utiliser la LF locale à tous les redshifts. Dans ce cas, nous violons l'une des observables, à savoir les valeurs du CIB. Ce cas est néanmoins utile, pour deux raisons. D'abord, tous les scénarii (évolution et non évolution) doivent donner le même résultat localement. C'est un moyen de valider le modèle. Ensuite, le scénario sans évolution agit comme une référence par rapport à laquelle il est pratique de caractériser l'évolution modélisée et observée. La figure 5.6 illustre les différences entre les scénarii sans et avec évolution (cf Section 5.5.4) et sans

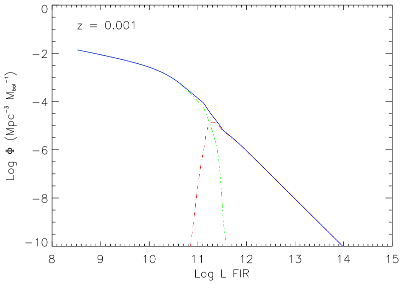


FIG. 5.7: *Fonction de luminosité (LF) à $z = 0$. Trait plein : LF totale ; points : LF n'évoluant pas et traçant les galaxies normales peu lumineuses ; tirets : LF des galaxies lumineuses.*

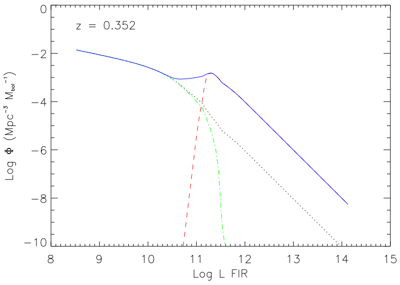


FIG. 5.8: *LF vers $z = 0.3$.*

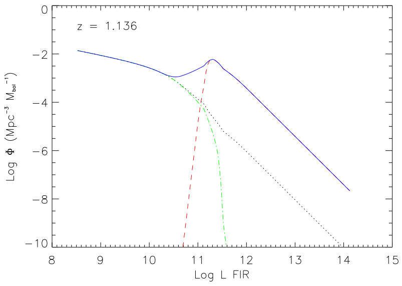


FIG. 5.9: *LF vers $z = 1.0$.*

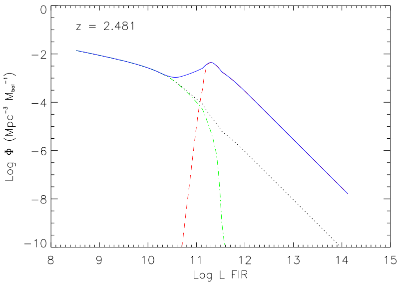


FIG. 5.10: *LF vers $z = 2.5$.*

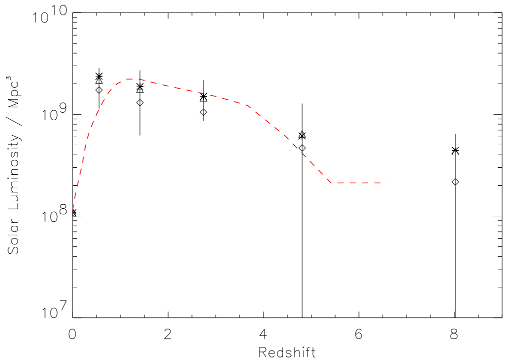


FIG. 5.11: *Densité d'énergie en fonction du redshift. tiret rouge : modèle. points et barres d'erreur : Gispert et al. (2000).*

correction-K à 170 μm.

5.5.2 Evolution en densité pure

L'évolution en densité pure consiste à translater la LF locale verticalement avec le redshift, c'est-à-dire à faire évoluer la densité des galaxies de toutes les luminosités, dans les mêmes proportions que dans l'Univers local. Si cette évolution reste compatible par construction avec le CIB, la partie brillante de la LF n'évolue pas suffisamment pour rendre compte des observations de Lilly et al. (1999). Il est alors normal que cette évolution soit incompatible avec les comptages observés.

5.5.3 Evolution en luminosité pure

L'évolution en luminosité pure consiste à translater horizontalement la LF locale avec le redshift, c'est-à-dire à faire évoluer la luminosité des galaxies vers les plus grandes luminosités. De même que pour la cas précédent, cette évolution est incompatible avec les comptages observés, même si elle reproduit le spectre du CIB.

5.5.4 Evolution de la partie brillante

Afin de rendre compte des observations de galaxies très lumineuses et des premières tentatives de mesure de LF à grand redshift, une alternative aux évolutions précédentes consiste à faire évoluer seulement la partie brillante de la LF.

Nous séparons la LF en deux composantes : une fraction dite d'ULIRG's (en toute rigueur on devrait employer ici le terme de LIRG's) et une fraction de galaxies dites normales. Les ULIRG's ont des luminosités supérieures à typiquement $10^{11}L_{\odot}$. Les galaxies normales ont des luminosités plus faibles, inférieures ou égales à $L_{\star} \simeq 10^{10}L_{\odot}$.

La partie brillante d'ULIRG's, croît en densité avec le redshift, alors que la partie de galaxies normales n'évolue pas dans ce modèle. Cette simplification se justifie par le fait que la population de galaxies qui domine l'énergie du fond sont les ULIRG's à 850 μm. Une évolution des galaxies normales est présente mais négligeable ici, si l'on s'en tient au domaine infrarouge et submillimétrique.

Les figures 5.7, 5.8, 5.9 et 5.10 montrent la fonction de luminosité respectivement à z=0, 0.3, 1.0 et 2.5. La LF totale est représentée en trait plein (bleu), la partie ULIRG de galaxies très lumineuses qui évolue est en tiret (rouge), et la partie de galaxies normales qui n'évoluent pas dans ce modèle est représentée en trait-point (vert). Les pointillés représentent la LF locale pour comparaison.

L'évolution de la densité d'énergie avec le redshift produite par l'évolution de la LF suit les contraintes données par Gispert et al. (2000), et est tracée en figure 5.11.

Les paramètres libres sont : la position du pic L_{pic} de la population qui domine l'évolution et la normalisation en fonction du redshift.

Nous trouvons, pour ajuster les données, que la population d'ULIRG qui évolue est centrée à une luminosité $L_{pic} = 2.0 \times 10^{11} L_{\odot}$. Cette valeur est fortement contrainte par les comptages observés. Prendre un L_{pic} supérieur créerait trop de galaxies lumineuses, de sorte que le modèle n'ajusterait plus les comptages à 170 et 850 μm ; l'abaisser aurait pour conséquence de ne plus ajuster les comptages à 15 μm.

La valeur $L_{pic} = 2.0 \times 10^{11} L_{\odot}$ et la distribution de galaxie qu'elle induit n'est finalement guère surprenante, compte-tenu des indices observationnels existants : population de galaxies identifiées dans l'infrarouge et le submillimétrique, premières contraintes sur la LF à plus grand redshift.

5.6 Comparaison modèle - observations

Je présente les résultats du modèle et les compare aux données observationnelles. Dans la mesure où les données ont été utilisées commes contraintes pour ajuster l'évolution de la LF, il est heureux que l'accord entre prédictions du modèle et données soit correct.

Je présente pour chaque longueur d'onde les comptages du modèle, ainsi que la contribution des sources résolues par les observations au fond extragalagctique et la distribution en redshift des sources.

5.6.1 170 μm

La figure 5.12 montre le modèle ainsi que les données. L'accord est correct : la figure 5.13 en montre un détail à la même échelle que les figures 4.27 à 4.31 du chapitre 4.

La distribution en redshift prédite est montrée en figure 5.14 pour les sources plus brillantes que 120 mJy. Dans cette distribution, le redshift médian est de l'ordre de 0.4, et 60% des sources est à $z < 0.5$, 30% à des redshifts $0.5 < z < 1$, et enfin 10% à $1 < z < 2.5$. Elle est en accord avec les observations actuelles, et qui correspondent à l'identification d'environ la moitié du catalogue.

Le modèle indique que 7% du fond extragalactique est résolu avec des observations de flux limite 180 mJy, à comparer avec les 4% prédits en extrapolant la pente des compatges observés. Il indique également que 80 à 90% du fond sera résolu dans le domaine de flux s'étendant de 2 à 10 mJy.

5.6.2 15 μm

La figure 5.15 montre les comptages du modèle et les observations. Le modèle reproduit qualitativement la forte pente observée dans les comptages entre 0.2 et 1 mJy. C'est un effet combiné de la correction-K et de la forte évolution : l'effet de la correction-K non monotone n'est apparent dans les comptages que si la LF est relativement piquée.

La figure 5.16 montre la distribution en redshift prédite pour des sources de flux supérieur à $100 \mu Jy$. L'accord qualitatif est correct avec les distributions

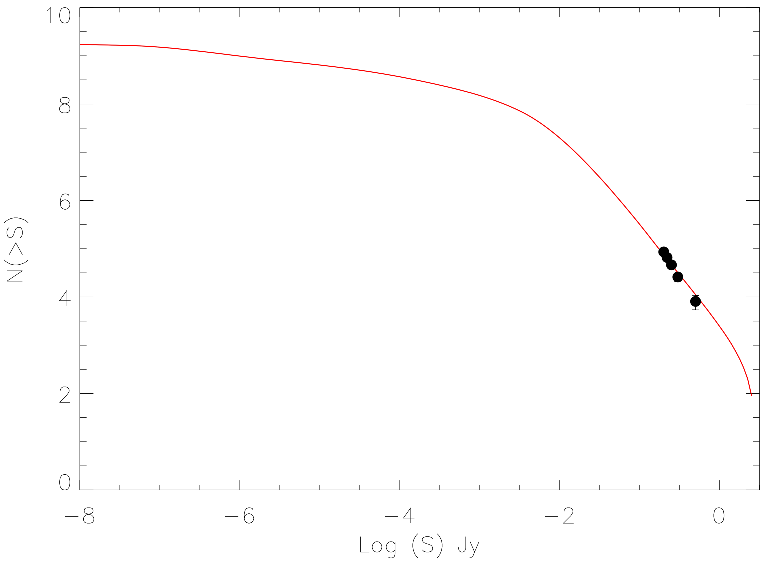


FIG. *5.12: Comptages intégraux à* 170 μm *: modèle (ligne) et données (cercle).*

observées par Aussel et al. (1999) et Flores et al. (1999b) puisqu'ils trouvent une grande partie des sources à des resdhifts inférieurs à 1, avec une médiane de l'ordre de 0.8. Notre modèle prédit que près de 30% des sources est à $z > 1$. La figure montre également en tiret la distribution observée de 24 sources dans le CFRS de Flores et al. (1999b). Nous notons cependant quelques différences car les données montrent que la proportion de sources au pic est plus importante que celle prédite par le modèle et qu'il y a moins de sources vers $z \simeq 1$. Globalement, l'accord entre le modèle et les données est bon.

Le fond extragalactique est résolu à 60% avec des observations jusqu'à $100\mu Jy$ et à 80% jusqu'à $50\mu Jy$.

5.6.3 850 μm

Les comptages, en figure 5.17, montrent l'accord entre les données et le modèle. La sensibilité des relevés SCUBA permet d'approcher la convergence. Notre modèle indique que le fond extragalactique est résolu à 21% avec des observations jusqu'à 2 mJy (observations actuelles), à 40% jusqu'à 1 mJy, et à 70% jusqu'à 0.5 mJy. Notons que dans un récent article soumis, Eales et al. (2000) trouvent que le fond est résolu à 19% en des sources plus brillantes que 2 mJy.

La distribution en redshift des sources plus brillantes que 2 mJy, est en accord avec les observations actuelles vu que le redshift médian est de l'ordre de 3.

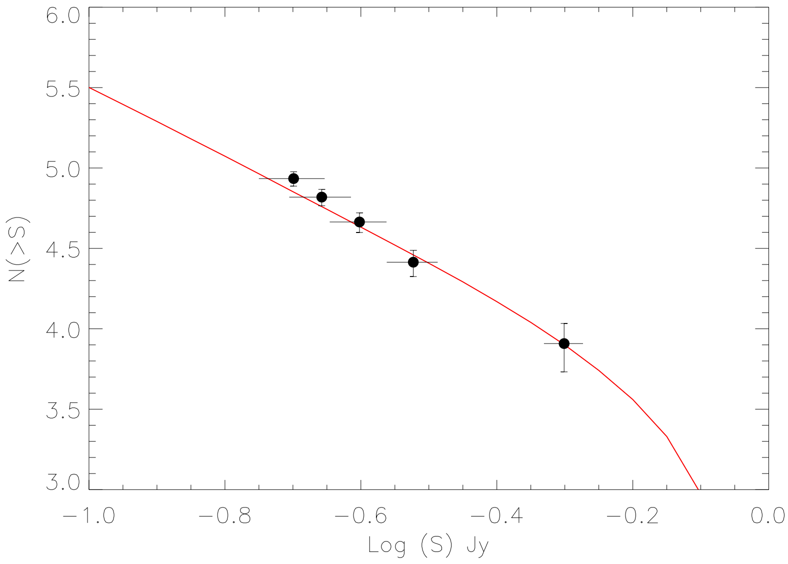


FIG. *5.13: Détail de la figure 5.12 : comptages intégraux à 170 µm : modèle (ligne) et données (cercle) à la même échelle que les figures des comptages du chapitre 4 (fig 4.27 à 4.31).*

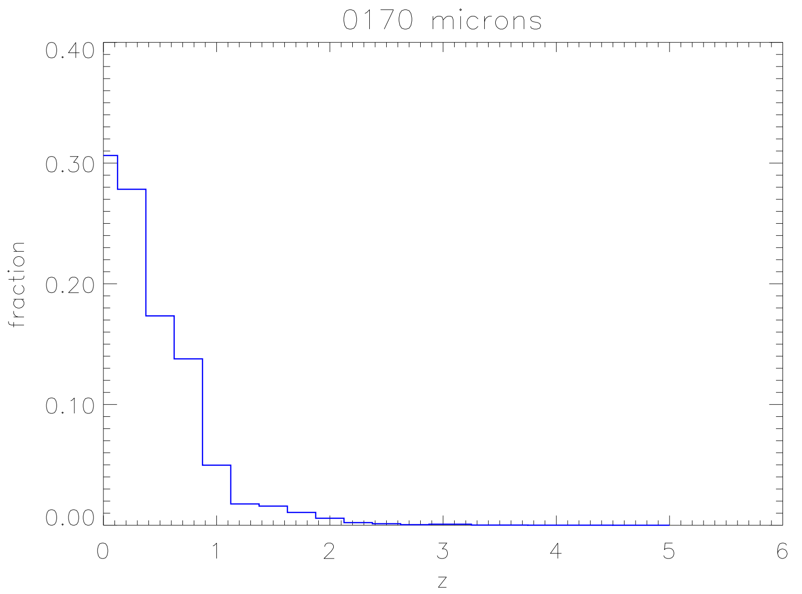


FIG. *5.14: Distribution en redshift des sources de flux supérieur à 120 mJy à 170 µm prédites par le modèle.*

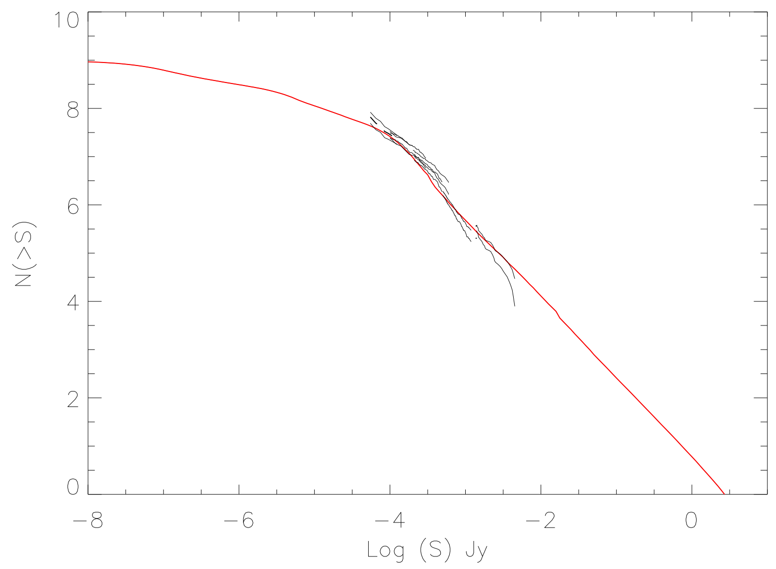


FIG. *5.15: Comptages intégraux à 15 μm : modèle (ligne) et données (trait fin) de Elbaz et al. (1999).*

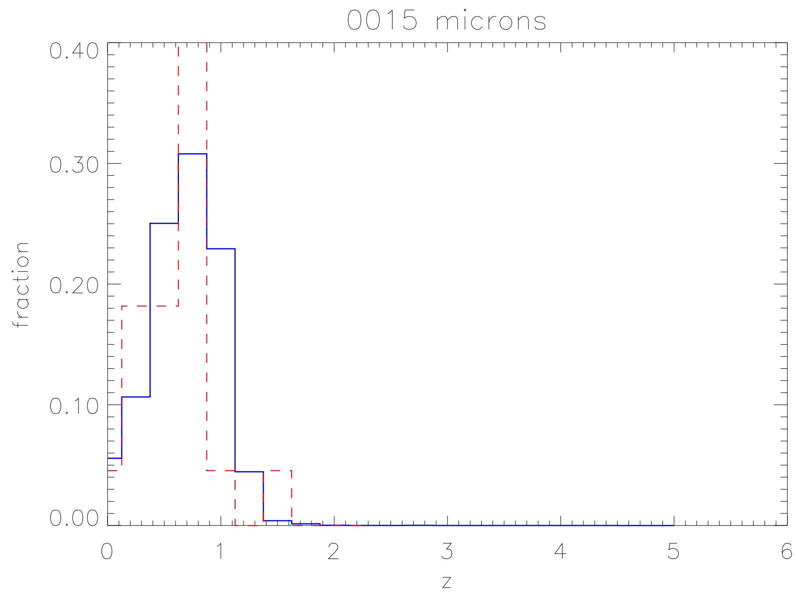


FIG. *5.16: Distribution en redshift des sources de flux supérieur à 100μJy à 15 μm prédites par le modèle. Données sur 24 sources de Flores et al. (1999b) en tiret.*

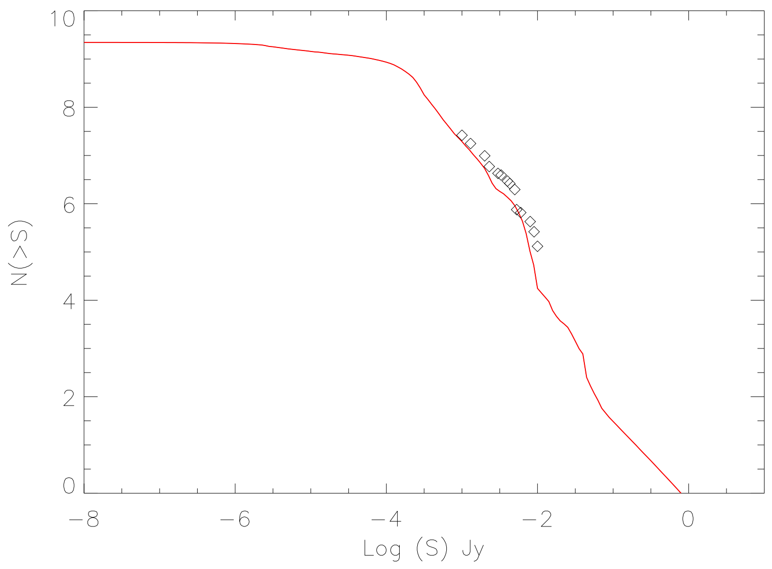


FIG. *5.17: Comptages intégraux à 850 μm : modèle (ligne) et données (losange) de Barger et al. (1999a).*

5.7 Comparaison avec le modèle de Guiderdoni et al. (1998)

Le modèle de Guiderdoni et al. (1998), recemment mis à jour par Devriendt & Guiderdoni (2000), est l'un des rares à ajuster le niveau du CIB et à pouvoir ètre utilisé sur un vaste domaine spectral. Puisqu'il ajuste de manière acceptable les comptages FIRBACK(cf chapitre 4), il est intéressant de regarder les différences entre les deux modèles.

Dans leur modèle, Guiderdoni et al. (1998) ajoutent de façon *ad hoc* une population d'ULIRG's qui permet d'ajuster le CIB et les comptages. La fonction de luminosité qu'ils utilisent est présentée en figure 5.18. L'ajout des ULIRG's se fait à très grande luminosité, donc pour respecter la contrainte du CIB il faut les ajouter à plus haut redshift. Cela explique pourquoi leur distribution en redshift (figure 5.19) est piquée vers $z = 1.5$.

La figure 5.20 montre la comparaison, dans un diagrame LogN-LogS différentiel, avec les données à 170 μm des modèles A et E, et de notre modèle. L'accord est meilleur avec notre modèle, mais le modèle E prédit un nombre de sources moins d'un facteur 2 inférieur aux observations.

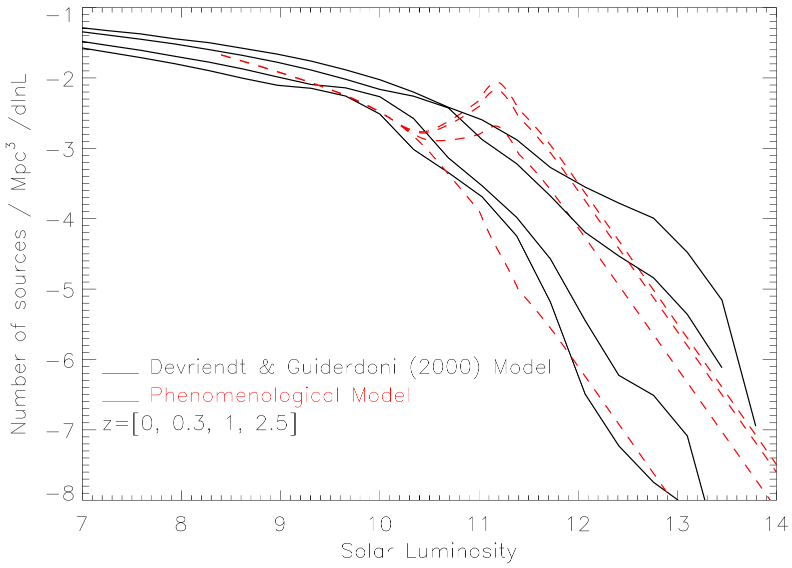


FIG. *5.18: Fonction de luminosité de Guiderdoni et al. (1998) (trait plein) et de notre modèle (tiret rouge) pour plusieurs redshifts.*

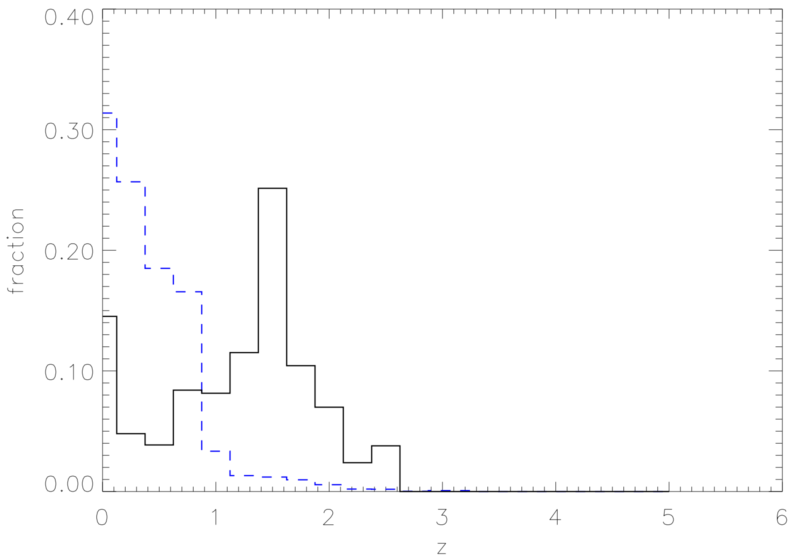


FIG. *5.19: Distribution en redshift des sources de flux supérieurs à 120 mJy à* 170 μm *prédites par le modèle de Guiderdoni et al. (1998) (trait plein) et le nôtre (tiret bleu).*

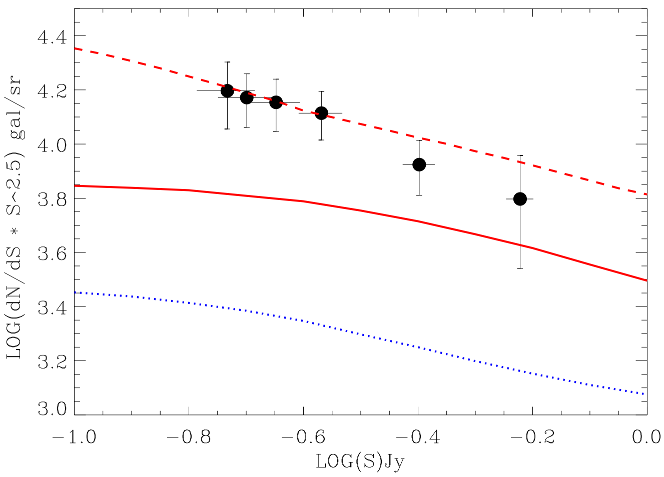


FIG. *5.20: Comparaison des modèles A (point) et E (trait) de Guiderdoni et al. (1998) et de notre modèle (tiret) avec les données à 170 μm pour les comptages différentiels.*

5.8 Prédictions pour les observations à venir

Une fois le modèle validé avec le fond extragalactique et les comptages observés, il est possible de prédire les comptages et la distribution en redshift des observations à venir.

5.8.1 SIRTF dans les bandes de MIPS à 24, 70 et 160 μm

MIPS, *Multiband Imaging Photometer for SIRTF*, est un instrument disposant de 3 détecteurs : une caméra 256 × 256 pixels en Si :As à 24 μm, un photomètre 32 × 32 en Ge :Ga à 70 μm, et un photomètre de 16 × 4 pixels en Ge :Ga comprimé à 160 μm. SIRTF devrait être lancé en juillet 2002.

Les relevés profonds devraient permettre d'atteindre une sensibilité de 50μJy à 24 μm, 2 mJy à 70 μm, et 30 mJy à 160 μm.

MIPS à 24 μm

Les comptages sont présentés en figure 5.21. Avec une sensibilité de 50μJy, le fond est résolu à 77% à cette longueur d'onde.

La distribution en redshift des sources de flux supérieur à 50μJy est présentée en figure 5.22. Les deux pics, autour de respectivement $z \simeq 0.8$ et $z \simeq 1.8$ sont dues au passage des bandes de PAH à 7.7 et 11.3 μm. Un quart des sources est à $z > 1.5$.

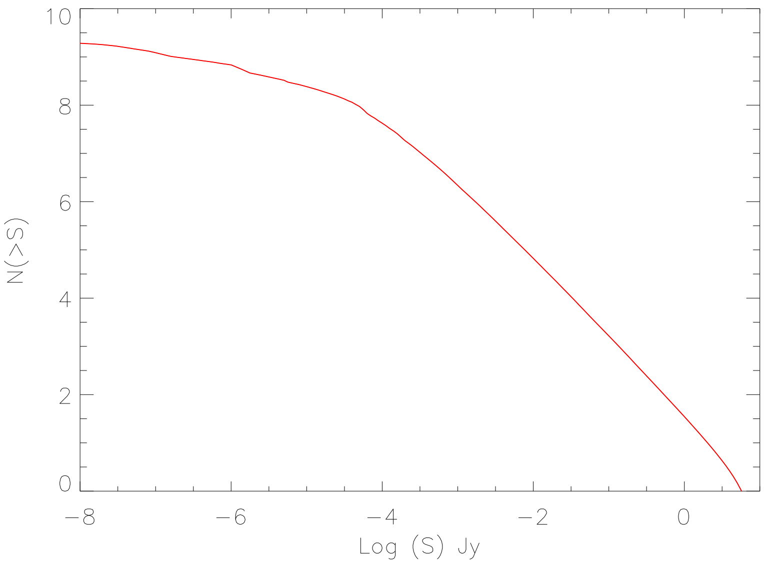


FIG. *5.21: Modèle de comptages intégraux à 24 µm.*

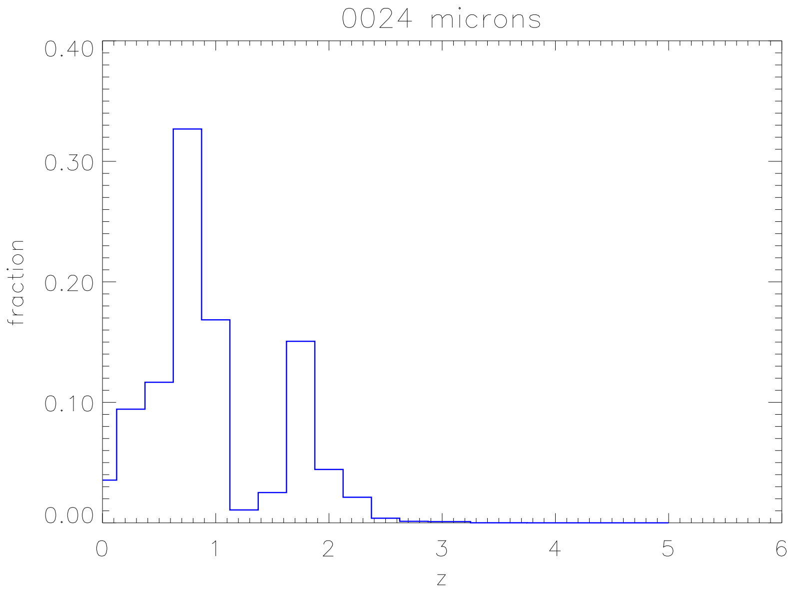


FIG. *5.22: Distribution en redshift des sources de flux supérieurs à 50µJy à 24 µm prédites par le modèle.*

MIPS à 70 μm

La figure 5.23 montre les comptages. Avec une sensibilité de 2 mJy, le fond est résolu à 16% à cette longueur d'onde.

La figure 5.24 montre la distribution en redshift des sources de flux supérieur à 2 mJy. Le pic de la distribution se situe à $z = 0.6$, et environ 10% des sources se situe à $z > 1$.

MIPS à 160 μm

Les comptages ne diffèrent guère des comptages à 170 μm. En revanche, avec une sensibilité de 30 mJy, le fond est résolu à 30% à cette longueur d'onde.

Compte-tenu de cette sensibilité, la distribution en redshift change notablement (figure 5.25) par rapport à FIRBACK : le pic des sources se trouve à $z = 0.5$, et près de 15% des sources se situe à $z > 1$.

5.8.2 FIRST dans les bandes de SPIRE à 250, 350 et 550 μm, et Planck dans quelques bandes HFI : 350, 550, et 850 μm

SPIRE sur FIRST

SPIRE, *Spectral and Photometric Imaging Receiver*, est un instrument bolométrique disposant de caméras à 250, 350 et 550 μm. FIRST devrait être lancé en 2007.

Les relevés profonds devraient permettre d'atteindre une sensibilité de 15 mJy à 250 et 350 μm, et 20 mJy à 550 μm.

Le fond est résolu à 35% à 250 μm, 20% à 350 μm, et 5% à 550 μm.

La distribution en redshift des sources montre que de l'ordre de d'un tiers des sources est à $z > 1$ à 250 et 350 μm, et que cette proportion passe à 85% à 550 μm.

HFI sur Planck

Planck dispose de deux instruments focaux, LFI *Low Frequency Instrument* et HFI *High Frequency Instrument*. HFI, instrument bolométrique, dispose de 6 bandes à 350, 550, 850 μm et à 1.4, 2.0 et 3.0 mm. Planck devrait être lancé en même temps que FIRST, en 2007.

Le relevé de Planck couvre toute la surface du ciel en une mission de 2 ans. Tournant sur lui-même à la vitesse d'un tour par minute, sa sensibilité sera limitée pour les relevés de sources ponctuelles. Elle devrait atteindre 220 mJy à 350 et 550 μm et 100 mJy à 850 μm. L'essentiel des sources sera local. Notre modèle le confirme. La sensibilité à l'émission étendue permettra en revanche l'étude de la structure du CIB, en complément de celle du CMB qui constitue l'objectif principal de la mission.

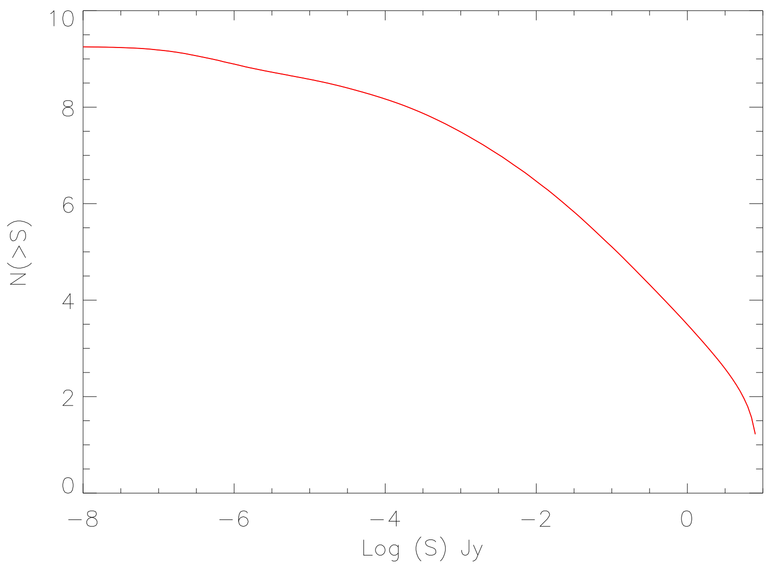


FIG. *5.23: Modèle de comptages intégraux à 70 µm.*

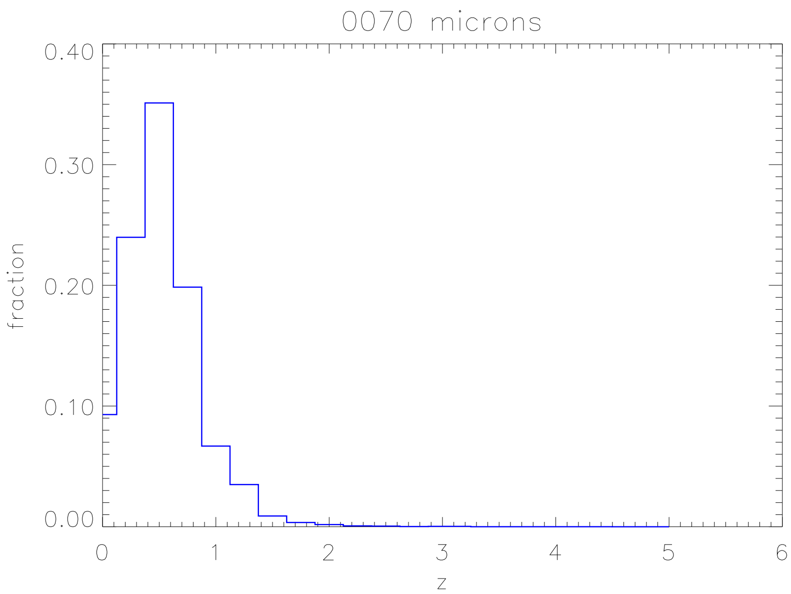


FIG. *5.24: Distribution en redshift des sources de flux supérieur à 2 mJy à 70 µm prédites par le modèle.*

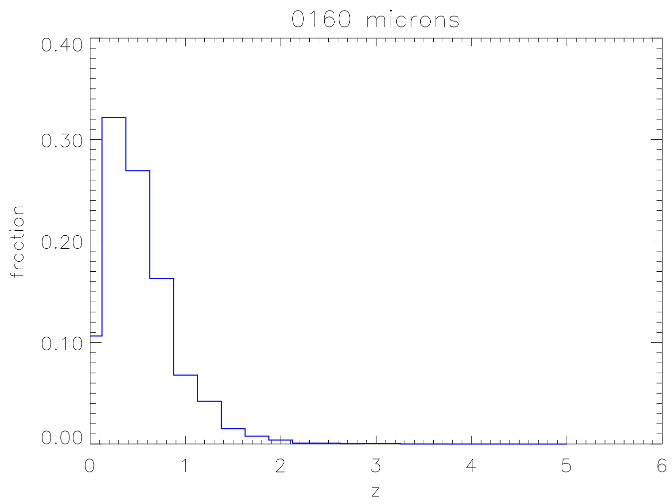


FIG. *5.25: Distribution en redshift des sources de flux supérieur à 30 mJy à* 160 μm *prédites par le modèle.*

5.9 Conclusion et perspectives

Notre modèle phénoménologique est bâti à partir de contraintes observationnelles telles que les comptages entre 15 et 850 μm, le spectre du CIB, et la LF locale. Nous trouvons une seule possibilité pour l'évolution de la LF avec le redshift pour être en accord avec les données. Les scénarii de non évolution, ou d'évolution en densité pure ou en luminosité pure n'ajustent pas toutes les données. L'évolution compatible avec les données est dominée par des galaxies brillantes. Ainsi l'évolution des galaxies infrarouges est dominée par des ULIRG's de distribution de luminosité piquant à $L = 2.0 \times 10^{11} L_{\odot}$ et s'étendant au dela de $10^{13} L_{\odot}$.

Les distributions en redshift prédites sont en accord avec les observations à 15, 170, et 850 μm. En particulier pour FIRBACK, 10% des sources se situe à $1 < z < 2.5$.

Les perspectives de ce travail sont nombreuses. Nous pouvons tout d'abord introduire une fraction d'AGN variable qui permettrait de donner une contrainte sur leur présence en ajustant ou non les données existantes. Nous avons en effet des indications selon lesquelles une faible proportion des LIRG's est dominée par des AGN (environ 20%) , et probablement plus pour les ULIRG's. Nous pouvons ensuite mettre à jour les paramètres cosmologiques employés. Nous pouvons enfin raffiner nos ajustements en utilisant les comptages différentiels.

Les perspectives scientifiques sont larges, et liées à la préparation des futures observations. Le modèle permet de faire des prédictions pour MIPS sur SIRTF, SPIRE sur FIRST et HFI sur Planck. Il est possible d'ajouter d'autres instrumentations majeures, comme MAMBO et ALMA dans le millimétrique au sol, PACS sur FIRST (liste non exhaustive). L'intérêt est de pouvoir alimenter les simulations pour, par exemple, prédire le nombre de sources détectées et leur distribution en redshift, préparer les efforts de suivi multi-longueur d'onde, générer des cartes simulées connaissant le LogN-LogS, étudier la confusion, l'extraction des sources, estimer la contribution des sources aux fluctuations du fond et leur distribution en redshift.

Le modèle, bientôt public, sert déjà pour la préparation du programme *Legacy* de SIRTF pour la cosmologie dirigé par Charles Beichman, et pour certaines simulations Planck.

Chapitre 6

Conclusion, perspectives

OBSERVER et comprendre l'évolution des galaxies est l'un des enjeux de la cosmologie moderne. Du point de vue observationnel, il est nécessaire d'effectuer des relevés profonds sur de grandes surfaces qui permettent de contraindre les modèles de formation et d'évolution.

Mon travail de thèse a comporté plusieurs volets : traitement et étalonnage de données spatiales infrarouges, analyse du plus profond relevé cosmologique effectué à 170 μm avec ISO, modélisation phénoménologique de l'évolution des galaxies dans le domaine spectral couvrant l'infrarouge et le submillimétrique, et enfin participation à l'étude panchromatique de la nature des galaxies FIRBACK qui contribuent au fond extragalactique infrarouge et submillimétrique.

Je présente dans les paragraphes suivants les principaux résultats de mon travail, et en dessine les perspectives à court et long terme.

6.1 Traitement et étalonnage des données ISO à 170 μm

Il aura fallu plusieurs années pour que les données du premier observatoire spatial infrarouge, le satellite ISO, soient comprises finement afin d'atteindre les limites instrumentales. J'ai développé la chaîne de traitement des données à 170 μm provenant du photomètre PHOT, en incluant des corrections pour le changement de réponse des détecteurs suite à des impacts de rayons cosmiques, pour les transitoires (effets de mémoire des détecteurs), pour le "flat field" (champ plat) et pour la photométrie. J'ai effectué l'étalonnage définitif des données en émission étendue, et développé de nouvelles techniques de reprojection des données.

Les aspects originaux de mon travail consistent en plusieurs points. Tout d'abord *les transitoires sont corrigés en utilisant la redondance des observations* dans les données PHOT. Ensuite l'étude précise du lobe de l'instrument a permis d'obtenir *un étalonnage final de l'émission étendue en accord avec les mesures de DIRBE*, instrument photométrique absolu. Enfin, *la projection des données sous* *forme de cartes est adaptée aux gros ensembles de données*, qui vont s'accroître avec les futures missions, comme le satellite SIRTF de la NASA.

L'une des perspectives de ce travail est l'application à SIRTF des techniques développées pour ISO, avec néanmoins cette simplification : la meilleure résolution, le plus grand nombre de détecteurs et la redondance plus importante vont rendre le traitement plus proche de celui des données ISOCAM actuellement que de celles de PHOT. Il ne sera ainsi pas nécessaire d'utiliser la reprojection par interpolation.

6.2 Analyse du relevé profond FIRBACK

L'analyse des données consiste d'abord à extraire les sources résolues et à en déterminer le flux. Cette opération ne pose pas *a priori* de problèmes, sauf dans l'infrarouge lointain où le principal bruit n'est pas le bruit de détecteur mais le bruit de confusion des sources. Par ailleurs les sources ne représentent que quelques pourcents de l'émission étendue, qui comprend les fluctuations des cirrus et du fond extragalactique infrarouge. J'ai développé *une technique originale*, quoique fondée sur plusieurs approches différentes bien connues, qui permet d'extraire les sources : filtrage médian temporel, création de cartes de sources à travers notre chaîne de traitement, détection avec SExtractor.

Les flux sont déterminés par la technique de photométrie d'ouverture, validée sur d'intensives simulations. J'ai déterminé que le bruit de confusion était de l'ordre de $\sigma_c \simeq 45$ mJy, et que la précision de la photométrie des sources de flux supérieur à $4\sigma_c$ varie de 20 à 10%.

J'ai construit *le catalogue final FIRBACK*, qui comprend 106 sources de flux supérieur à 180 mJy ($4\sigma_c$), ainsi que *le catalogue de sources plus faibles*, 90 sources de flux compris entre 135 et 180 mJy dont le flux est plus incertain mais qui peut constituer une population intéressante pour le suivi à d'autres longueurs d'onde, car potentiellement à grand redshift ($z > 1$).

Les comptages, calculés uniquement avec les sources du catalogue final, présentent dans la forme différentielle une forte pente de 3.3 ± 0.6 dans le diagramme logN-logS. Les comptages ne sont compatibles qu'avec des scénarii de forte évolution des galaxies.

La comparaison avec d'autres données dans l'infrarouge et le submillimétrique nous indique que les sources sont principalement des ULIRG's dont l'essentiel se situe à $z < 1$. Cependant, quelques sources sont à $1 < z < 1.5$, ou d'autres font probablement partie d'une population de galaxies spirales locales ($z < 0.5$) contenant de la poussière froide.

Les sources détectées dans FIRBACK contribuent pour environ 4% au fond extragalactique à cette longueur d'onde. L'étude des sources non résolues, les fluctuations, est donc importante pour sonder une population de galaxies plus faibles que la limite de détection. Avec la forte évolution observée, cette technique permet non pas de sonder les sources juste sous la limite de détection, mais bien en-deça. Ce premier travail a été effectué par Guilaine Lagache et Jean-Loup Puget.

L'étude des fluctuations du fond est une perspective évidente. Une fois les données HI galactiques traitées (Parkes + ATCA, et DRAO), il sera possible de soustraire avec précision cette contribution d'avant plan.

Le suivi multi longueurs d'onde des sources FIRBACK a déja donné des résultats intéréssants au JCMT ou à l'IRAM. Il importe de continuer l'effort d'observation.

6.3 Modélisation de l'évolution des galaxies

Avec les données provenant de relevés profonds d'ISO à 15 et 170 μm et de SCUBA à 850 μm, des relevés locaux d'ISO et d'IRAS à 60, et 90 μm, et la connaissance du spectre du fond extragalactique infrarouge, il est maintenant possible de contraindre l'évolution des galaxies infrarouges en utilisant cette information panchromatique.

J'ai développé *un modèle qui ajuste tous les comptages profonds actuellement disponibles dans le domaine infrarouge et submillimétrique*. Il s'agit d'un modèle phénoménologique dont les seules entrées sont une famille de spectres de galaxies starburst de différentes luminosités, et la fonction de luminosité locale observée. Le seul paramètre libre est la manière de faire évoluer la fonction de luminosité des galaxies. Ce paramètre libre s'avère être fortement contraint grâce aux nombreuses observations. Il ne s'agit pas d'imprimer une évolution classique en luminosité pure ou en densité pure. Il s'agit de concentrer l'évolution de type luminosité seulement sur une partie de la population, les galaxies très lumineuses en l'occurence, en respectant le budget énergétique donné par le fond extragalactique infrarouge. Cette évolution, observée encore marginalement, est appuyée par la présence importante et croissante des galaxies lumineuses dans les relevés profonds.

Je montre ainsi que *l'évolution des galaxies est dominée par des galaxies très lumineuses*, de luminosité supérieure à $10^{11} L_{\odot}$. Ces galaxies, des ULIRGs, sont essentiellement des galaxies starburst contenant beaucoup de poussière.

J'effectue également *des prédictions pour les distributions en redshift des galaxies, en accord avec les observations disponibles*.

Outre l'affinement des ingrédients du modèle (contribution des AGN, évolution des galaxies normales, paramètres cosmologiques), la perspective principale de ce travail est l'utilisation du modèle pour les prédictions des relevés de SIRTF, Planck et FIRST, et d'autres instrumentations encore. Cette utilisation a déja commencé dans le cadre de la proposition pour le *Legacy SIRTF* pour la cosmologie, et pour les simulations Planck.

6.4 Perspectives

Les perspectives de ces travaux sont nombreuses, et principalement liées aux observations à venir des satellites de nouvelle génération tels que SIRTF de la NASA, lancé mi-2002, ou FIRST et Planck de l'ESA lancés en 2007. Le groupe de cosmologie de l'IAS en général et moi-même en particulier, sommes fortement impliqués dans la préparation scientifique de ces missions majeures.

Concernant les techniques de traitement et d'analyse des données ainsi que l'expertise que nous avons acquise dans l'extraction et la compréhension des effets instrumentaux, notre travail sera appliqué et étendu aux relevés profonds effectués à 24, 70 et 160 μm par MIPS sur SIRTF, qu'il s'agisse des programmes du temps garanti (GTO) ou des importants programmes publics (Legacy).

Les comptages profonds et les données FIRBACK, outre le fait qu'ils permettent déja de contraindre l'évolution des galaxies, seront utilisés comme référence pour les relevés profonds à venir de SIRTF.

Les modèles pourront être testés avec encore plus de contrainte, d'autant que la sensibilité augmentant il sera possible de sonder les populations de galaxies moins lumineuses et de quantifier leur évolution.

Enfin, les observations de suivi multi-longueur d'ondes seront l'une des clefs de la compréhension des galaxies dominant l'évolution globale. En particulier des relevés profonds dans le domaine visible et proche infrarouge, ainsi que radio et X sont déja en cours ou programmés en complément des relevés de SIRTF.

Mon travail post-doctoral, dans l'équipe de Marcia et George Rieke qui a conçu et fabriqué l'instrument MIPS pour SIRTF à l'University of Arizona, se situe dans la continuité de mon travail doctoral avec ISO.

ISO a ouvert une nouvelle ère en 1995 dans l'exploration de l'évolution des galaxies qui nous permet pour la première fois d'en avoir une approche globale et d'en donner des contraintes fortes. SIRTF, dont la stratégie d'observation est largement orientée pour effectuer des relevés profonds de grande surface, en inaugurera une nouvelle dès 2002, celle du sondage profond à grande échelle de l'Univers infrarouge, en attendant FIRST et Planck. De nombreuses heures excitantes de découvertes passionnantes au programme !

Annexes

Annexe A

Articles soumis à *Astronomy & Astrophysics*

Sommaire

Astronomy & Astrophysics manuscript no.
(will be inserted by hand later)

FIRBACK: III. Catalog, Source Counts, and Cosmological Implications of the 170 μm ISO* Deep Survey

Hervé Dole[1,2], Richard Gispert[1], Guilaine Lagache[1], Jean-Loup Puget[1], François R. Bouchet[3], Catherine Cesarsky[4], Paolo Ciliegi[5], David L. Clements[6], Michel Dennefeld[3], François-Xavier Désert[7], David Elbaz[8], Alberto Franceschini[9], Bruno Guiderdoni[3], Martin Harwit[10], Dietrich Lemke[11], Alan F. M. Moorwood[4], Sebastian Oliver[12,13], Willian T. Reach[14], Michael Rowan-Robinson[12], and Manfred Stickel[11]

[1] Institut d'Astrophysique Spatiale, bâtiment 121, Université Paris Sud, F-91405 Orsay Cedex, France
[2] *present address:* Steward Observatory, University of Arizona, 933 N Cherry Ave, Tucson, AZ 85721, USA
[3] Institut d'Astrophysique de Paris, 98bis Bd Arago, F-75014 Paris, France
[4] ESO, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D-85748 Garching bei München, Germany
[5] Osservatorio Astronomico di Bologna, Via Ranzani 1, I-40127 Bologna, Italy
[6] Department of Physics & Astronomy, Cardiff University, PO Box 813, Cardiff CF22 3YB, UK
[7] Laboratoire d'Astrophysique, Obs. de Grenoble, B.P. 53, 414 av. de la piscine, F-38031 Grenoble cedex 9, France
[8] Service d'Astrophysique, DAPNIA, DSM, CEA Saclay, F-91191, Gif-sur-Yvette, France
[9] Osservatorio Astronomico di Padova, I-35122 Padova, Italy
[10] 511 H. Street S. W., Washington DC 20024-2725, USA; also Cornell University
[11] Max-Planck-Institüt für Astronomie, Königstuhl 17, D-69117 Heidelberg, Germany
[12] Astrophysics Group, Imperial College, Blackett Laboratory, Prince Consort Road, London SW7 2BZ, UK
[13] Astronomy Centre, University of Sussex, Falmer, Brighton BN1 9QJ, UK
[14] IPAC, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA

Received -Jan-2001; accepted - -2001.

Abstract. The FIRBACK (Far Infrared BACKground) survey is a one of the deepest imaging surveys carried out at 170 μm with ISOPHOT onboard ISO, and is aimed at the study of the structure of the Cosmic Far Infrared Background. This paper provides the analysis of resolved sources. After a validated process of data reduction and calibration (see Lagache & Dole (2001)), we perform intensive simulations to optimize the source extraction, and measure the confusion noise ($\sigma_c = 45$ mJy), and the photometric and astrometric accuracies. About 200 galaxies with flux $S > 3\sigma_c$ are detected in the area of four square degrees. Source counts of sources with flux $S > 4\sigma_c$ present a steep slope of 3.3 ± 0.6 on a differential "logN-logS" plot between 180 and 500 mJy. This strong observed evolution is in line with models implying a strongly evolving Luminous Infrared Galaxies population. The resolved sources account for less than 10% of the Cosmic Infrared Background at 170 μm, which is expected to be resolved in the 1 to 10 mJy range.

Key words. cosmology: infrared galaxies – galaxies: infrared, ISO, source counts, evolution

1. Introduction

The European Space Agency's Infrared Space Telescope, ISO (Kessler et al., 1996; Kessler, 2000) performed between 1995 and 1998 about 1000 programs, including the deepest extragalactic observations ever made in the mid- and far-infrared range with an unprecedented sensitivity (for a review see Genzel & Cesarsky (2000)). Most of these deep cosmological observations aim at probing galaxy formation and evolution, mainly by resolving the Cosmic Infrared Background (CIB) into discrete sources, but also by studying the CIB fluctuations.

Understanding and observing the sources contributing to the extragalactic background at all wavelengths has become one of the most rapidly evolving fields in observational cosmology since the discovery of the CIB (Désert et al., 1995; Puget et al., 1996). In particular, deep observations from space with ISO, and from the ground with SCUBA on the JCMT and MAMBO on the IRAM 30m telescope, respectively in the infrared, submillimeter and millimeter range, together with observations at other

* Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) and with the participation of ISAS and NASA.

Correspondence to: hdole@as.arizona.edu

wavelengths for source identification (in the radio and optical / NIR range), begin to provide a global view of galaxy evolution.

The ISO legacy on galaxy evolution includes a number of significant studies. About a dozen deep surveys have been conducted in the mid infrared with ISOCAM (Cesarsky et al., 1996), reaching sensitivity levels of 30 μJy at 15 μm (Altieri et al., 1999; Elbaz et al., 1999; Aussel et al., 1999; Désert et al., 1999; Flores et al., 1999). The major results of the mid-infrared surveys involve source counts obtained by combining a number of surveys. These exhibit strong evolution with a steep slope up to 2.4±0.2 (Elbaz et al., 1999) in the integral logN-logS diagram. Multiwavelength identifications and redshift distributions constrain the nature of the sources (Flores et al., 1999; Aussel et al., 1999): most of them are Luminous Infrared Galaxies, LIRG's (Sanders & Mirabel, 1996), at a median redshift of 0.8.

In the far-infrared, the 60 - 240 μm spectral domain was explored using the imaging capabilities of ISOPHOT (Lemke et al., 1996). As indicated in Figure 1 of Gispert et al. (2000), this domain corresponds to the maximum emission of the extragalactic background . The main surveys published were carried out in the Lockman Hole on 1.1$^{\circ 2}$ at 90 and 170 μm by Kawara et al. (1998), in SA57 on 0.4$^{\circ 2}$ at 60 and 90 μm by Linden-Vornle et al. (2000), and in 8 small fields covering nearly 1.5$^{\circ 2}$ at 90, 120, 150 and 180 μm by Juvela et al. (2000). A Shallower survey was performed over an area of 11.6$^{\circ 2}$ at 90 μm by Efstathiou et al. (2000) as part of the ELAIS survey. The ISOPHOT Serendipity Survey at 170 μm (Stickel et al., 1998, 2000), took advantage of ISO slews between targets to detect about 1000 sources between 2 and 1000 Jy.

In the 60 to 120 μm spectral windows, the `C_100` camera, with its 3 × 3 array of Ge:Ga detectors, was subject to strong transients and spontaneous spiking, limiting the sensitivity to about 50-100 mJy, not significantly better than IRAS; fortunately, new attemps to overcome these problems with a physical model of the detector seem promising (Coulais et al., 2000). At 60 and 90 μm, no clear evolution in the source counts is observed, since both non-evolution and moderate evolution models can still fit the data (Linden-Vornle et al., 2000; Efstathiou et al., 2000). Furthermore, the K-correction[1] (Figure 1 taken from Dole (2000)) between 30 and 120 μm is not favorable for probing galaxy evolution up to redshifts $z \sim 1$. With the ELAIS survey, Serjeant et al. (2000) were able to derive the luminosity function of galaxies up to redshift $z \simeq 0.3$.

At longer wavelengths (120-240 μm), the `C_200` camera, a 2 × 2 array of stressed Ge:Ga detectors, is more stable and most of the detectors' behaviour can be characterized and, if needed, properly corrected (Lagache & Dole, 2001). The K-correction at 170 μm (Figure 1), as well as in the mid-infrared around 15 μm, is favorable

[1] K-correction is defined as the ratio: $\frac{S(\nu')}{S(\nu)}$ where $S(\nu)$ is the flux density at frequency ν, and $\nu = (1+z)\nu'$. Thus, $K(z) = \frac{S(\nu \times [1+z])}{S(\nu)}$.

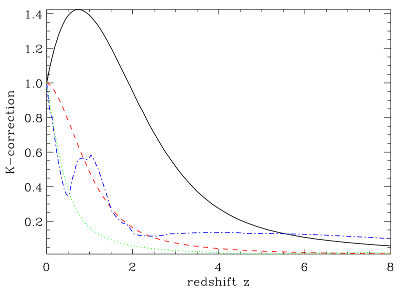


Fig. 1. K-corrections at 15 (dot-dashed curve), 60 (dotted curve), 90 (dashed curve) and 170 μm (solid curve) for a LIRG (Dole, 2000). The wavelengths of cosmological interest are thus around 15 μm and above 150 μm where they benefit from the "negative K-correction effect", increasing the sensitivity up to redshifts around unity.

and becomes optimal at redshifts around 0.7. The first analysis of deep surveys at 170 μm showed a large excess in source counts over predictions of no-evolution models at flux levels below 200 mJy (Kawara et al., 1998; Puget et al., 1999), suggesting strong evolution. Recent work by Juvela et al. (2000) is in agreement with this picture, and includes the far-infrared colors of the sources.

The FIRBACK survey (acronym for Far Infrared BACKground) was designed to broaden our understanding of galaxy evolution with its accurate source counts and its catalog allowing multiwavelength follow-up. It also enabled studies of the CIB fluctuations (first detected in the first area surveyed in the FIRBACK program by Lagache & Puget (2000)). FIRBACK is one of the deepest survey made at 170 μm and the largest at this depth. This survey used about 150h of observing time, corresponding to the 8th largest ISO program (Kessler, 2000).

The aim of this paper is to provide the catalogs and the source counts of the FIRBACK survey. Preliminary FIRBACK source counts were published by Lagache et al. (1998) and Puget et al. (1999) on the 0.25$^{\circ 2}$ Marano 1 field, and by Dole et al. (2000) on the entire survey. An overview of this paper is as follows. Section 2 presents the observational issues of the FIRBACK survey and Section 3 summarizes the data processing and the calibration (a complete description can be found in Lagache & Dole (2001)). Section 4 explains the extensive simulations and the source extraction technique. Section 5 details the flux measurement by aperture photometry, analyses the photometric and astrometric noise of the sources and provides estimates of accuracies. In section 6 we present the final FIRBACK catalog ($S > 4\sigma_s$) complete to 85%, and the complementary catalog ($3\sigma_s < S < 4\sigma_s$) extracted for follow-up purposes. Section 7 presents the final FIRBACK source counts at 170 μm, and describes the corrections that have been applied (completeness, Malmquist-Eddington effect). Section 8 discusses the cosmological implications of the FIRBACK source counts: strong evolution, resolution of the CIB, nature and evolution of the sources. It also gives a comparison with other observations as well as models.

2. The FIRBACK survey: Fields & Observations

2.1. Fields

FIRBACK is a survey at 170 μm covering four square degrees in three high galactic latitude fields, called FIRBACK South Marano (FSM), FIRBACK North 1 (FN1) and FIRBACK / ELAIS North 2 (FN2) (see Table 1). They were chosen to have foreground contaminations as low as possible: the typical HI column-density is less than or equal than $N_H \simeq 10^{20} cm^{-2}$, and the 100 μm brightness is less than 1.7 MJy/sr on DIRBE maps. In addition, FN1 and FN2 were chosen to match some fields from the European Large Area ISO Survey, ELAIS (Oliver et al., 2000), which had been covered at 15 μm with ISOCAM (Serjeant et al., 2000) and at 90 μm with ISOPHOT (Efstathiou et al., 2000). FN2 observation time is a collaboration between the ELAIS and FIRBACK consortia.

2.2. Observations

Observations were carried with ISO, using the ISOPHOT spectro-photo-polarimeter. We used the `C_200` 2×2 pixel photometer and `C_160` broadband filter centered at $\lambda = 170 \mu m$. Scanning the sky was done in raster map mode, AOT P22, with one pixel offset between each pointing, to provide the redundancy. Individual rasters were shifted with respect to each other by a fraction of a pixel to provide proper sampling where possible.

Table 1. *Fields of the FIRBACK survey at 170μm*

field	α_{2000} [a]	δ_{2000} [b]	l [c]	b [c]
FSM	03 11	-54 45	270	-52
FN1	16 11	+54 25	84	+45
FN2	16 36	+41 05	65	+42

[a] Right Ascension is in hours and minutes, equinox 2000
[b] Declination is in degrees and minutes, equinox 2000
[c] galactic latitude l and longitude b are in degrees

Table 2 summarizes the observational characteristics of the fields.

The FSM field is composed, for historical reasons, of four individual fields, called FSM1, 2, 3 and 4 (Figure 6 in Lagache & Dole (2001)). FSM1 on the one hand, and FSM2, 3 and 4 on the other, have been observed continuously: transient effects are thus reduced and no rotation of the field occurs between different rasters (same roll angle). FSM1 rasters are offset by two pixels in order to maximise redundancy and establish the ISOPHOT sensitivity for such observations, whereas FSM2, 3 and 4 are offset by a half pixel in both Y and Z directions to increase oversampling.

Table 2. *Observational characteristics of the FIRBACK fields*

field	FSM1	FN1	FN2
area [b]	0.95	1.98	0.96
rasters [c]	4	2	2
redundancy [d]	16	8	8
t_{int} [e]	256	128	128
raster step [f]	1,1, 2,2 [a]	1,1	1,1
offset [g]	0.5,0.5 1,1 [a]	$< 1^h$	$< 1^h$
date [i]	Nov-1997 Jul-1997 [a]	Dec-1997	Jan-1998
revolution [j]	739 to 744 593 [a]	753 to 774	785 to 798

[a] in the case of the FSM1 field only
[b] area in square degrees
[c] number of different rasters mapping the same field
[d] number of different observations per sky pixel on the center of final coadded map
[e] integration time in seconds per sky pixel on the center of final coadded map
[f] offset in pixel in the Y and Z directions of the spacecraft between the steps on the raster
[g] offset in pixel between different rasters
[h] offset is irregular due to the rotation of the fields
[i] month of observation
[j] ISO revolution numbers (or number range) of observation

The FN1 field is composed of eleven individual fields (Figure 7 in Lagache & Dole (2001)), observed 2 times. Observations were not performed continuously, so that each individual raster has a different roll angle, giving a sampling of the sky that is non optimal.

The FN2 field is composed of nine individual fields (Figure 8 in Lagache & Dole (2001)), observed 2 times. The other characteristics are the same as for FN1.

3. Data Reduction, Instrumental Effects, Calibration, Maps

The complete process of data reduction and calibration is described in Lagache & Dole (2001). Here, we merely summarize the different steps.

3.1. Interactive Analysis

We made use of the PHOT Interactive Analysis package (PIA) version 7.2.2 (Gabriel et al., 1997) in the IDL version 5.1 environment, to process the raw data (named ERD: Edited Raw Data) into brightnesses (named AAP: Astronomical and Application product). After linearizing and deglitching the ramps, we applied the orbit-dependent dark and reset interval corrections. We calibrated the data with the two bracketing FCS (Fine Calibration Source) values, using the mean value in order not to induce baseline effects.

3.2. Glitches, Long Term Transients, Flat Fielding

Cosmic particles hitting the detector are easy to detect at the time of their impact, but they may cause response variations. On 224 different measurements (that is 56 independent rasters observed by 4 pixels), we report only 13 such cases, which are corrected. Furthermore, thanks to the high redundancy of each raster, a glitch cannot mimic a source because the same piece of the sky is observed independently by the four pixels of the photometer at different times.

Some long term transients (LTT) are seen in the data, and are understood to be the consequence of step fluxes seen by the photometer; during FIRBACK observations, ISOPHOT was looking at relatively flat fields with low background, but usually not during the previous observations. Our best data occur where the observations were made continuously. We correct for the LTT by forcing all the pixels to follow the time variations of the most stable pixel, which is assumed to represent the sky. This correction is found to be linear, and never exceeds 10 %. The sophisticated LTT correction method developed by Miville-Deschenes et al. (2000) for ISOCAM data with high redundancy (thanks to the 32×32 array), is not efficient in our case because of insufficient redundancy with the 2×2 pixel camera.

We then compute a flat field using the redundancy and apply the necessary corrections. The detector behaviour is highly reproducible, leading to constant flat field values: 1.04 ± 0.02, 0.91 ± 0.02, 1.09 ± 0.02 and 0.94 ± 0.02 for pixels 1, 2, 3 and 4 respectively.

3.3. Photometric Correction

There is a difference of 11% between the solid angle value of the PHOT footprint at 170 μm used by PIA and the value derived by calibration observations and the model. We thus apply a correcting factor of 0.89 to the brightness values given by PIA to take into account the real profile of the footprint.

3.4. Maps

For a given raster measurement, we project the signal coming from each pixel on a regular grid defined by the raster. Between each pointing, we make an interpolation and check that the photometry is not changed by more than 1%. Then we sum-up all these signals on an $(\alpha_{2000}, \delta_{2000})$ grid to get the final map.

3.5. Calibration of Extended Emission

Using the knowledge of the average dust emission spectrum, zodiacal light emission at the time of the observations, and the Cosmic Infrared Background values derived from COBE, together with HI data on our fields, we derive a brightness value at 170 μm for each of our fields. This extrapolated brightness at 170 μm for the three fields is in remarkable agreement with the measured ISOPHOT brightness. Furthermore, the rejection level of straylight up to 60° off-axis observed by ISO during total solar eclipse by the Earth, is better than 10^{-13}, implying that there is no significant contribution to the measured flux coming from the far sidelobes. This confirms that ISO is able to make absolute measurements of the extended emission and gives a high degree of confidence to our photometric calibration.

4. Source Extraction, Simulations

An important part of the present work is the extraction of the sources, the simulation of point source observations and the analyses of noise. After detecting sources on a median-filtered-like map, we measure the fluxes on the final maps with aperture photometry. Our simulation tool validates the flux determination as well as the noise analysis.

4.1. Source Extraction

Our original maps are dominated by the fluctuations of the background at 170 μm, at all spatial scales, mainly due to the cirrus confusion noise and the CIB fluctuations (Lagache & Puget, 2000). Because of this, classical extraction algorithms based on thresholding and local background determination mostly fail: it is not easy to use a robust detection algorithm on maps dominated by structures at all scales. On the contrary, low flat background maps allow reliable detection with the available processing techniques, like gaussian fitting methods, e.g. for faint ISOCAM sources by Désert et al. (1999). Because of the undersampling of the PHOT Point Spread Function together with a highly fluctuating background, CLEAN-like methods (Hogbom, 1974) are difficult to use. Wavelet decomposition, e.g. for ISOCAM by Starck et al. (1999), is not easily implementable because of the poor spatial dynamics of our maps ("big pixels and small maps"). To overcome these difficulties we have developed the following method by combining some well-known techniques for source extraction and flux determination:

- background is subtracted in the one dimensional time data (AAP level) using a median filter to create *source time data*

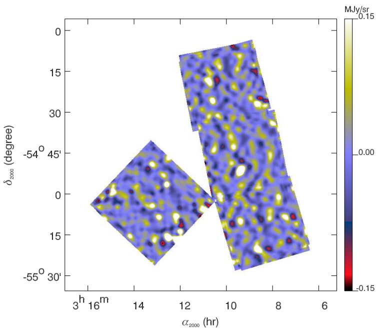


Fig. 2. Example of a *source map* for source detection in the FSM field. Data are median filtered in the time space (AAP) and then reprojected on a map with the FIRBACK pipeline.

- *source time data* are processed to create 2-dimensional *source maps* (Figure 2) through the FIRBACK pipeline
- source detection is performed on the *source maps* using SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996)
- flux measurements are performed on the unfiltered maps, using aperture photometry at the positions found by the source detection only if there are at least 4 different observations, and make a temporary version of the source catalog
- by subtracting the brightest sources from the temporary catalog using a CLEAN-like method on the final maps, we remeasure with better accuracy the flux of the sources which have bright neighbours. This gives the final catalog after two corrections (short term transient of 10% and flux offset of about 15% derived from simultation, see below)

Source detection is performed using SExtractor version 2.1.0 on the *source maps* with the parameters given in Table 3. Note that we do not use the background estimator and set it to a constant value because *source maps* are flat maps containing fluctuations due to resolved sources. Only the positions in the map of the detected sources will be used in the output catalog computed by SExtractor. We discard the edges by considering only parts of the sky that have been observed at least 4 times. This reduces the total area by about 5%.

4.2. Simulations

We have developed a simulation tool of point sources in order to validate our flux determinations and study source completeness. Kawara et al. (1998) did not make such simulations and Juvela et al. (2000) made some to test the significance of their source detection because of a lack of redundancy. The work of Efstathiou et al. (2000) includes large simulations at 90 μm, but the source detection is performed by eye.

Thanks to the quiet behaviour of the `C200` camera at 170 μm, together with redundancy, the detector noise as well as effects induced by glitches can be neglected to first order with respect to the confusion noise. (This is unlike conditions applying to the `C100` camera (Linden-Vornle et al., 2000).)

Here, we present a summary of our simulation process, followed by some details concerning the addition of the sources and the validation:

- select a random sky position for a simulated source inside a FIRBACK field
- add the source in each raster in AAP level which has observed the source itself or its wings
- process maps through the FIRBACK pipeline
- extract sources with SExtractor
- identify the extracted sources by comparing the coordinates with the input catalog
- compute a flux with aperture photometry using the effective footprint (defined in Section 5.1)
- validate on different flat backgrounds
- validate on real data: different input fluxes and positions

Table 3. *Parameters used in SExtractor 2.1.0 applied on the Source Maps*

Parameter	Value
DETECT_MINAREA	10
DETECT_THRESH	3.0
BACK_SIZE	10
BACK_FILTERSIZE	1,1
BACK_TYPE	MANUAL
BACK_VALUE	-0.04,0.0

4.2.1. Adding the Sources

We use the best footprint available for PHOT at 170 μm (Lagache & Dole, 2001) to simulate a source with a known input flux; its spatial extension is taken to be a five pixel square, that is about $7.7' \times 7.7'$ (note that the PIA footprint profile given in the calibration files extends to only 4.2 arcminutes). This simulated source is added in the one dimensional time data (AAP level). To avoid biases due to specific positions in the fields, we select random positions.

Because we have either 2 or 4 different raster observations of the same parts of the sky, the randomly-selected sky position may fall e.g. on the edge of a pixel in one raster, and at the center of another pixel in another raster. We thus make the following approximation: we cut each PHOT pixel in 9 square sub-pixels of about 30.7×30.7

square arcseconds. We compute the pixelized footprint for the nine configurations corresponding to the cases where the source center falls on one of the sub-pixels.

We make separate realizations for 8 input fluxes (100, 150, 200, 300, 500, 650, 800 and 1000 mJy) and create maps using the FIRBACK pipeline. We add only between 6 and 20 sources per square degree at a time depending on their flux, in order to not change the confusion level when sources are added in the data. We compute the needed number of maps to get 1200 realizations for each flux in each field, or 28800 sources in total, in order to have a statistically significant sample. We finally get about 2×1230 different simulated maps per field (1 final map + 1 source map for each realization) taking about 14 Gbyte, after about one week of computation under IDL on a MIPS R12000 at 300MHz SGI. Fig. 3 shows an example of added sources.

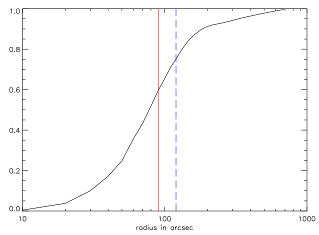


Fig. 4. Growth curve of the effective footprint on a logarithmic scale with the location of the radii of circles used for aperture photometry; dotted vertical line: 90 arcsecond for the inner radius; dashed vertical line: 120 arcsecond for the outer radius.

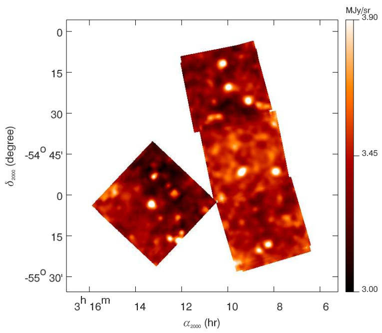


Fig. 3. Example of the addition of 500 mJy sources in the FSM field.

4.2.2. Validation

We extract sources on the final maps and compute fluxes as explained below by aperture photometry. The aperture photometry filter parameters have been optimized to obtain the best signal to noise ratio using the simulations.

The validation is performed on flat background maps with different surface brightness values (0.01, 3 and 10 MJy/sr), to check that the recovered flux does not depend on the background. The difference between the input and recovered flux is less than 1% on an individual raster when the source is centered on a pixel. When using random positions of the sources and 2 or 4 rasters co-added, the recovered fluxes have a dispersion explained by the "edge effect" (due to the dilution of the flux in other pixels when the source falls on the edge of a pixel) and by the poor sampling of the sky, leading to an overall uncertainty of 10%.

5. Photometry, Noise Analysis, Accuracy

5.1. Flux Measurements by Aperture Photometry

Once a detection is obtained on source maps, fluxes have to be measured in final maps. Simulations of point sources on a flat background permit derivation of the *effective average footprint* on the map, which results from the PHOT footprint and the final pixeling obtained in a given field, which depends on the exact timing of the observations (roll angle).

We check that strong sources in the data have a profile in agreement with the effective footprint. The growth curve of the effective footprint is plotted in Fig. 4. The determination of the parameters for the aperture photometry filter is performed by measurements of the flux of simulated sources through different sets of apertures.

We find that the following values minimize the noise: an internal diameter of 180 arcseconds for measuring the source and an external diameter of 240 arcseconds to estimate the background. The determination of the flux takes into account the fact that at these radii we select only a part of the effective footprint, and includes the appropriate correction.

In order not to be biased by a nearby strong source which could affect the estimate of the local background in a measurement, we used a CLEAN-like procedure. We first compute a temporary catalog that we sort by decreasing flux. Then we measure the brightest source, and remove it, and repeat this process through the whole catalog. Note that this procedure is not used to extract faint sources but only to improve the photometry of sources detected before applying the CLEAN procedure.

At the end of the process, we add 10% to the source flux to account for the transient behaviour of the detector. This value is derived from our absolute measurement in

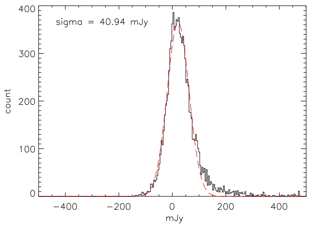


Fig. 5. 10000 random aperture photometry measurements on the FSM map indicating the confusion noise. The small excess at high flux levels is due to real sources in the data.

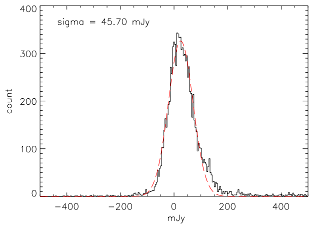


Fig. 7. 10000 random aperture photometry measurements on FN2.

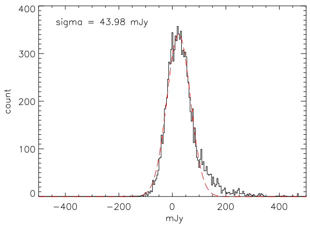


Fig. 6. 10000 random aperture photometry measurements on FN1.

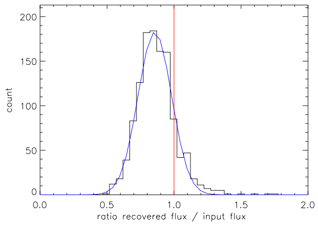


Fig. 8. Histogram of the ratio of measured flux to input flux, when sources of 500 mJy are added to the maps.

FSM (AOT P25) in which the instantaneous response and the following transient, as well as the final flux after 256 seconds, are observed (Lagache & Dole, 2001).

5.2. Confusion Noise

We made 10000 measurements on each field at random positions, and obtained distributions which are shown on figures 5, 6 and 7. These distributions represent the probability of measurements by aperture photometry on a field with sources and dominated by confusion. They are fitted in their central part by a gaussian, whose σ value is an estimate of the confusion noise. The distributions are plotted in Fig. 5 to 7. The assymetric part at high flux levels reflects the counts of bright sources. We finally derive $\sigma_c \simeq 45$ mJy for the confusion noise in all of the FIRBACK fields: 41 mJy for FSM, 44 for FN1 and 46 mJy for FN2. The $3\sigma_c$ level is thus 135 mJy and $4\sigma_c$ 180 mJy.

This estimate is compatible with the classical definition of confusion, by computing the number of independent beams in all the FIRBACK fields: with a FWHM of 94 arcseconds at 170 μm, we have $\frac{4^{\circ 2}}{(94/3600)^2} \simeq 5900$ independent beams. At the 3σ limit, that is above 135 mJy, we have 196 sources (see Sect. 6), thus $\frac{5900}{196} \simeq 30$ beams per source — in good agreement with the classical definition of the confusion of 30 independent beams per source for sources brighter that $3\sigma_c$. If we have a catalogue cutoff at $4\sigma_c$ (resp. $5\sigma_c$), we obtain 56 (resp 94) independents beams per source. Our analysis is compatible with the simulations of Hogg (2000), who shows that 30 beams per source is a minimum where source counts are steep, and suggests a threshold at about 50 beams per source.

The cirrus fluctuations have a low probability of creating spurious sources at this level of HI column-density, as shown in previous works, such as Gautier et al. (1992); Lagache (1998); Kawara et al. (1998); Puget et al. (1999); Juvela et al. (2000).

5.3. Detector Noise

The first field to be observed in our investigations was FSM1, and the goal was to demonstrate the ability of doing a deep far infrared survey limited by confusion rather than detector noise. With four independent rasters mapping exactly the same sky, that is 16 independent measurements, Lagache (1998) and Puget et al. (1999) show

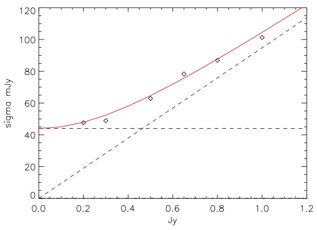


Fig. 9. Evolution of σ_s, standard deviation of measured flux on the histograms, as a function of the source flux (diamonds). σ_s can be decomposed in two components: (1) a constant component due to confusion noise σ_c (horizontal dashed line) and (2) a component proportional to the flux σ_p (sloped dashed line). σ_s is fitted by $\sqrt{\sigma_c^2+\sigma_p^2}$ (solid line).

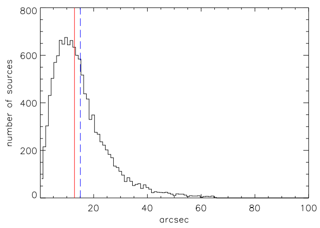


Fig. 10. Histogram of distances of identifications in the simulations. All sources brighter than 500 mJy (where the sample is complete) in the three FIRBACK fields are shown. The solid line corresponds to the median at 13 arcseconds and the dashed line at 15 arcseconds.

that the detector noise level is about 3 mJy 1σ, i.e. far below the confusion noise and thus neglected.

5.4. Photometric Accuracy

The histograms of the ratio of recovered flux to input flux of the simulated sources are used to estimate the offset and the error of the fluxes. One of these histograms is shown in figure 8 for the FN1 field and 500 mJy sources.

One can see a systematic offset of the distribution's peak with respect to the input flux. This offset is constant for a given field, and equals 16%, 19%, 18% and 16% respectively for FN1, FN2, FSM1 and FSM234. The possible explanations for this offset are (1) the variation of the effective footprint inside the field (due to an inhomogeneous sampling of the sky) and (2) the loss of flux at the edges of the pixels; it is corrected for each source according to its field.

The standard deviation of the fitted gaussian, σ_s, estimates the noise of the source flux measurements. Figure 9 shows the variation of σ_s in mJy as a function of the source flux in Jy, in the FN1 field; the variation is similar in the other fields. σ_s can be decomposed in two components:

- a constant component due to confusion noise σ_c
- a component (σ_p) proportional to the source flux, due to the difference between the mean effective footprint and the local effective footprint.

The data points are fitted by the quadratic sum of the constant and the proportional component $\sqrt{\sigma_c^2+\sigma_p^2}$.

The source flux uncertainties are computed for each field; however, there is little field-to-field variation. The uncertainty in the source flux is about 25% near $3\sigma_c$ at low fluxes, about 20% near $5\sigma_c$ and decreases to about 10% at high flux levels(near 1 Jy).

5.5. Positional Accuracy

The identification of the sources in the simulations allows us to derive the positional accuracy. Fig. 10 shows the distribution of the distance offset between the input source and the extracted source positions. All sources brighter than 500 mJy — i.e. where the sample is complete (see Sect. 7.1) — are recovered inside a 65 arcsecond radius: the mean recovered distance is 15 arcseconds, and 90% of the sample falls inside 28 arcseconds. Taking all the sources with flux levels brighter than 180 mJy, 90% of the sample is recovered inside a radius of 42 arcseconds. We conclude that 99% (respectively 93%) of the sources are found in a circle of radius of 50 arcseconds, and 98% (respectively 90 %) in 42 arcseconds when the sample is complete, above 500 mJy (respectively above 180 mJy).

6. FIRBACK Source Catalogs

6.1. ISO FIRBACK Source Catalog

The final catalog, the *ISO FIRBACK Source Catalog* (IFSC), contains 106 sources with fluxes between 180 mJy (4σ) and 2.4 Jy. The catalog is given for each field in tables 7 to 10. All the sources have been checked for detection in all individual measurements. It is interesting to note that above $5\sigma_c$ the source density is constant in the fields, with 16 sources in FSM, 15 in FN2, and 32 sources in FN1 which is twice the size of the other fields. The source density is thus 16 ± 4 sources brighter than 225 mJy per square degree. At the $4\sigma_c$ limit, the source density is 27 ± 5 sources brighter than 180 mJy per square degree, with a larger field-to-field dispersion. The brightest sources in FSM lie at 497 and 443 mJy, in FN1 at 838, 597 and 545 mJy, and in FN2 at 2377, 1251, 803, 682, 666 and 522 mJy.

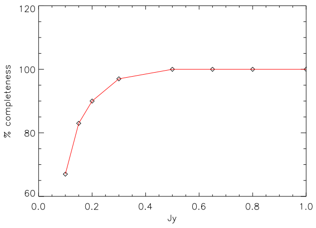


Fig. 11. Completeness of the FIRBACK catalog, computed from the simulations as the ratio of the number of detected sources to the number of added sources.

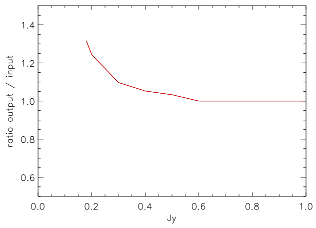


Fig. 12. Malmquist-Eddington bias. Ratio of simulated source counts to simulated observed source counts. Due to flux uncertainties, the number of counts is overestimated at low flux levels.

6.2. Complementary ISO FIRBACK Source Catalog

Sources with flux levels above the $3\sigma_c$ limit are interesting if we search for higher redshift candidates or if we require higher statistics in studying the nature of the 170 μm sources. Nevertheless, the lower signal to confusion-noise ratio leads to lower flux accuracy — reduced to about 25% at 135 mJy — and may include spurious sources: this larger uncertainty suggests avoiding the use of these sources, e.g. in the counts.

Candidates for $z > 1$ may be selected on the basis of photometric redshift using the FIR-radio correlation (Condon, 1992; Helou et al., 1985) and the submillimetre-radio correlation (Carilli & Yun, 2000). The success of recent submillimetre detections of FIRBACK sources with SCUBA at the JCMT (Scott et al., 2000, with an rms sensitivity of 2 mJy,) and with MAMBO at IRAM-30m (with an rms sensitivity better than 0.5 mJy, Lagache, private communication) in the millimetre range confirms the relevance of this technique.

In this frame of mind, we compile a Complementary ISO FIRBACK Source Catalog (CIFSC) which contains 90 sources whose flux levels lie in the range 135 to 180 mJy (3 to $4\sigma_c$), given for each field in tables 11 to 13. All the sources have been checked for detection in all individual measurements. There are 15 sources in FSM, 47 in FN1, and 28 in FN2. At this flux level, the source density is not constant between the fields and fluctuates at about 23 ± 8 sources per square degree in the range 135 - 180 mJy.

7. Source Counts

7.1. Completeness

Simulations allow us to derive the completeness, that is the ratio at a given flux between the number of added sources and the number of detected ones. The completeness is plotted in Fig. 11. Our sample is complete above 500 mJy, and is about 90% (respectively about 85%) complete above 225 mJy (respectively 180 mJy). We thus correct the surface source density for this incompleteness.

7.2. Malmquist-Eddington Bias

Uncertainties in the flux determination introduces an excess in the number of counts, known as the Malquist-Eddington bias. We characterize it with the results of the simulations, by comparing the effect of a flux dispersion on a known input source count model: a simple power law. Fig. 12 shows the ratio of an input source count model, to the simulated observations of this model. We apply the appropriate correction to the data: at 225 mJy (respectively 180 mJy) the raw counts have to be decreased by 20% (respectively 30%). We check that these values are not more sensitive than 5% (respectively 10%) at $5\sigma_c$ (respectively $4\sigma_c$) to the power law of the input model in the range 3.0 - 3.6.

7.3. FIRBACK Source Counts

Table 4. Number of sources per flux bin in $3.89^{\circ 2}$ used for the source counts, without any correction.

flux min mJy	flux max mJy	number per bin	cumulated number
180.0	190.0	13	106
190.0	210.0	20	93
210.0	240.0	21	73
240.0	300.0	24	52
300.0	500.0	19	28
500.0	∞	9	9

We present the differential source counts at 170 μm coming from the FIRBACK survey (3.89 square degrees), with 106 sources between 180 (4σ) and 2400 mJy (Figure 13). The horizontal error bar gives the flux uncertainty, and the vertical error bar the poisson noise in $\sqrt{n}$ where n is the number of sources in the bin.

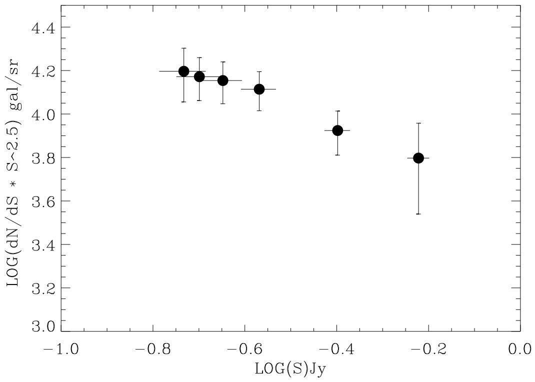


Fig. 13. FIRBACK differential source counts (normalized to euclidian counts) at 170 μm. 106 sources are brighter than 180 mJy ($4\sigma_c$) on $3.89^{\circ 2}$. The slope of the differential source counts is 3.3 ± 0.6 between 180 and 500 mJy.

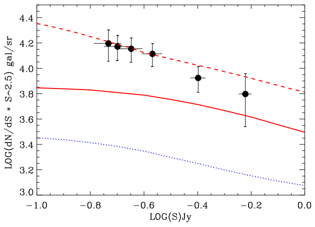


Fig. 14. FIRBACK differential source counts at 170 μm with models from Guiderdoni et al. (1998) with evolution and without ULIRG's (A, dotted line) and with evolution with ULIRG's (E, solid line), and from Dole et al. (2000) (strongly evolving LIRGs, dashed line).

Table 5. FIRBACK Integral Source Counts.

log_{10} of galaxy number per steradian	flux mJy
4.919 ± 0.085	180.0 ± 21.5
4.869 ± 0.090	190.0 ± 21.8
4.774 ± 0.102	210.0 ± 22.6
4.638 ± 0.121	240.0 ± 23.6
4.374 ± 0.166	300.0 ± 25.8
3.894 ± 0.301	500.0 ± 33.0

The statistics of sources used for source counts before any correction is given in Table 4. The integral (respectively differential) source count values are given in Table 5 (respectively Table 6). Note that for the differential counts we took only 5 sources in the last flux box, corresponding to highest fluxes (between 500 and 700 mJy).

The two points at high flux levels are compatible with no evolution since we can adjust a horizontal line inside the error bars. The slope of the differential source counts is not constant, but can reasonably be fitted by a linear of slope 3.3 ± 0.6 between 180 and 500 mJy.

8. Discussion

8.1. Comparison with other Work

Kawara et al. (1998) estimated the confusion level to be 45 mJy, and extracted 45 sources brighter than 150 mJy ($3\sigma_c$) in the $1.1^{\circ 2}$ Lockman Hole field. Juvela et al. (2000) found $\sigma_c = 44$ mJy, and detected 55 sources brighter than 150 mJy in $1.5^{\circ 2}$. Both these estimates are consistent with our measurements.

Our raw results are in agreement with the pioneering work on $1/16^{th}$ of the area of the entire FIRBACK survey by Lagache (1998) and Puget et al. (1999). Without completeness or Malmquist-Eddington bias correction, our catalogs are similar. Of the 24 sources of Puget et al. (1999), we detect 18. The six missing sources are: (1) on the edges of the field with fewer observations than required in our procedure of extraction for three of their sources, and (2) in very confused regions for the other three.

Table 6. FIRBACK Differential Source Counts.

log_{10} of $\frac{dN}{dS} \times S^{2.5}$ in gal/sr $\times$ Jy$^{1.5}$	flux bin mJy
4.179 ± 0.247	$180 - 190$
4.157 ± 0.198	$190 - 210$
4.143 ± 0.193	$210 - 240$
4.107 ± 0.180	$240 - 300$
3.921 ± 0.203	$300 - 500$
3.797 ± 0.418	$500 - 700$

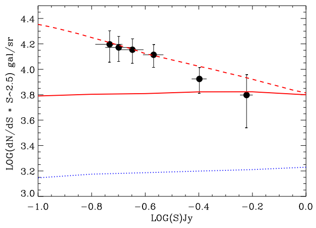


Fig. 15. FIRBACK differential source counts at 170 μm with models from Franceschini et al. (1998) without evolution (dotted line) and with evolution (solid line), and from Dole et al. (2000) (strongly evolving LIRGs, dashed line).

For the 18 common sources, the photometry is in excellent agreement (except for one source which is at the edge of the field). Both analyses find 13 sources at fluxes higher than 150 mJy in this field.

In our preliminary work (Dole et al., 1999, 2000), we detected the sources by eye and used the same photometry as Puget et al. (1999) for consistency, but we did not remove bright sources to measure the fainter sources. Statistically, these efforts are compatible with our current source counts.

8.2. Comparison with Models

The semi-analytical model from Guiderdoni et al. (1998) was used in the FIRBACK proposal to justify the integration time and surface coverage, and has been improved recently (Devriendt & Guiderdoni, 2000). Our phenomenological model (Dole et al., 2000) was developed by taking into account all the observational constraints in the infrared and submillimetre range, and is based on strong evolution of a bright population of galaxies in the luminosity function. Both models are presented in Fig. 14. The models of Franceschini et al. (1998), with and without evolution, are shown in Fig. 15.

The data unambiguously reject models without evolution or with low evolution at flux levels fainter than 500 mJy. The no-evolution model of Franceschini et al. (1998) (dots in Fig. 15) and the model without ULIRGs of Guiderdoni et al. (1998) (dotted line in Fig. 14) are not compatible with the data: they predict between 5 and 10 times fewer sources than observed.

Model E of Guiderdoni et al. (1998) with strong evolution and an addition of ULIRGs underestimates the source counts by a factor of 2, and predicts a lower slope than the observations. Nevertheless, the agreement within a factor of 2 between model E and the final observed source counts is quite remarkable: this model was developed to account for the CIB, and was used for predicting the FIRBACK source counts at the time of submission of this observing program. The phenomenological model of Dole et al. (2000)'s fits the data at faint flux.

Other semi-analytical models like e.g. Blain et al. (1999), or phenomenological models like e.g. those of Tan et al. (1999), Xu et al. (2000), and Pearson (2000), also try to reproduce the spectrum of the CIB as well as the source counts in the whole spectral domain from the mid infrared (sometimes optical) to the sub-millimeter (sometimes centimeter) range. It is out of the scope of this paper to compare all these models with our observations, but scenarii without strong evolving populations of LIRGs are uniformly unable to reproduce the data.

8.3. Resolving the Cosmic Infrared Background at 170 μm

We now ask what fraction of the CIB is contributed by sources brighter than 135 mJy at 170 μm ? Since the flux integral is dominated by sources at lower flux levels, it is rather simple to compute its value on the assumption that source counts have a constant slope. We estimate that $4 \pm 1\%$ of the CIB is resolved by sources brighter than 135 mJy.

Using the model of Dole et al. (2000), we show that 7% of the CIB is resolved in sources brighter than 135 mJy.

Thus, the population of individually observed sources in the FIRBACK survey does not dominate the CIB at this wavelength.

We can also ask at which flux levels the CIB will be largely resolved at 170 μm ? The observed slope of the source counts may be extrapolated to lower flux levels to predict a convergence. The expected flattening of the source counts close to the convergence is neglected, and thus the derived values give an upper limit. With this proviso, we find that the 170 μm background should be resolved at flux levels in the range 10 to 20 mJy, an order of magnitude fainter than the ISO sensitivity.

Using our model presented in Fig. 14, we predict that 80 to 90% of the CIB should be resolved in the range 2 to 5 mJy.

The required sensitivity at 170 μm, about 60 times better than ISO, is not reachable with current or planned space infrared observatories such as NASA's SIRTF or even ESA's Herschel (FIRST). SIRTF should be able to break about 15-30% of the background into discrete sources at 160 μm.

8.4. Nature of the FIRBACK Sources

One important intention of the FIRBACK survey was to probe the nature of the extragalactic far-infrared sources. According to most of the models, the steep slope of the source counts is due to a strongly evolving population of LIRGs. Our model shows that the effect of the K-correction by itself is not enough to explain the observations. To definitively investigate this question, one has to identify the sources and understand their nature.

Discussions of the nature of the FIRBACK sources is beyond of the scope of this paper, but the multiwavelength follow-up performed at 1.4 GHz, 1.3 mm, 850 & 450 μm, as well as other ISO and optical / NIR data, seems to show that most of the sources (typically 50%) are local ($z < 0.3$), and about 10% at high redshift ($z > 1$). Massive star formation seems also to be dominant. These indications arise from the identifications of each individual FIRBACK source in the following data (where available): DSS optical plates, IRAS SCANPI 60 and 100 μm, ISOCAM 15 μm, SCUBA 850 μm IRAM 1.3mm and VLA/ATCA 1.4 GHz. Nevertheless, identifying FIRBACK sources is not easy because of the uncertainty in the positions at 170 μm.

8.5. Survey Optimisation and Confusion

While the confusion is found to be identical in the 3 FIRBACK fields at about 45 mJy (regardless of sampling), the FSM fields have been observed twice as frequently as the northern fields. This means that the confusion limit was reached faster than expected. Two years after the end of the observations, and five years after the launch of ISO, our analysis shows that the best (ideal) observational strategy would have been to:

- spend 8 seconds at each raster point instead of 16 seconds
- sample the sky in each individual observation (raster) with an offset of one pixel only between each pointing: the regular sampling and perfect redundancy allows the extraction of instrumental effects (done in all the FIRBACK fields)
- repeat the individual observations 4 times to obtain enough redundancy (done in the FSM field)
- offset between individual observations: half a pixel in both directions to properly sample (done in FSM234 fields)
- cover more surface area with the earned time: we could have gain 25% more surface with this ideal observation strategy.

9. Conclusion & Summary

The analysis of the FIRBACK ISO deep survey sources at 170 μm is presented. After a process of data reduction and calibration of extended emission (Lagache & Dole, 2001), we performed extensive simulations to validate our source extraction process, and studied the sources of noise and accuracy in photometry and astrometry. The confusion σ_c equals 45 mJy.

We compiled the ISO FIRBACK Source Catalog ($S_{170} > 4\sigma_c$) and the Complementary ISO FIRBACK Source Catalog ($3\sigma_c < S_{170} < 4\sigma_c$, for follow-up purposes) containing 196 sources. It is important to note that the extended calibration is in excellent agreement with DIRBE and the point source calibration is in agreement with IRAS (Lagache & Dole, 2001). The differential source counts show a steep slope of 3.3 ± 0.6 between 180 and 500 mJy, and a significant excess of faint sources with respect to low or moderate evolution expectations. This strong evolution observed in the counts has a cosmological origin, and is not due solely to the effect of the K-correction. Best fitting models make use of strongly evolving LIRG populations.

The summary of the FIRBACK survey is as follows:

- observation of about $4^{\circ 2}$ in 3 high galactic latitude fields: FSM, FN1 & FN2
- ISOPHOT AOT P22 raster map mode with the `C_200` array and the `C_160` filter at 170 μm
- 128 or 256 seconds of integration per sky pixel
- extraction of instrumental effects: long and short term transients, photometric correction
- calibration of extended emission: excellent agreement between PHOT and DIRBE
- calibration of point sources compatible with IRAS
- instrumental noise: 3 mJy 1σ
- confusion noise: 45 mJy 1σ; $4\sigma_c$ sensitivity: 180 mJy
- ISO FIRBACK Source Catalog: 106 sources between 180 mJy and 2.4 Jy
- Complementary ISO FIRBACK Source Catalog: 90 sources between 135 and 180 mJy
- Flux uncertainty error: 25% at $3\sigma_c$, 20% at $5\sigma_c$, and reduced to 10% at higher flux levels
- positional error: 100 arcsecond diameter circle (99% of the sources)
- source density for $S_{170} > 225$ mJy: 16 ± 4 sources per square degree
- source density for $S_{170} > 180$ mJy: 27 ± 5 sources per square degree degree
- slope of the differential source counts: 3.3 ± 0.6 between 180 and 500 mJy
- 4 to 7% of the Cosmic Infrared Background at 170 μm is resolved into sources brighter than 135 mJy
- Prediction that the CIB will be resolved at flux levels in the range 1 to 10 mJy at 170 μm
- Catalogs, images, and plots available on line at: `http://wwwfirback.ias.u-psud.fr`

Acknowledgements. HD, GL & JLP appreciate discussions with Rene Laureijs and Carlos Gabriel at Vilspa and Ulrich Klaas at Heidelberg. We also are greatful to Alain Abergel, Alain Coulais & Marc-Antoine Miville-Deschênes at IAS, for stimulating and helpful discussions through the analysis of the FIRBACK data. Thanks also go to Martin Kessler and his team who did a great job in planning ISO observations so efficiently. MH acknowledges support of his participation on ISO through NASA grants and contracts.

Table 7. FIRBACK Catalog in FSM: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FSM_000	3 09 25	-54 52 04	497	52	11.0
FSM_001	3 12 07	-55 17 09	443	50	9.9
FSM_002	3 12 29	-55 16 30	420	49	9.3
FSM_003	3 11 59	-55 14 20	369	46	8.2
FSM_004	3 08 37	-55 20 45	365	46	8.1
FSM_005	3 10 22	-54 31 55	301	43	6.7
FSM_006	3 10 45	-54 32 05	300	43	6.7
FSM_007	3 12 10	-55 09 00	296	43	6.6
FSM_008	3 12 33	-54 57 00	269	42	6.0
FSM_009	3 08 42	-54 27 28	267	41	5.9
FSM_010	3 10 16	-55 01 37	261	41	5.8
FSM_011	3 12 53	-55 09 28	239	40	5.3
FSM_012	3 08 03	-54 34 33	232	40	5.2
FSM_013	3 15 18	-55 01 26	228	40	5.1
FSM_014	3 14 50	-54 59 09	226	40	5.0
FSM_015	3 10 37	-54 26 16	225	40	5.0
FSM_016	3 13 07	-54 49 40	214	39	4.8
FSM_017	3 08 24	-54 28 04	210	39	4.7
FSM_018	3 10 01	-55 11 45	207	39	4.6
FSM_019	3 07 28	-55 09 07	202	39	4.5
FSM_020	3 09 31	-55 25 04	200	38	4.4
FSM_021	3 08 50	-55 05 45	190	38	4.2
FSM_022	3 09 24	-55 10 37	182	38	4.1

Table 8. FIRBACK Catalog in FN1: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN1_000	16 05 52	54 06 46	838	90	18.6
FN1_001	16 07 37	53 57 25	597	73	13.3
FN1_002	16 10 07	54 10 40	545	69	12.1
FN1_003	16 12 55	54 54 57	408	59	9.1
FN1_004	16 11 09	53 58 01	391	58	8.7
FN1_005	16 04 44	54 32 56	374	57	8.3
FN1_006	16 04 37	54 44 16	348	55	7.7
FN1_007	16 13 32	54 16 22	338	54	7.5
FN1_008	16 08 58	54 18 25	335	54	7.4
FN1_009	16 08 05	54 53 02	313	52	7.0
FN1_010	16 09 34	53 51 57	309	52	6.9
FN1_011	16 08 09	53 52 58	304	52	6.8
FN1_012	16 12 17	54 08 31	302	51	6.7
FN1_013	16 07 38	55 02 13	300	51	6.7
FN1_014	16 15 51	54 15 18	295	51	6.6
FN1_015	16 07 25	54 11 52	294	51	6.5
FN1_016	16 07 32	54 46 12	289	51	6.4
FN1_017	16 05 48	54 38 56	288	50	6.4
FN1_018	16 14 11	54 19 01	288	50	6.4
FN1_019	16 12 36	54 15 39	285	50	6.3
FN1_020	16 08 11	54 55 58	283	50	6.3
FN1_021	16 13 11	54 51 43	271	49	6.0
FN1_022	16 16 00	54 18 25	270	49	6.0
FN1_023	16 08 33	53 50 16	270	49	6.0
FN1_024	16 09 38	54 12 28	266	49	5.9
FN1_025	16 08 35	54 54 32	243	47	5.4
FN1_026	16 14 37	54 16 26	241	47	5.3
FN1_027	16 11 25	55 02 59	234	47	5.2
FN1_028	16 07 42	53 42 43	229	46	5.1
FN1_029	16 11 19	54 16 37	229	46	5.1
FN1_030	16 05 28	54 47 52	228	46	5.1
FN1_031	16 11 03	54 43 19	225	46	5.0
FN1_032	16 12 41	54 37 11	224	46	5.0
FN1_033	16 13 00	54 09 50	224	46	5.0
FN1_034	16 07 23	54 43 12	221	46	4.9
FN1_035	16 15 25	54 34 30	218	45	4.8
FN1_036	16 06 36	54 57 54	214	45	4.7
FN1_037	16 15 09	54 18 46	210	45	4.7
FN1_038	16 07 48	53 48 14	207	45	4.6
FN1_039	16 08 50	54 51 46	205	45	4.6
FN1_040	16 09 28	54 28 40	205	45	4.5
FN1_041	16 08 15	54 28 22	204	44	4.5
FN1_042	16 10 39	54 36 10	202	44	4.5
FN1_043	16 05 57	54 22 26	201	44	4.5
FN1_044	16 09 33	54 19 01	198	44	4.4
FN1_045	16 08 51	54 47 27	198	44	4.4
FN1_046	16 12 55	54 07 48	196	44	4.4
FN1_047	16 08 04	53 57 32	196	44	4.4
FN1_048	16 11 00	54 22 40	192	44	4.3
FN1_049	16 13 09	54 35 05	186	43	4.1

References

Altieri, B, Metcalfe, L, Kneib,J. P. et al. 1999, *A&A*, 343:L65.

Aussel, H, Cesarsky, C. J, Elbaz, D, & Starck, J. L. 1999, *A&A*, 342:313.

Bertin, E & Arnouts, S. 1996, *A&As*, 117:393.

Blain, A. W, Jameson, A, Smail, I, et al. 1999, *MNRAS*, 309:715.

Carilli, C. L & Yun, M. S. 2000, *ApJ*, 530:618.

Cesarsky, C. J, Abergel, A, Agnese, et al. 1996, *A&A*, 315:L32.

Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30:575.

Coulais, A, Fouks, B. I, Giovannelli, et al. In *SPIE 2000*, 2000.

Désert, F. X, Abergel, A, Bernard, J. P, et al. In Dwek, E, editor, *Unveiling the Cosmic Infrared Background*, page 96. AIP Conference Proceedings 348, 1995.

Table 9. FIRBACK Catalog in FN1 (continued).

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN1_050	16 13 55	54 47 16	185	43	4.1
FN1_051	16 05 35	54 55 37	185	43	4.1
FN1_052	16 06 16	54 31 37	183	43	4.1
FN1_053	16 09 19	53 49 08	182	43	4.0
FN1_054	16 15 25	54 21 17	182	43	4.0
FN1_055	16 06 18	54 35 52	180	43	4.0

Table 10. FIRBACK Catalog in FN2: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
FN2_000	16 37 33	40 52 26	2377	213	52.8
FN2_001	16 35 08	40 59 20	1251	139	27.8
FN2_002	16 36 10	41 05 16	803	102	17.8
FN2_003	16 35 25	40 55 51	682	92	15.2
FN2_004	16 34 01	41 20 49	666	91	14.8
FN2_005	16 32 43	41 08 38	522	78	11.6
FN2_006	16 35 06	41 10 51	346	62	7.7
FN2_007	16 35 45	40 39 14	316	60	7.0
FN2_008	16 35 47	41 28 58	293	58	6.5
FN2_009	16 33 55	40 53 13	291	57	6.5
FN2_010	16 35 38	41 16 58	285	57	6.3
FN2_011	16 38 07	40 58 12	260	55	5.8
FN2_012	16 34 13	40 56 45	249	54	5.5
FN2_013	16 34 08	40 50 52	244	53	5.4
FN2_014	16 38 24	41 13 19	235	52	5.2
FN2_015	16 36 07	40 55 37	223	51	5.0
FN2_016	16 34 26	40 54 07	218	51	4.9
FN2_017	16 34 44	41 08 42	213	50	4.7
FN2_018	16 33 38	41 01 15	212	50	4.7
FN2_019	16 37 17	40 48 36	205	49	4.6
FN2_020	16 32 41	41 06 10	201	49	4.5
FN2_021	16 37 58	40 51 21	196	49	4.4
FN2_022	16 37 08	41 28 26	190	48	4.2
FN2_023	16 33 51	40 49 44	188	48	4.2
FN2_024	16 38 56	41 02 13	185	48	4.1
FN2_025	16 36 31	40 47 38	184	48	4.1
FN2_026	16 36 16	40 48 28	182	47	4.0

Table 11. FIRBACK Complementary Catalog in FSM: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFSM_023	3 14 06	-55 16 12	173	37	3.8
CFSM_024	3 07 48	-55 01 44	165	37	3.7
CFSM_025	3 13 15	-55 04 44	160	37	3.6
CFSM_026	3 09 43	-54 43 08	160	37	3.5
CFSM_027	3 13 05	-55 17 02	158	37	3.5
CFSM_028	3 09 28	-54 09 57	157	37	3.5
CFSM_029	3 08 38	-54 57 35	157	37	3.5
CFSM_030	3 10 46	-54 19 11	151	36	3.4
CFSM_031	3 13 50	-54 58 15	151	36	3.3
CFSM_032	3 09 41	-54 21 07	149	36	3.3
CFSM_033	3 12 41	-54 53 38	147	36	3.3
CFSM_034	3 10 31	-54 43 51	145	36	3.2
CFSM_035	3 08 09	-55 09 07	142	36	3.2
CFSM_036	3 11 36	-54 56 13	141	36	3.1
CFSM_037	3 08 54	-55 00 46	136	36	3.0

Désert, F. X, Puget, J. L, Clements, D. L, et al. 1999, *A&A*, 342:363.

Devriendt, J. E. G & Guiderdoni, B. 2000, *A&A*, 363:851.

Dole, H, Lagache, G, Puget, et al. In Cox, P & Kessler, M, editors, *The Universe as Seen by ISO, Paris, Unesco, 1998, astro-ph/9902122*, page 1031. ESA-SP/427, 1999.

Dole, H, Gispert, R, Lagache, et al. In Lemke, Stickel, Wilke, Eds *ISO view of a Dusty Universe, Ringberg, Nov 1999, astro-ph/0002283.* Springer Lecture Notes, 2000.

Dole, H. PhD thesis, Université Paris-Sud XI, Orsay, 2000.

Efstathiou, A, Oliver, S, Rowan-Robinson, M, et al. 2000, *MNRAS*, 319:1169.

Elbaz, D, Cesarsky, C. J, Fadda, D, et al. 1999, *A&A*, 351:L37.

Flores, H, Hammer, F, Désert, F. X, et al. 1999, *A&A*, 343:389.

Franceschini, A, Andreani, P, & Danese, L. 1998, *MNRAS*, 296:709.

Gabriel, C, Acosta-Pulido, J, Heinrichsen, I, et al. In Hunt, G & H. E. Payne, e, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems VI*, page 108, 1997.

Gautier, T. N. I, Boulanger, F, Perault, M, & Puget, J. L. 1992, *AJ*, 103:1313.

Genzel, R & Cesarsky, C. J. 2000, *ARA&A*, 38:761.

Gispert, R, Lagache, G, & Puget, J. L. 2000, *A&A*, 360:1.

Guiderdoni, B, Hivon, E, Bouchet, F. R, & Maffei, B. 1998, *MNRAS*, 295:877.

Helou, G, Soifer, B. T, & Rowan-Robinson, M. 1985, *ApJ*, 298:L7.

Hogbom, J. A. 1974, *A&As*, 15:417.

Hogg, D. W. 2000, *AJ submitted, astro-ph/0004054*.

Juvela, M, Mattila, K, & Lemke, D. 2000, *A&A*, 360:813.

Kawara, K, Sato, Y, Matsuhara, H, et al. 1998, *A&A*, 336:L9.

Kessler, M. F, Steinz, J. A, Anderegg, M. E, et al. 1996, *A&A*, 315:L27.

Kessler, M. F. In Casoli, F, Lequeux, J, & David, F, editors, *Infrared Space Astronomy, Today and Tomorrow*, page 29. Les Houches School, 1998, session LXX, 2000.

Lagache, G & Dole, H. 2001, *A&A*, submitted.

Lagache, G & Puget, J. L. 2000, *A&A*, 355:17.

Lagache, G, Abergel, A, Boulanger, F, & Puget, J. L. 1998, *A&A*, 333:L709.

Lagache, G. PhD thesis, Université Paris XI Orsay, 1998.

Lemke, D, Klaas, U, Abolins, J, et al. 1996, *A&A*, 315:L64.

Table 12. FIRBACK Complementary Catalog in FN1: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFN1_056	16 11 40	54 17 24	179	43	4.0
CFN1_057	16 08 06	54 36 36	176	43	3.9
CFN1_058	16 14 18	54 06 46	175	42	3.9
CFN1_059	16 08 00	54 24 17	175	42	3.9
CFN1_060	16 11 26	54 12 54	168	42	3.7
CFN1_061	16 07 49	54 41 02	168	42	3.7
CFN1_062	16 14 25	54 23 27	168	42	3.7
CFN1_063	16 12 09	54 20 13	166	42	3.7
CFN1_064	16 08 21	54 38 42	166	42	3.7
CFN1_065	16 14 04	54 27 46	166	42	3.7
CFN1_066	16 11 51	54 52 37	165	42	3.7
CFN1_067	16 09 44	55 01 22	165	42	3.7
CFN1_068	16 10 46	54 10 37	165	42	3.7
CFN1_069	16 08 57	53 51 54	165	42	3.7
CFN1_070	16 15 42	54 32 09	164	42	3.7
CFN1_071	16 09 29	54 00 43	163	42	3.6
CFN1_072	16 13 03	54 48 32	161	41	3.6
CFN1_073	16 05 37	54 31 33	161	41	3.6
CFN1_074	16 08 43	53 59 38	161	41	3.6
CFN1_075	16 05 25	54 24 57	159	41	3.5
CFN1_076	16 09 53	54 03 36	159	41	3.5
CFN1_077	16 07 09	54 49 40	159	41	3.5
CFN1_078	16 12 37	54 28 51	158	41	3.5
CFN1_079	16 13 29	54 43 55	157	41	3.5
CFN1_080	16 10 32	55 01 22	154	41	3.4
CFN1_081	16 12 24	54 19 22	153	41	3.4
CFN1_082	16 05 39	54 41 45	151	41	3.4
CFN1_083	16 10 20	54 21 50	150	41	3.3
CFN1_084	16 14 12	54 55 58	149	41	3.3
CFN1_085	16 12 58	54 45 21	149	41	3.3
CFN1_086	16 10 22	54 01 08	148	40	3.3
CFN1_087	16 09 44	53 49 37	147	40	3.3
CFN1_088	16 14 34	54 38 38	146	40	3.3
CFN1_089	16 12 00	54 00 21	144	40	3.2
CFN1_090	16 14 59	54 09 17	143	40	3.2
CFN1_091	16 10 44	55 06 21	141	40	3.1
CFN1_092	16 10 34	54 20 02	140	40	3.1
CFN1_093	16 08 06	54 25 37	140	40	3.1
CFN1_094	16 13 52	54 28 33	138	40	3.1
CFN1_095	16 08 13	55 05 59	138	40	3.1
CFN1_096	16 03 49	54 41 49	138	40	3.1
CFN1_097	16 08 38	55 04 04	137	40	3.1
CFN1_098	16 11 53	54 10 44	137	40	3.0
CFN1_099	16 12 57	54 14 38	137	40	3.0
CFN1_100	16 03 42	54 49 15	136	40	3.0
CFN1_101	16 09 46	54 21 28	136	40	3.0
CFN1_102	16 14 40	54 26 34	135	40	3.0

Table 13. FIRBACK Complementary Catalog in FN2: coordinates are in hours (α_{2000}) or degrees (δ_{2000}), minutes, seconds, the flux S and the flux uncertainty δS at 170μm are in mJy.

source	α_{2000}	δ_{2000}	S	δS	S/σ_c
CFN2_027	16 37 06	41 24 10	179	47	4.0
CFN2_028	16 36 35	40 56 06	178	47	4.0
CFN2_029	16 34 20	41 06 54	178	47	4.0
CFN2_030	16 35 23	40 38 42	178	47	4.0
CFN2_031	16 34 21	41 10 19	171	46	3.8
CFN2_032	16 35 03	41 31 37	168	46	3.7
CFN2_033	16 34 00	41 11 20	168	46	3.7
CFN2_034	16 34 12	40 46 26	166	46	3.7
CFN2_035	16 38 50	41 05 27	166	46	3.7
CFN2_036	16 37 01	40 43 08	165	46	3.7
CFN2_037	16 38 15	40 54 25	162	45	3.6
CFN2_038	16 34 32	41 22 37	161	45	3.6
CFN2_039	16 36 13	40 42 25	160	45	3.6
CFN2_040	16 36 45	41 31 22	158	45	3.5
CFN2_041	16 34 31	41 00 14	156	45	3.5
CFN2_042	16 35 59	40 37 33	155	45	3.4
CFN2_043	16 35 44	40 49 26	154	45	3.4
CFN2_044	16 37 26	40 45 39	150	44	3.3
CFN2_045	16 34 23	41 20 02	150	44	3.3
CFN2_046	16 36 04	40 30 21	147	44	3.3
CFN2_047	16 34 51	41 20 27	147	44	3.3
CFN2_048	16 37 37	40 57 00	145	44	3.2
CFN2_049	16 37 42	41 19 11	143	44	3.2
CFN2_050	16 37 18	41 16 04	142	44	3.2
CFN2_051	16 36 18	41 15 21	142	44	3.2
CFN2_052	16 34 06	41 03 10	141	44	3.1
CFN2_053	16 36 23	41 23 13	138	43	3.1
CFN2_054	16 36 56	41 14 09	136	43	3.0

Linden-Vornle, M. J. D, Norgaard-Nielsen, H. U, Jorgensen, H. E, et al. 2000, *A&A*, 359:L51.

Miville-Deschenes, M. A, Boulanger, F, Abergel, A, & Bernard, J. P. 2000, *A&A*, in press, astro-ph/0008110.

Oliver, S, Rowan-Robinson, M, Alexander, D. M, et al. 2000, *MNRAS*, 316:749.

Pearson, C. astro-ph/0011335, 2000.

Puget, J. L, Abergel, A, Bernard, J. P, et al. 1996, *A&A*, 308:L5.

Puget, J. L, Lagache, G, Clements, et al. 1999, *A&A*, 345:29.

Sanders, D. B & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34:749.

Scott, D, Lagache, G, Borys, C, et al. 2000, *A&A*, 357:L5.

Serjeant, S, Oliver, S, Rowan-Robinson, M, et al. 2000, *MNRAS*, 316:768.

Serjeant, S, Efstathiou A, Oliver, S, et al. astro-ph/0010025, 2000.

Starck, J. L, Aussel, H, Elbaz, D, et al. 1999, *A&As*, 138:365.

Stickel, M, Bogun, S, Lemke,et al. 1998, *A&A*, 336:116.

Stickel, M, Lemke, D, Klaas, U, et al. 2000, *A&A*, 359:865.

Tan, J. C, Silk, J, & Balland, C. 1999, *ApJ*, 522:579.

Xu, C, Lonsdale, C. J, Shupe, D. L, O'Linger, J, & Masci, F. astro-ph/0009220, 2000.

Annexe B

Article de vulgarisation et communiqués de presse

Sommaire

ESA PRESSE
INFORMATION NOTE
European Space Agency

N° 24-98 - Paris, 23 July 1998 ISO sees the pattern in the cosmic wallpaper

The European infrared space telescope finds a new population of galaxies, the first objects known to contribute to the background glow of the universe.

The discovery will help to solve the mystery of galaxy formation.

Two dozen distant galaxies that are undergoing a process of intense evolution --either merging to build larger ones or reaching their final shape-- have been detected by a team of French astronomers using the European Space Agency's ISO space telescope. These are the first individual objects known to contribute their energy to the bulk of the Cosmic Infrared Background, a radiation that fills the entire universe like a wallpaper, emitted at the era when galaxies were formed. The new-found distant galaxies are indeed like the 'pattern' in this 'cosmic wallpaper'.

This discovery will for the first time enable scientists to test different theories of galaxy formation, and therefore to tackle a key problem of astronomy --the birth process of galaxies which has remained a mystery so far, mainly because current telescopes cannot reach that far back in time, about 12,000 million years ago.

This obstacle has been partially overcome by the French team headed by Jean-Loup Puget, at the Institut d'Astrophysique Spatiale in Paris, precisely because they searched for the primeval galaxies by focusing first on the study of the cosmic wallpaper, the 'Cosmic Infrared Background' (see note to editors below). This background glow that fills the whole universe is a by-product of the galaxy formation itself, a relic of the era when the first galaxies were being born. Its existence was predicted three decades ago and it was known to be detectable only at infrared wavelengths, as the dust enshrouding young galaxies causes them to be both opaque in visible light but bright at infrared wavelengths. However, this cosmic wallpaper turned out to be very dim: only two years ago Puget's team detected it after a careful analysis of data from NASA's COBE satellite.

Once the 'Cosmic Infrared Background' had been found, the next step was to disentangle it into the sources contributing to it, that is, into the young galaxies in evolution or the 'pattern' in the wallpaper.

The two dozen distant galaxies that Puget's team now report to have found are extremely faint. Their detection could only be attempted by using the spectrophotometer ISOPHOT on-board ESA's ISO, the best and most sensitive infrared space telescope so far.

Commenting on this discovery, Puget said "Astronomers didn't expect too many sources at first, but although we have confirmed our prediction of a large number of galaxies we know also that these objects are only the tip of the iceberg. Using our method and with more sensitive instruments, especially the FIRST satellite now planned by ESA as ISO's successor, many more new sources will come out" .

When searching for the Cosmic Infrared Background as well as for the individual galaxies contributing to it, in both cases the most difficult task the team had to face was to subtract all the infrared emission coming from foreground sources, such as the dust in our own Galaxy and the Solar System.

"It was like trying to hear a bird singing behind the noise of heavy traffic" explains Puget. One of the most surprising implications of the finding of the Cosmic Infrared Background --recently confirmed by three other groups of astronomers examining the COBE data-- is that many more stars than previously known did form in the early universe.

'Dark age' of the universe

To identify the faint sources contributing to the infrared background glow demanded development of a specific method. First, the French team ran computer models to infer the populations of galaxies required to produce the observed background, then they defined the characteristics of an infrared survey tailored to detect that predicted population. That's how the search with the ISO satellite was started.

"The spectrophotometer ISOPHOT on board ISO is the only instrument nowadays capable of detecting faint sources at the wavelengths we needed, that is, beyond 100 microns", Puget points out. The area of the sky they surveyed, called the Marano Fields, is in the southern hemisphere; it is well studied at other wavelengths and especially clean of the 'noise' from foreground sources.

The detection of the new 24 far infrared sources proved the method successful. Using it, astronomers will probably be able to peer into the 'dark age' of the universe, a period more than 12,000 million years ago beyond the reach of the current telescopes, when the first galaxies were formed. This discovery shows that the exploration of this period needs to be done at infrared wavelengths.

But there's still much work to be done, such as finding many more sources contributing to the Cosmic Infrared Background and establishing the precise age of the new population of galaxies found by ISOPHOT.

"We need to find them by visible light if we can, and measure their distances and ages. What we do know is that these galaxies at the range now detected contribute less than 12 of the Cosmic Infrared Background, which means that the largest contribution comes from fainter sources we have not yet caught. We have very hard and long work ahead", indicates Puget.

The paper has been submitted to the scientific journal 'Astronomy and Astrophysics'.

A picture and caption associated with this information note are available on the WWW at http://www.iso.vilspa.esa.es/outreach/esa_pr/firback.htm and in hard copy form from the ESA Public Relations Division in Paris.

FOOTNOTE ABOUT ISO ISO was put into orbit in November 1995, by an Ariane 44P launcher from the European space base at Kourou in French Guiana. As an unprecedented observatory for infrared astronomy, able to examine cool and hidden places in the Universe, ISO successfully made more than 26,000 observations. A supply of liquid helium, used to cool the telescope and instruments close to the absolute zero of temperature, lasted more than 30 longer than expected, but ran out on 8 April 1998 (see ESA Press Information Note No. 11-98 of 9 April).

NOTE TO EDITORS The Cosmic Infrared Background is not to be confused with the Microwave Background Radiation, which also fills the universe but was released shortly after the Big Bang. The Microwave Background Radiation is the echo of the Big Bang itself, whereas the Cosmic Infrared Background is the fossil of the process of galaxy formation.

Further information is available from: ESA Public Relations Division: Tel: +33(0)1.53.69.71.55 Fax: +33(0)1.53.69.76.90

ESA ISO Project Scientist: Dr Martin Kessler at +34.91.813.12.53 or mkessler@iso.vilspa.esa.es

Institut d’Astrophysique Spatiale (Paris): Jean-Loup Puget at +33 1 69858665 or puget@ias.fr

ISO on the Internet For more details about ISO, results and a picture gallery, visit the website: http://www.iso.vilspa.esa.es/

Public Relations Offices

ESA Press Releases and other information can also be found on the World Wide Web.

The ESA homepage is;

http://www.esa.int

The ESA Press Releases & Information Notes are under;

http://www.esa.int/htdocs/tidc/press.html

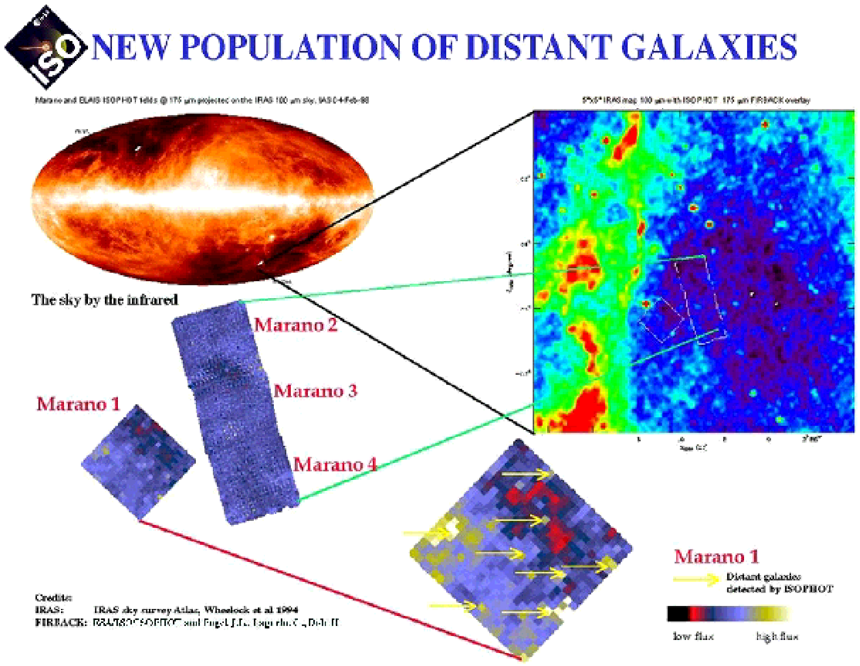
The latest ISO/ESA Press Releases & Information Notes will be posted under;

http://www.iso.vilspa.esa.es/outreach/esa_pr/.

Back to the [ISO Homepage]   [Press Releases and Information Notes]

ISO sees the pattern in the cosmic wallpaper

[Full text of the Information Note]



Caption:

Two dozen distant galaxies that are undergoing a process of intense evolution - either merging to build larger ones or reaching their final shape - have been detected by a team of French astronomers using the European Space Agency's ISO space telescope. These are the first individual objects known to contribute their energy to the Cosmic Infrared Background, a radiation that fills the entire universe like a kind of wallpaper. The new-found galaxies indeed resemble the 'pattern' in this cosmic wallpaper.

The oval-shaped image at the top-left corner is a map of the infrared sky obtained by the IRAS satellite. It shows in red the emission from objects in our own galaxy; this acts like a curtain making it difficult for astronomers to see through. For this observation the ISO telescope was pointed at a region of the southern hemisphere called the Marano Fields, which is especially clean of emission from foreground sources and is thus like a hole in the curtain.

The new population of galaxies now identified emit so faintly that astronomers could only detect them by using the spectrophotometer ISOPHOT on-board ESA'S ISO, the best and most sensitive infrared space telescope so far.

However, main author Jean-Loup Puget, at the Institut d'Astrophysique Spatiale in Paris, considers these galaxies to be "the tip of the iceberg" and expects to find many more such sources when searching with even more sensitive instruments such as the FIRST telescope already planned by ESA as ISO's successor.

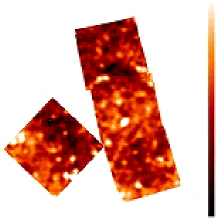
Credits:

-For the IRAS image: "IRAS sky survey Atlas, Wheelock et al 1994"
-For the FIRBACK image:"ESA/ISO/ISOPHOT and Puget J.L., Lagache G., Dole H."

[ISO Home Page | ISO Press Releases and Information Notes Page]

Sci.esa.int

Esa Science News



ISO sees the golden age of galaxy formation

05 Nov 1999
The ancestors of today’s galaxies revealed

The Milky Way is a fairly quiet galaxy now, but some thousands of millions years ago it was quite a different story. ESA’s infrared space observatory, ISO, has taken pictures of the ’golden age’ of galaxy formation, the epoch when galaxies were taking the shape we see now, and has unveiled more than a thousand very active young galaxies in which non-stop star-formation machines are at work. The results, being presented at a workshop at Ringberg Castle in Germany (8-12 November 1999), show that the ancestors of today’s galaxies were much more active than hitherto thought, with many more stars being born.

The new results come from detailed analysis of the ISO ’deep surveys’, observing programmes aimed at detecting the faintest and farthest objects ever seen at infrared wavelengths. In astronomy, looking far into space also means looking back in time; thus by observing distant galaxies, ISO was actually seeing how galaxies in today’s universe, such as our own and its closest neighbours, looked about ten thousand million years ago. The goal, astronomers said, was to address the many unanswered questions about galaxy formation and evolution. For instance, did all galaxies form at about the same time or is there a continuous galaxy-making process going on in the Universe?

The first results from the ISO deep surveys, presented about a year ago, provided some early clues. ISO astronomers searched for signs of star formation in the distant Universe, since the birth of many stars means that a galaxy is undergoing a phase of intense evolution. What they found was that galaxies with intense star formation, and thus very actively evolving, were much more common in the past than they are now. ISO also suggested that previous estimates about past star formation were wrong: many more stars than previously thought were made in the ancestors of today’s galaxies.

Earlier calculations had been based on surveys with optical telescopes, whose view is obscured by the dust created by stars during their life cycle. However, the dust becomes bright when observed with infrared telescopes, and it was precisely the obscuring dust that ISO used as a tracer of star formation. ISO demonstrated that young galaxies formed three to four times more stars than suggested by optical surveys. This is what ISO astronomers call ’the dusty ISO revolution’.

The new results, to be presented at a workshop (entitled 'ISO Surveys of a Dusty Universe') at Ringberg Castle organised by the Max Planck Institute of Astronomy, are the definitive analyses of the ISO surveys. About sixty astronomers, mostly from Germany, France, the UK, Italy and Finland, have compared the data from almost all the surveys, performed with two instruments and focused on six different regions of the sky, in the Southern and Northern hemispheres. These regions include the well-known Hubble Deep Fields (North and South), now seen with ISO at long infrared wavelengths.

"We can fully confirm our estimates of last year about star formation, and we can also be much more specific about the galaxies we have observed", Italian astronomer Dario Fadda said. *"We have detected more than a thousand distant young galaxies, seen for the first time in the infrared. Many of them had been observed with optical telescopes, but the fact that they are bright in the infrared means that they are dusty, and hence that a lot of new stars are being born there. We are seeing galaxies evolving very quickly"*.

Fadda, from the Service d'Astrophysique at the Commissariat à l'Energie Atomique, CEA, Saclay (France), has worked with the data obtained by ISOCAM, the infrared camera on board ISO. The team still don't know the precise distance at which each galaxy lies, but using a sample of one hundred galaxies with measured distances, they believe they are seeing the epoch when the Universe was about two thirds its present age.

Galaxies behind the curtain

The results from the other instrument used for the deep surveys, ISO's photometer ISOPHOT, show the same scenario: a younger Universe in which galaxies are evolving very actively, with a lot of star formation. ISOPHOT focused on study of the Cosmic Infrared Background, a faint infrared glow that fills the entire Universe. This Infrared Background was emitted by all galaxies in the past, and in particular by the dust heated in star formation events.

The team - called the FIRBACK (Far InfraRed Background) consortium - working with ISOPHOT last year discovered the first objects that contribute to this infrared background: over two hundred distant galaxies undergoing a process of intense evolution.

Now they've found that there are many more galaxies 'pouring' energy into the infrared glow. These are either too faint or too far away to be seen as individual sources by ISOPHOT: astronomers detect these galaxies as brighter 'bumps' in the infrared background, as if hidden behind a curtain. The technical term is 'fluctuations' in the infrared background. Experts highlight this result as one of the most exciting to be presented at the Ringberg workshop.

"Studying these infrared background fluctuations in addition to the initial and important step of merely detecting this emission will bring unprecedented new insights into galaxy formation and evolution. This is similar to the spectacular breakthrough

expected from the detailed studies of the Cosmic Microwave Background fluctuations which will be measured by ESA's Planck Mission." "The ISO results not only test the models of galaxy evolution, but also give new observational constraints on this process", said Hervé Dole, from the Institut d'Astrophysique Spatiale (France), a member of the FIRBACK team. "Now we can be sure that there was much more star formation than previously thought, and that the maximum for that star formation happened when the Universe was between three and one thousand million years old - assuming that the present Universe is fifteen thousand million years old. Afterwards, and until the present day, the star-forming rate decreased quickly".

The latest results from the ISOCAM and ISOPHOT deep surveys will be published soon in the scientific journal Astronomy and Astrophysics.

Footnote about ISO
The European Space Agency's infrared space observatory, ISO, operated from November 1995 to May 1998, almost a year longer than expected. An unprecedented observatory for infrared astronomy, able to examine cool and hidden places in the Universe, ISO made nearly 30 000 scientific observations.

For more information please contact:

ESA Public Relations Division:
Tel: +33(0)1.53.69.71.55
Fax: +33(0)1.53.69.76.90

Martin F. Kessler (ISO Project Scientist):
Tel: +34 91 813 1254
mkessler@iso.vilspa.esa.es

Journalists wishing to contact participants at the meeting 'ISO Surveys of a Dusty Universe' should contact the organiser of the workshop:

Dietrich Lemke, MPIA, Heidelberg, Germany
(also Principal Investigator for ISOPHOT)
lemke@mpia-hd.mpg.de
Tel: + 49 (0) 6221 528 259

or, from 8-12 November, at:

MPG Tagungsstaette Schloss Ringberg
Tel.: + 49 (0) 8022 2790
Fax: + 49 (0) 8022 279259

Other science contacts:

Results from ISO's Camera (ISOCAM):
Dario Fadda, CEA Saclay, France
dfadda@cea.fr

David Elbaz, CEA Saclay, France
delbaz@cea.fr

Results from ISO's Photometer (ISOPHOT):
Hervé Dole, IAS, Orsay, France
Herve.Dole@ias.fr

Guilaine Lagache, IAS, Orsay, France
lagache@ias.fr

Jean-Loup Puget, IAS, Orsay, France
puget@ias.fr

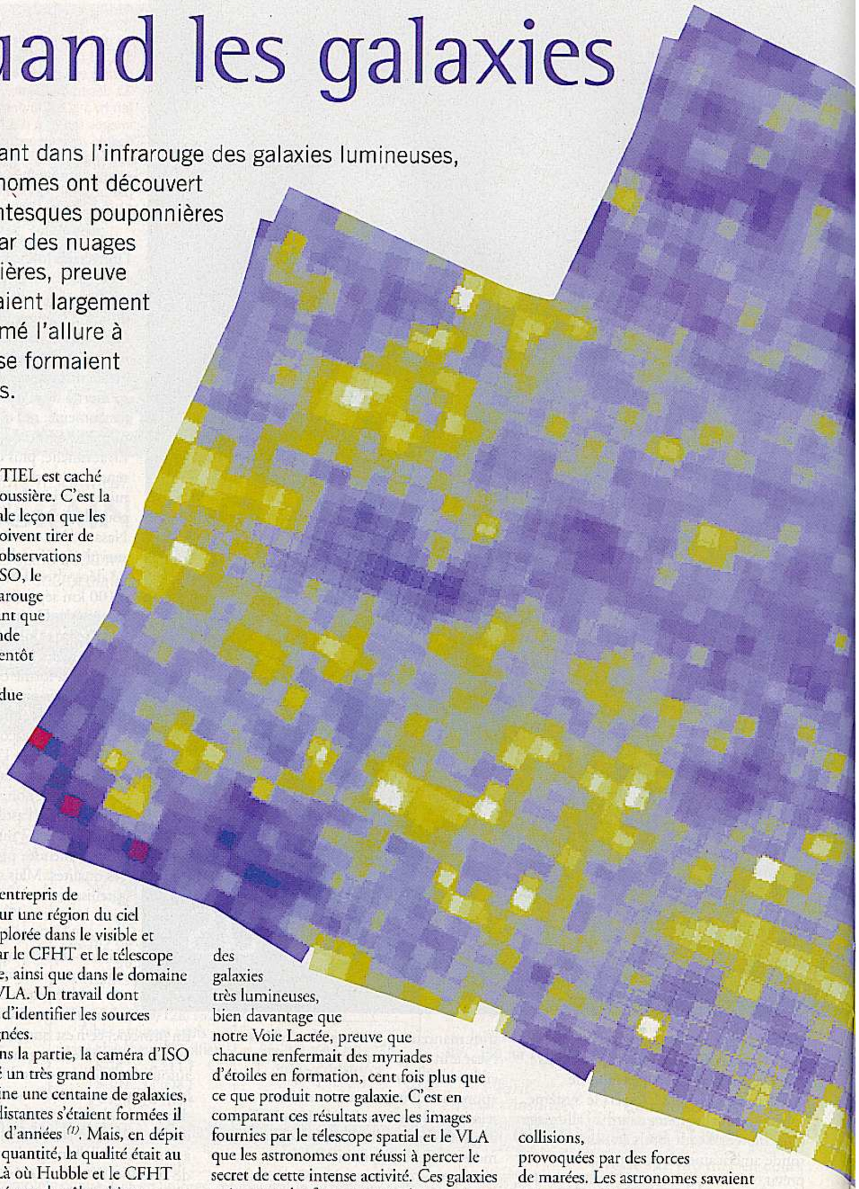
For more information about ISO and ESA's Science Programme visit ESA's Science Website at: http://sci.esa.int

USEFUL LINKS FOR THIS STORY

Link name: ISO science homepage
Link URL: http://www.iso.vilspa.esa.es

Link name: FIRBACK survey homepage
Link URL: http://wwwfirback.ias.u-psud.fr/

Quand les galaxies

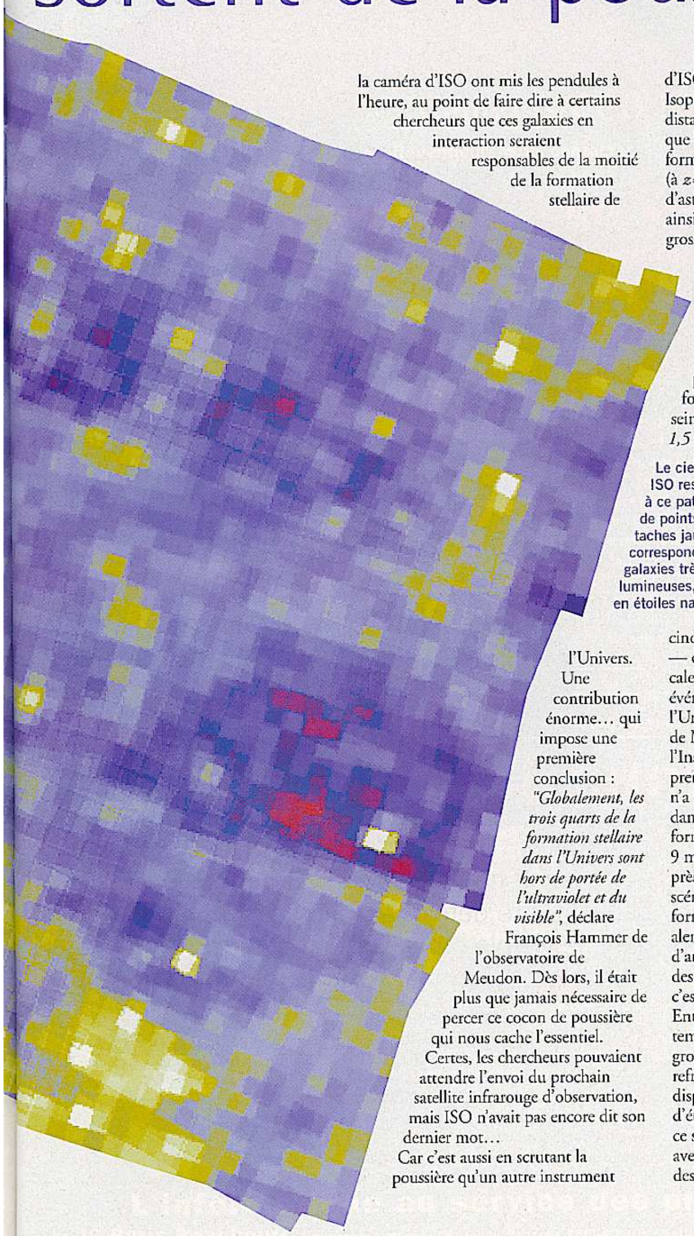


En traquant dans l'infrarouge des galaxies lumineuses, les astronomes ont découvert des gigantesques pouponnières voilées par des nuages de poussières, preuve qu'ils avaient largement sous-estimé l'allure à laquelle se formaient les étoiles.

L'ESSENTIEL est caché par la poussière. C'est la principale leçon que les astronomes doivent tirer de deux séries d'observations réalisées par ISO, le télescope infrarouge européen, avant que celui-ci ne rende l'âme voilà bientôt un an. La première, rendue publique en décembre dernier, est le fait d'une équipe d'astronomes français, américains, canadiens et anglais, qui a entrepris de pointer ISO sur une région du ciel auparavant explorée dans le visible et l'ultraviolet par le CFHT et le télescope spatial Hubble, ainsi que dans le domaine radio avec le VLA. Un travail dont l'objectif était d'identifier les sources faibles et éloignées.

En entrant dans la partie, la caméra d'ISO n'a pas détecté un très grand nombre d'objets. À peine une centaine de galaxies, dont les plus distantes s'étaient formées il y a 9 milliards d'années [1]. Mais, en dépit de cette faible quantité, la qualité était au rendez-vous. Là où Hubble et le CFHT n'avaient repéré que de pâles objets, obscurcis par d'énormes quantités de poussière, et de ce fait difficilement observables dans le visible, ISO a décelé des galaxies très lumineuses, bien davantage que notre Voie Lactée, preuve que chacune renfermait des myriades d'étoiles en formation, cent fois plus que ce que produit notre galaxie. C'est en comparant ces résultats avec les images fournies par le télescope spatial et le VLA que les astronomes ont réussi à percer le secret de cette intense activité. Ces galaxies présentent des formes particulières, où l'on discerne de nombreux filaments et antennes. Autant de morphologies bizarres qui évoquent des objets ayant subi des collisions, provoquées par des forces de marées. Les astronomes savaient déjà que ces chocs titanesques provoquaient une frénésie de formation stellaire sans se douter de l'ampleur de ces "flambées". Les observations effectuées par

sortent de la poussière...



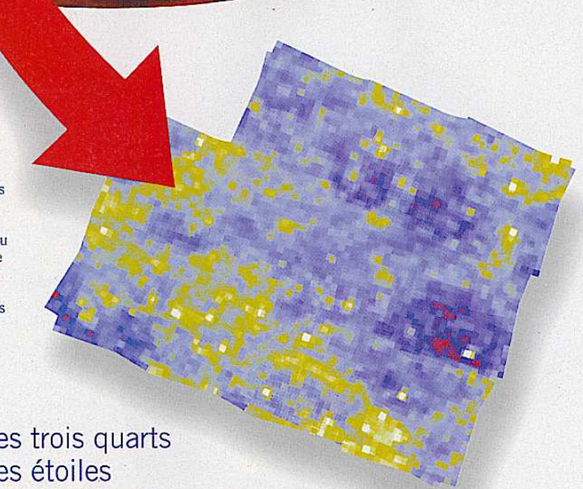
la caméra d'ISO ont mis les pendules à l'heure, au point de faire dire à certains chercheurs que ces galaxies en interaction seraient responsables de la moitié de la formation stellaire de l'Univers. Une contribution énorme... qui impose une première conclusion : *"Globalement, les trois quarts de la formation stellaire dans l'Univers sont hors de portée de l'ultraviolet et du visible"*, déclare François Hammer de l'observatoire de Meudon. Dès lors, il était plus que jamais nécessaire de percer ce cocon de poussière qui nous cache l'essentiel.

Certes, les chercheurs pouvaient attendre l'envoi du prochain satellite infrarouge d'observation, mais ISO n'avait pas encore dit son dernier mot...

Car c'est aussi en scrutant la poussière qu'un autre instrument d'ISO a créé la surprise. Le photomètre Isophot a détecté des galaxies à des distances encore plus grandes, à tel point que bon nombre de ces objets ont été formés il y a plus de 10 milliards d'années (à $z=2$). Au final, l'équipe de l'Institut d'astrophysique spatiale (IAS) a identifié ainsi près de 300 galaxies. Parmi elles, une grosse proportion, dont l'âge oscille entre 9 et 10,5 milliards d'années (formées entre $z=1$ et 2), présentaient une grande luminosité, signe de la présence en leur sein d'étoiles en gestation. Conclusion quasi immédiate des chercheurs : il y a plus de 10,5 milliards d'années, la formation stellaire avait déjà débuté au sein des galaxies et *"durant au moins 1,5 milliard d'années, celles-ci ont continué à former des étoiles à un rythme très élevé"*, expliquent Hervé Dole et Guilaine Lagache de l'IAS. De quoi bouleverser quelques certitudes en matière d'évolution des galaxies et de formation d'étoiles... Depuis environ cinq ans, les astronomes étaient parvenus — certes très approximativement — à caler dans le temps quelques-uns des événements essentiels de l'histoire de l'Univers, rassemblés dans le diagramme de Madaù, du nom d'un Italien de l'Institut du télescope spatial qui fut le premier à le publier. Ce diagramme, qui n'a été établi qu'à partir des observations dans le visible, stipule que le taux de formation stellaire a connu un pic il y a 9 milliards d'années (à $z=1$), atteignant près de dix fois sa valeur actuelle. Le scénario qui s'en dégage situe donc la formation de la majorité des galaxies aux alentours de $z=2$, soit il y a 10,5 milliards d'années, et, la naissance de la majorité des étoiles, au sein de ces galaxies, à $z=1$, c'est-à-dire il y a 9 milliards d'années. Entre les deux événements s'est écoulé un temps jugé indispensable pour que ces grosses structures s'organisent et se refroidissent, et que leur gaz encore disponible se condense sous forme d'étoiles. Or, il apparaît aujourd'hui que ce scénario est en contradiction flagrante avec les observations d'ISO, au cours desquelles des galaxies bel et bien formées

Le ciel vu par ISO ressemble à ce patchwork de points. Les taches jaunes correspondent aux galaxies très lumineuses, riches en étoiles naissantes.

À travers la poussière



Le photomètre d'ISO a scruté deux petites portions (deux taches blanches ci-dessus correspondant à 4°) sélectionnées dans la carte du ciel infrarouge reconstituée grâce aux données du satellite Iras, au milieu des années 80. Cette auscultation profonde a révélé plus de 300 galaxies âgées de 9 à 10,5 milliards d'années. Certaines d'entre elles (points jaunes ci-contre) sont très lumineuses dans l'infrarouge, preuve qu'elles abritent des sites actifs de formation stellaire.

et de surcroît riches en étoiles naissantes, ont été repérées bien au-delà de $z=2$... Ce désaveu s'ajoute aux critiques qui commençaient à s'accumuler autour du diagramme de Madaù. *"D'autres observations dans le visible, effectuées depuis le sol, montrent que le taux de formation stellaire n'a pas pu chuter aussi brutalement durant la deuxième moitié de l'existence de l'Univers"*, commente Brigitte Rocca-Volmerange, de l'IAP. À cela s'ajoute toute une flopée de galaxies — de plus en plus nombreuses — observées aux confins du cosmos, telles qu'elles étaient voici plus de 14 milliards d'années ($z=5{,}6$), à une époque où, d'après le fameux diagramme, ces structures ne pouvaient pas encore être formées. Ce n'est pas tout : la découverte par Cobe d'un "fond diffus infrarouge" avait déjà mis la puce à l'oreille des astronomes. Ce rayonnement (qui n'a rien à voir avec le rayonnement fossile à 3 K) a

Les trois quarts des étoiles au berceau ne peuvent être détectées dans le visible ou l'ultraviolet

été identifié pour la première fois en 1996 par Jean-Loup Puget et son équipe de l'IAS. Baptisé "fond diffus extragalactique infrarouge", il correspond à l'ensemble des émissions de toutes les galaxies depuis leur formation jusqu'à nos jours. Or, l'intensité de ce fond diffus infrarouge indique clairement que le nombre d'étoiles formées depuis l'enfance de l'Univers jusqu'à nos jours dépasse ce que laissait supposer le diagramme de Madaù. Aujourd'hui, à travers les deux séries d'observations menées avec ISO, le scénario prôné par Madaù est en passe d'être détrôné. Or, malgré ses faiblesses, ce diagramme convenait aux théoriciens. Ses implications étaient en accord avec l'estimation des paramètres cosmologiques. S'il se trouve bouleversé, c'est donc toute notre compréhension du cosmos qui prend un coup.

Azar Khalatbari

(1) En fixant l'âge de l'Univers à 15 milliards d'années.

Very, Very Early Galaxies

Stars and galaxies formed in tremendous numbers much sooner after the Big Bang than astronomers once thought, according to observations by the European Infrared Space Observatory (ISO) and a recent analysis of infrared data collected by NASA's Cosmic Background Explorer (COBE). The stellar birth rate may have peaked less than one billion years after the Big Bang, judging by the feeble background of infrared radiation that COBE discovered filling the sky. This infrared background, it now appears, is the combined glow of very early stellar nurseries.

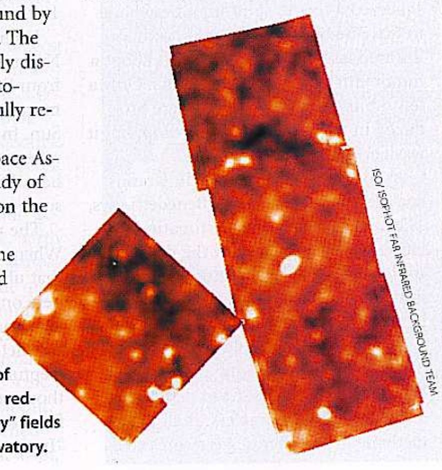
These conclusions, based on ISO's "deep surveys," were presented last November at a workshop in Germany. During ISO's working lifetime (November 1995 to May 1998) its infrared camera and photometer repeatedly stared at selected patches of apparently blank sky, including the two Hubble Deep Fields, to build up images of extremely faint sources. Many distant galaxies that are very dim at optical wavelengths turned out to be much brighter in the infrared, indicating that they contain huge amounts of warm dust. Inside these obscuring dust clouds many new stars are being born, heating their surroundings.

According to Dario Fadda of the French Atomic Energy Commission, ISO's infrared camera detected more than a thousand distant young galaxies seen for the first time in the infrared. While the look-back time for most of these galaxies is a mere 5 billion years, ISO also found star-forming galaxies at much larger distances and earlier ages. An international team of astronomers picked up little bumps in the far-infrared background radiation first found by COBE (*S&T:* May 1998, page 18). The bumps are believed to be extremely distant galaxies (or fragmentary protogalaxies) too far and faint to be fully resolved. According to team leader Guillaine Lagache (Institute of Space Astrophysics, Orsay, France), the study of these bumps will shed new light on the formation of galaxies.

The ISO astronomers believe the cosmic star-formation rate peaked as soon as a few hundred million years after the Big Bang. Their data are compatible with similar measurements made at submillimeter wavelengths, notably with the SCUBA camera on the James Clerk Maxwell Telescope at Mauna Kea, Hawaii. However, final confirmation may not come until the launch of the next generation of infrared space observatories, including NASA's SIRTF (Space Infrared Telescope Facility) and ESA's FIRST (Far Infrared Submillimetre Telescope).

Meanwhile, COBE researchers have extracted new information about larger-scale irregularities in the infrared background from the satellite's archived data. These broader variations, on scales roughly 0.5° wide, could also cast light on how rapidly the universe pulled its matter together and how quickly the pace of star formation slackened into the modern era.

Alexander Kashlinsky and Sten Odenwald managed to remove the contaminating effects of zodiacal light, Milky Way stars, and warm interstellar clouds from COBE's infrared data. Many investigators had given up on this task because of the complexity of the foreground contaminants. The high level of irregularity the two found in the background infrared glow "implies that something very interesting and exciting has been happening at early times in the history of the universe" says Kashlinsky. Early galaxy clusters could be responsible; so could supernovae in infant, invisible galaxies at redshifts greater than 5 or 10. Details are in the *Astrophysical Journal* for January 1, 2000.



The dim infrared background light that fills every part of the sky has been resolved into the pebbly glow of extremely early galaxies at high redshifts. This is one of the "deep survey" fields imaged by the Infrared Space Observatory.

Annexe C

Liste de publications et de communications

Sommaire

C-1 Revues à comité de lecture

- First detections of FIRBACK sources with SCUBA
  Douglas Scott, Guilaine Lagache, Colin Borys, Scott C. Chapman, Mark Halpern, Anna Sajina, Paolo Ciliegi, David L. Clements, **Hervé Dole**, Sebastian Oliver, Jean-Loup Puget, William T. Reach, Michael Rowan-Robinson, 2000, A&A, 357, L5 (astro-ph/9910428)
- FIRBACK : I. A deep survey at 175 μm with ISO, preliminary results.
  Puget J-L., Lagache G., Clements D.L., Reach W.T., Aussel H., Bouchet F.R., Cesarsky C., Désert F-X., **Dole H.**, Elbaz D., Franceschini A., Guiderdoni B., and A.F.M. Moorwood, 1999, A&A, 345, 29 (astro-ph/9812039)
- An attempt to detect the dust disk of Vega by photopolarimetry, and constraints on the grain size
  Mauron N. and **Dole H.**, 1998, A&A, 337, 808

- en préparation : FIRBACK : III. Source Counts and Cosmological Implications of the 170 μm ISO Deep Survey
  Dole H., Gispert R., Lagache G., Puget J-L, et al., à soumettre à l'automne 2000.
- en préparation : Phenomenological Model for Evolution of Galaxies in the Mid-Infrared to Submillimetre Range
  Dole H., Lagache G., Puget J-L, à soumettre à l'automne 2000.
- en préparation : FIRBACK II. Data Processing and Calibration at 170 μm
  Lagache G. and **Dole H.**, à soumettre à l'automne 2000.
- en préparation : FIRBACK IV. Identifications of 170 μm sources in the N1 field
  Dennefeld M., Lagache G., **Dole H.**, Puget J-L., et al, à soumettre à l'hiver 2000.

C-2 Actes de conférence

- Galaxy Evolution as seen from Space with ISO
  Dole H., proceedings of the meeting "Gas and Galaxy Evolution", 21-24 May 2000, ASP Conference Series, 2000
- FIRBACK : source counts and identifications
  Dole H., Gispert R., Lagache G., Puget J-L, papier invité, proceedings of the workshop in Ringberg : "ISO surveys of a Dusty Universe", 8-12 November 1999, Springer Lecture Notes (astro-ph/0002283)
- FIRBACK : observations of the Cosmic Infrared Background at 170 μm
  Dole H., Gispert R., Lagache G., Puget J-L, proceedings of the workshop in Vilspa : "ISO beyond point sources", 14-17 September 1999
- FIRBACK far infrared survey with ISO : Data reduction, Analysis and first results
  Dole H., Lagache G., Puget J-L, Gispert R., H. Aussel, F.R. Bouchet, P. Ciliegi, D. Clements, C.J. Cesarsky, F.-X. Désert, D. Elbaz, A. Franceschini, B. Guiderdoni, M. Harwit, R. Laureijs, D. Lemke, R. McMahon, A.F.M. Moorwood, S. Oliver, W.T. Reach, M. Rowan-Robinson, M. Stickel, 1999, Proceeding of the conference "The Universe as seen by ISO", Unesco, Paris, France, 20-23 Octobre 1998, P. Cox & M. Kessler Ed (astro-ph/9902122)
- The Extragalactic Background and its Fluctuations in the Far Infrared Wavelengths
  Lagache G., Puget J-L., Abergel A., Désert F-X., **Dole H.**, et al., papier invité, proceedings of the workshop in Ringberg : "ISO surveys of a Dusty Universe", 8-12 November 1999, Springer Lecture Notes (astro-ph/0002284)
- The ISO Extragalactic Surveys : An Alternative View of the Distant Universe
  A. Franceschini, H. Aussel, D. Elbaz, D. Fadda, C. Cesarsky, **H. Dole**, J-L. Puget, Proceedings of the 1999 Italian Astronomical Society
- The FIRBACK 175 μm survey

Clements D., Puget J-L., Lagache G., **Dole H.**, Cox P., Gispert R., Reach W., Cesarsky C., Elbaz D., Aussel H., Bouchet F., Guiderdoni B., Omont A., Désert F-X., Franceschini A., Moorwood A., Lemke D., Proceeding of "Astrophysics with infrared surveys : a prelude to SIRTF", 1998, M. Bicay Ed

- Deep 175 microns counts with ISO a new population ?
  Clements D., Puget J-L., Lagache G., Reach W., Gispert R., **Dole H.**, Cesarsky C., Elbaz D., Aussel H., Bouchet F. R., Guiderdoni B., Omont A., Désert F-X., Franceschini A., Bull. American Astron. Soc., 191, #63.05, AAS, Dec 1997.

C-3 Communiqués de Presse

- "ISO sees the golden age of galaxy formation", ESA Information Note, 5 November 1999
- "ISO sees the pattern in the cosmic wallpaper", ESA Information Note, 23 July 1998

C-4 Autres travaux effectués avant la thèse

- A new distance criterion for spirals in the zone of avoidance
  Dole H. and Theureau G., C. R. Acad. Sci. Paris, 1997.
- Comparative Study of Extragalactic Radio Sources from "Double Jet" models
  Dole H., Sol, H. ; Vicente, L., Extragalactic radio sources : proceedings of the 175th Symposium of the International Astronomical Union, held in Bologna, Italy, 10-14 October 1995. Edited by Ron D. Ekers, C. Fanti, and L. Padrielli. Published by Kluwer Academic Publishers, p. 475.

C-5 Présentations orales

C-5.1 Colloques internationaux

- FIRBACK sources and identifications, papier invité du workshop "ISO surveys of a Dusty Universe", Ringberg, Allemagne, 8-12 novembre 1999
- the FIRBACK Survey : Extragalactic Sources and Cosmic Infrared Background at 170 μm, HFI Consortium Meeting, IAS, France, 26 février 2000
- the FIRBACK cosmological survey : observations of the Cosmic Infrared Background at 170 μm, colloque "ISO beyond point sources : studies of extended infrared emission", Vilspa, Espagne, 14-17 septembre 1999

C-5.2 Séminaires

- Galaxy evolution and Cosmic Infrared Background with ISO, donné le 15 mai 2000 au Steward Observatory, University of Arizona, Tucson
- Modelling galaxy evolution, donné le 12 mai 2000 à Infrared Processing and Analysis Center, Caltech, Los Angeles
- Galaxy evolution, Cosmic Infrared Background, and modellisation, donné le 11 mai 2000 à l'Institute for Astrophysics, Honolulu, Hawaii
- Galaxy evolution as seen by ISO, donné le 10 mai 2000 au CFHT, Hawaii
- le relevé FIRBACK, ou comment contraindre l'évolution des galaxies, donné le 29 juin 1999 à l'IAS dans le cadre du séminaire du groupe galaxie
- Probing observationnally the galaxy formation and evolution, donné à l'Australia Telescope National Facility CSIRO, Epping (Sydney), NSW, Australie le 1er juin 1999, dans le cadre du Galaxy Lunch
- Constraints on galaxy formation, donné à l'Université de Sydney, NSW, Australie le 31 mai 1999
- Galaxy Formation and Evolution ; Today and Tomorrow, donné à l'Australia Telescope Compact Array, Narrabri, NSW, Australie le 18 mai 1999, dans le cadre du Narrabri Research Morning Tea
- Cosmic Infrared Background : cosmological observations with ISO, donné à l'Australia Telescope National Facility CSIRO, Epping (Sydney), NSW, Australie le 15 mai 1998, dans le cadre du Galaxy Lunch
- Cosmic Infrared Background : cosmological observations with ISO, donné à l'Australia Telescope Compact Array, Narrabri, NSW, Australie le 12 mai 1998, dans le cadre du Narrabri Research Morning Tea
- La poussière galactique : les données IRAS 100 μm retraitées avec les données DIRBE par Schlegel *et al.*, donné à l'IAS le 26 novembre 1997 dans le cadre des réunions du groupe simulation PLANCK SURVEYOR

C-5.3 Autres colloques, réunions de travail

- Le relevé FIRBACK avec ISO à 170 microns : observations et modélisation de l'évolution des galaxies infrarouges, colloque du PNC, CdF, Paris, 20 octobre 2000
- Contraindre l'évolution des galaxies avec le relevé cosmologique FIRBACK, journées scientifiques jeunes, IAS, novembre 1999
- Constraints on galaxy evolution with FIRBACK, CEA, Saclay, 28 juillet 1999
- ISOPHOT Footprint at 175 μm, MPIA, Heidelberg, 23 février 1999
- FIRBACK survey : data reduction, maps, source counts and problems, au colloque du consortium FIRBACK, IAS, 11 décembre 1998
- FIRBACK follow-up using the Australia Telescope Compact Array and the Parkes Radio telescope au colloque du consortium FIRBACK, IAS, 11 décembre 1998
- les comptages FIRBACK, réunion modélisation des galaxies, IAS, septembre 1998
- FIRBACK : a survey dedicated to break the Cosmic Infrared Background

into discrete sources, Ecole de Physique des Houches, le 26 août 1998
- étude du fond extragalactique infrarouge, journées scientifiques jeunes, IAS, mai 1998
- presentation of new ISOPHOT data at 175 μm of cosmological surveys in the Marano and ELAIS fields, and preliminary results, au colloque du consortium FIRBACK, IAS, 11 février 1998

C-6 Posters, 1^{er} auteur

- Galaxy Evolution as seen by ISO, au colloque "Gas and Galaxy Evolution", Socorro, NM, 21-25 Mai 2000
- FIRBACK latest results, au colloque "Extragalactic Astrophysics at Millimetre and Infrared Wavelengths", UCL, Londres, 19-22 juillet 1999
- The FIRBACK cosmological survey, Hervé Dole et al, conférence The Universe seen by ISO, Unesco, Paris, 20-23 octobre 98
- Observations cosmologiques en infrarouge lointain avec ISO, journées de la SFSA, Nice, 24-27 Mars 1998

Annexe D

Acronymes et abréviations

AAP	Astrophysical and Application Product
AGN	Active Galactic Nuclei
AOT	Astronomical Observation Template
ATCA	Australia Telescope Compact Array
BG	Big Grains
CAM	caméra à bord d'ISO
CFHT	Canada France Hawaii Telescope
CFRS	Canada France Redshift Survey
CIB	Cosmic Infrared Background
COBE	Cosmic Background Explorer
CMB	Cosmic Microwave Background
CSO	Caltech Submillimeter Observatory
DEA	Diplôme d'études approfondies (troisième cycle)
DEUG	Diplôme d'études universitaire général (premier cycle)
DIRBE	Diffuse Infrared Background Experiment, à bord de COBE
DMR	Differential Microwave Radiometer, à bord de COBE
DR	Destructive Readout
DRAO	Dominion Radio Astrophysical Observatory
EBL	Extragalactic Background Light
ELAIS	European Large Area ISO Survey
ERD	Edited Raw Data
ESA	European Space Agency
FCS	Fine Calibration Source, dans PHOT
FIRAS	Far Infrared Absolute Spectrophotometer, à bord de COBE
FIRBACK	Far Infrared Background
FIRST	Far Infrared and Submillimeter Space Telescope
FN1	champ FIRBACK North 1
FN2	champ FIRBACK North 2
FSM	champ FIRBACK South Marano
HDF	Hubble Deep Field

HFI	High Frequency Instrument, à bord de Planck
HIFI	Heterodyne Instrument for FIRST
HST	Hubble Space Telescope
IAP	Institut d'Astrophysique de Paris
IAS	Institut d'Astrophysique Spatiale
IDL	Interactive Data Langage
LF	Fonction de Luminosité
IR	infrarouge
IRAC	Infrared Array Camera, à bord de SIRTF
IRAM	Institut de Radio-Astronomie Millimétrique
IRAS	Infrared Astronomical Satellite
IRIS	Infrared Imaging Surveyor
IRTS	Infrared Telescope in Space
IRS	Infrared Spectrometer, à bord de SIRTF
ISO	Infrared Space Observatory
ISOCAM	voir CAM
ISOPHOT	voir PHOT
JCMT	James Clerk Maxwell Telescope
KAO	Kuiper Airborne Observatory
LFI	Low Frequency Instrument, à bord de Planck
LWS	Long Wavelength Spectrometer, à bord d'ISO
MAMBO	Max-Planck Millimeter Bolometer Camera
MIPS	Multiband Imaging Photometer for SIRTF
NASA	National Aeronotics and Space Administration
NDR	Non Destructive Readout
OTAC	ISO Observing Time Allocation Committee
PACS	Photoconductor Array Camera and Spectrometer, à bord de FIRST
PAH	Polycyclic Aromatic Hydrocarbons
PHOT	photomètre à bord d'ISO
PIA	Phot Interactive Analysis
PSF	Point Spread Function
SCP	Signal per Chopper Plateau
SCUBA	Submillimeter Common User Bolometer Array
SHARC	Submillimeter High-Angular Resolution Camera
SIRTF	Space Infrared Telescope Facility
SOFIA	Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy
SPIRE	Spectral and Photometric Imaging Receiver, à bord de FIRST
SPD	Standard Processed Data
SRD	Signal per Ramp Data
SWS	Short Wavelength Spectrometer, à bord d'ISO
submm	submillimétrique
ULIRG	Ultra Luminous Infrared Galaxy
UV	ultraviolet

VLA	Very Large Array
VLT	Very Large Telescope
VSG	Very Small Grains
WFPC2	Wide Field and Planetary Camera 2, à bord de HST
WIRE	Wide Field Infrared Explorer
WHAM	Wisconsin H Alpha Mapper

Bibliographie

Références

Alexander, D. M., Fiore, F. & La Franca, F. The european large area iso survey : hard x-ray observations of infrared sources. in prep, 2000.

Almaini, O., Lawrence, A. & Boyle, B. J. *The agn contribution to deep submillimetre surveys and the far-infrared background*, 1999, MNRAS, **305**, L59.

Altieri, B., Metcalfe, L., Kneib, J. P., McBreen, B., Aussel, H., Biviano, A., Delaney, M., Elbaz, D., Leech, K., Lémonon, L., Okumura, K., Pello., , R. & Schulz, B. *An ultra-deep isocam observation through a cluster-lens*, 1999, A&A, **343**, L65.

Arendt, R. G., Odegard, N., Weiland, J. L., Sodroski, T. J., Hauser, M. G., Dwek, E., Kelsall, T., Moseley, S. H., Silverberg, R. F., Leisawitz, D., Mitchell, K., Reach, W. T. & Wright, E. L. *The cobe diffuse infrared background experiment search for the cosmic infrared background. iii. separation of galactic emission from the infrared sky brightness*, 1998, ApJ, **508**, 74.

Ashby, M. L. N., Hacking, P. B., Houck, J. R., Soifer, B. T. & Weisstein, E. W. *A massive z = 0.088 supercluster and tests of starburst galaxy evolution at the north ecliptic pole*, 1996, ApJ, **456**, 428.

Aussel, H., Cesarsky, C. J., Elbaz, D. & Starck, J. L. *Isocam observations of the hubble deep field reduced with the preti method*, 1999, A&A, **342**, 313.

Balland, C., Silk, J. & Schaeffer, R. *Collision-induced galaxy formation*, 1998, ApJ, **497**, 541.

Barger, A. J., Cowie, L. L., Sanders, D. B., Fulton, E., Taniguchi, Y., Sato, Y., Kawara, K. & Okuda, H. *Submillimetre-wavelength detection of dusty star-forming galaxies at high redshift.*, 1998, Nature, **394**, 248.

Barger, A. J., Cowie, L. L. & Sanders, D. B. *Resolving the submillimeter background : The 850 micron galaxy counts*, 1999a, ApJ, **518**, L5.

Barger, A. J., Cowie, L. L., Smail, I., Ivison, R. J., Blain, A. W. & Kneib, J. P. *Redshift distribution of the faint submillimeter galaxy population*, 1999b, AJ, **117**, 2656.

Barger, A. J., Cowie, L. L., Mushotzky, R. F. & Richards, E. A. The nature of the hard x-ray background sources : Optical, near infrared, submillimeter, and radio properties. astro-ph/0007175, submitted to AJ, 2000.

Becklin, E. E. *Stratospheric observatory for infrared astronomy (sofia)*, Dans Wilson, A, editeur, *The Far Infrared and Submillimetre Universe*, page 201. ESA, Noordwijk, The Netherlands, 1997.

Beichman, C. A. & Helou, G. *What cobe might see - the far-infrared cosmological background*, 1991, ApJ, **370**, L1.

Beichman, C. A. *The iras view of the galaxy and the solar system*, 1987, ARA&A, **25**, 521.

Benford, D. J., Cox, P., Omont, A., Phillips, T. G. & McMahon, R. G. *350 micron dust emission from high-redshift objects*, 1999, ApJ, **518**, L65.

Bertin, E. & Arnouts, S. *Sextractor : Software for source extraction.*, 1996, A&As, **117**, 393.

Bertin, E. & Dennefeld, M. *Galaxy evolution at low redshift ? i. optical counts.*, 1997, A&A, **317**, 43.

Bertin, E., Dennefeld, M. & Moshir, M. *Galaxy evolution at low redshift ? ii. number counts and optical identifications of faint iras sources.*, 1997, A&A, **323**, 685.

Blain, A. W. & Longair, M. S. *Submillimetre cosmology*, 1993, MNRAS, **264**, 509.

Blain, A. W., Kneib, J. P., Ivison, R. J. & Smail, I. *Deep counts of submillimeter galaxies*, 1999, ApJ, **512**, L87.

Boggess, N. W., Mather, J. C., Weiss, R., Bennett, C. L., Cheng, E. S., Dwek, E., Gulkis, S., Hauser, M. G., Janssen, M. A., Kelsall, T., Meyer, S. S., Moseley, S. H., Murdock, T. L., Shafer, R. A., Silverberg, R. F., Smoot, G. F., Wilkinson, D. T. & Wright, E. L. *The cobe mission - its design and performance two years after launch*, 1992, ApJ, **397**, 420.

Bogun, S., Lemke, D., Klaas, U., Herbstmeier, U., Assendorp, R., Richter, G., Laureijs, R., Kessler, M. F., Burgdorf, M., Schulz, B., Pelz, G., Beichman, C. A. & Rowan-Robinson, M. *First data from the isophot fir serendipity survey.*, 1996, A&A, **315**, L71.

Boisse, P., Ryter, C., Gispert, R., Coron, N., Wijnbergen, J. J., Serra, G. & Puget, J. L. *A far-infrared survey of the milky way from sagittarius to cygnus - evidence for large scale variations of the star formation rate and initial mass function*, 1981, A&A, **94**, 265.

Bond, J. R., Carr, B. J. & Hogan, C. J. *Cosmic backgrounds from primeval dust*, 1991, ApJ, **367**, 420.

Bonnet, R. M., Fridlund, C. V. M., Pilbratt, G. L. & Tauber, J. A. *Esa's future plans in infrared and submillimetre astronomy*, Dans Cox, P. & Kessler, M, editeurs, *The Universe as Seen by ISO*, page 95. ESA, 1999.

Boulanger, F., Abergel, A., Bernard, J. P., Burton, W. B., Désert, F. X., Hartmann, D., Lagache, G. & Puget, J. L. *The dust/gas correlation at high galactic latitude.*, 1996, A&A, **312**, 256.

Carilli, C. L. & Yun, M. S. *The scatter in the relationship between redshift and the radio-to-submillimeter spectral index*, 2000, ApJ, **530**, 618.

Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., Altieri, B., Augueres, J. L., Aussel, H., Biviano, A., Blommaert, J., Bonnal, J. F., Bortoletto, F., Boulade, O., Boulanger, F., Cazes, S., Cesarsky, D. A., Chedin, A., Claret, A., Combes, M., Cretolle, J., Davies, J. K., Désert, F. X., Elbaz, D., Engelmann, J. J., Epstein, G., Franceschini, A., Gallais, P., Gastaud, R., Gorisse, M., Guest, S., Hawarden, T., Imbault, D., Kleczewski, M., Lacombe, F., Landriu, D., Lapegue, J., Lena, P., Longair, M. S., Mandolesi, R., Metcalfe, L., Mosquet, N., Nordh, L., Okumura, K., Ott, S., Perault, M., Perrier, F., Persi, P., Puget, P., Purkins, T., Rio, Y., Robert, T., Rouan, D., Roy, A., Saint-Pe, O., Sam Lone, J., Sargent, A., Sauvage, M., Sibille, F., Siebenmorgen, R., Sirou, F., Soufflot, A., Starck, J. L., Tiphene, D., Tran, D., Ventura, G., Vigroux, L., Vivares, F. & Wade, R. *Isocam in flight.*, 1996, A&A, **315**, L32.

Ciliegi, P., McMahon, R. G., Miley, G., Gruppioni, C., Rowan-Robinson, M., Cesarsky, C., Danese, L., Franceschini, A., Genzel, R., Lawrence, A., Lemke, D., Oliver, S., Puget, J. L. & Rocca-Volmerange, B. *A deep vla survey at 20 cm of the iso elais survey regions*, 1999, MNRAS, **302**, 222.

Clegg, P. E., Ade, P. A. R., Armand, C., Baluteau, J. P., Barlow, M. J., Buckley, M. A., Berges, J. C., Burgdorf, M., Caux, E., Ceccarelli, C., Cerulli, R., Church, S. E., Cotin, F., Cox, P., Cruvellier, P., Culhane, J. L., Davis, G. R., Di Giorgio, A., Diplock, B. R., Drummond, D. L., Emery, R. J., Ewart, J. D., Fischer, J., Furniss, I., Glencross, W. M., Greenhouse, M. A., Griffin, M. J., Gry, C., Harwood, A. S., Hazell, A. S., Joubert, M., King, K. J., Lim, T., Liseau, R., Long, J. A., Lorenzetti, D., Molinari, S., Murray, A. G., Naylor, D. A., Nisini, B., Norman, K., Omont, A., Orfei, R., Patrick, T. J., Pequignot, D., Pouliquen, D., Price, M. C., Nguyen-Q-Rieu., Rogers, A. J., Robinson, F. D., Saisse, M., Saraceno, P., Serra, G., Sidher, S. D., Smith, A. F., Smith, H. A., Spinoglio, L., Swinyard, B. M., Texier, D., Towlson, W. A., Trams, N. R., Unger, S. J. & White, G. J. *The iso long-wavelength spectrometer.*, 1996, A&A, **315**, L38.

Clements, D. L., Desert, F. X., Franceschini, A., Reach, W. T., Baker, A. C., Davies, J. K. & Cesarsky, C. *A deep 12 micron survey with iso*, 1999, A&A, **346**, 383.

Cole, S., Aragon-Salamanca, A., Frenk, C. S., Navarro, J. F. & Zepf, S. E. *A recipe for galaxy formation*, 1994, MNRAS, **271**, 781.

Condon, J. J. *Radio emission from normal galaxies*, 1992, ARA&A, **30**, 575.

Coulais, A. & Abergel, A. *Transient correction of the lw-isocam data for low contrasted illumination*, 2000, A&As, **141**, 533.

Coulais, A., Fouks, B. I., Giovannelli, J. F., Abergel, A. & Sée, J. *Transient response of ir detectors used in space astronomy : what we have learned from iso satellite*, Dans *SPIE 2000*, 2000.

Dale, D. A., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N. A. & Kolhatkar, S. The infrared spectra energy distribution of normal star-forming galaxies. APJ, in press, 2000.

De Graauw, T., Haser, L. N., Beintema, D. A., Roelfsema, P. R., VansAgthoven, H., Barl, L., Bauer, O. H., Bekenkamp, H. E. G., Boonstra, A. J., Boxhoorn, D. R., Cote, J., De Groene, P., VansDijkhuizen, C., Drapatz, S., Evers, J., Feuchtgruber, H., Frericks, M., Genzel, R., Haerendel, G., Heras, A. M., VansDer Hucht, K. A., VansDer Hulst, T., Huygen, R., Jacobs, H., Jakob, G., Kamperman, T., Katterloher, R. O., Kester, D. J. M., Kunze, D., Kussendrager, D., Lahuis, F., Lamers, H. J. G. L. M., Leech, K., VansDer Lei, S., VansDer Linden, R., Luinge, W., Lutz, D., Melzner, F., Morris, P. W., VansNguyen, D., Ploeger, G., Price, S., Salama, A., Schaeidt, S. G., Sijm, N., Smoorenburg, C., Spakman, J., Spoon, H., Steinmayer, M., Stoecker, J., Valentijn, E. A., Vandenbussche, B., Visser, H., Waelkens, C., Waters, L. B. F. M., Wensink, J., Wesselius, P. R., Wiezorrek, E., Wieprecht, E., Wijnbergen, J. J., Wildeman, K. J. & Young, E. *Observing with the iso short-wavelength spectrometer.*, 1996, A&A, **315**, L49.

Désert, F. X., Boulanger, F. & Puget, J. L. *Interstellar dust models for extinction and emission*, 1990, A&A, **237**, 215.

Désert, F. X., Abergel, A., Bernard, J. P., Boulanger, F., Puget, J. L., Burton, W. B. & Hartmann, D. *Limits on the far infrared cibr from dirbe, firas and hi surveys*, Dans Dwek, E, editeur, *Unveiling the Cosmic Infrared Background*, page 96. AIP Conference Proceedings 348, 1995.

Désert, F. X., Puget, J. L., Clements, D. L., Pérault, M., Abergel, A., Bernard, J. P. & Cesarsky, C. J. *A classical approach to faint extragalactic source extraction from isocam deep surveys. application to the hubble deep field*, 1999, A&A, **342**, 363.

Devriendt, J. E. G. & Guiderdoni, B. *Galaxy modelling. ii. multi-wavelength faint counts from a semi-analytic model of galaxy formation*, 2000, A&A, **363**, 851.

Devriendt, J. E. G., Guiderdoni, B. & Sadat, R. *Galaxy modelling. i. spectral energy distributions from far-uv to sub-mm wavelengths*, 1999, A&A, **350**, 381.

Devriendt, J. E. G. *Une vision panchromatique de la formation hiérarchique des galaxies*. PhD thesis, Université de Paris XI Sud, 1999.

Dole, H., Lagache, G., Puget, J. L., Gispert, R., Aussel, H., Bouchet, F. R., Ciliegi, P., Clements, D. L., Cesarsky, C. J., Désert, F. X., Elbaz, D., Franceschini, A., Guiderdoni, B., Harwit, M., Laureijs, R., Lemke, D., McMahon, R., Moorwood, A. F. M., Oliver, S., Reach, W. T., Rowan-Robinson, M. & Stickel, M. *Firback far infrared survey with iso : Data reduction, analysis and first results*, Dans Cox, P. & Kessler, M, editeurs, *The Universe as Seen by ISO, Paris, Unesco, 1998, astro-ph/9902122*, page 1031. ESA-SP/427, 1999.

Dole, H., Gispert, R., Lagache, G., Puget, J. L., Aussel, H., Bouchet, F. R., Ciliegi, P., Clements, D. L., Cesarsky, C. J., Désert, F. X., Elbaz, D., Franceschini, A., Guiderdoni, B., Harwit, M., Laureijs, R., Lemke, D., Moorwood, A. F., Oliver, S., Reach, W. T., Rowan-Robinson, M. & Stickel, M. *Firback source counts and cosmological implications*, Dans Lemke, Stickel, W. e, editeur, *ISO view of a Dusty Universe, Ringberg, Nov 1999, astro-ph/0002283*. Springer Lecture Notes, 2000.

Dunne, L., Eales, S., Edmunds, M., Ivison, R., Alexander, P. & Clements, D. L. *The scuba local universe galaxy survey - i. first measurements of the submillimetre luminosity and dust mass functions*, 2000, MNRAS, **315**, 115.

Dwek, E. & Arendt, R. G. *A tentative detection of the cosmic infrared background at 3.5 microns from cobe/dirbe observations*, 1998, ApJ, **508**, L9.

Dwek, E., Arendt, R. G., Hauser, M. G., Fixsen, D., Kelsall, T., Leisawitz, D., Pei, Y. C., Wright, E. L., Mather, J. C., Moseley, S. H., Odegard, N., Shafer, R., Silverberg, R. F. & Weiland, J. L. *The cobe diffuse infrared background experiment search for the cosmic infrared background. iv. cosmological implications*, 1998, ApJ, **508**, 106.

Eales, S., Lilly, S., Gear, W., Dunne, L., Bond, J. R., Hammer, F., Le Fèvre, O. & Crampton, D. *The canada-uk deep submillimeter survey : First submillimeter images, the source counts, and resolution of the background*, 1999, ApJ, **515**, 518.

Eales, S., Lilly, S., Webb, T., Dunne, L., Gear, W., Clements, D. & Yun, M. The canada-uk deep submillimeter survey : Iv. the survey of the 14-hour field. astro-ph/0009154, 2000.

Efstathiou, A., Oliver, S., Rowan-Robinson, M., Surace, C., Sumner, T., Héraudeau, P., Linden-Vornle, M. J. D., Rigopoulou, D., Serjeant, S., Mann, R. G., Cesarsky, C. J., Danese, L., Franceschini, A., Genzel, R., Lawrence, A., Lemke, D., McMahon, R. G., Miley, G., Puget, J. L. & Rocca-Volmerange, B. *The european large area iso survey - iii. 90-microns extragalactic source counts*, 2000, MNRAS, **319**, 1169.

Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., Aussel, H., Désert, F. X., Franceschini, A., Flores, H., Harwit, M., Puget, J. L., Starck, J. L., Clements, D. L., Danese, L., Koo, D. C. & Mandolesi, R. *Source counts from the 15 mu m isocam deep surveys*, 1999, A&A, **351**, L37.

Ellis, R. S. *Faint blue galaxies*, 1997, ARA&A, **35**, 389.

Fall, S. M., Charlot, S. & Pei, Y. C. *Cosmic emissivity and background intensity from damped lyman-alpha galaxies*, 1996, ApJ, **464**, L43.

Fang, F., Shupe, D. L., Xu, C. & Hacking, P. B. *The mid-infrared color-luminosity relation and the local 12 micron luminosity function*, 1998, ApJ, **500**, 693.

Ferguson, H. C., Dickinson, M. & Williams, R. *The hubble deep fields*, 2000, ARA&A, submitted.

Fixsen, D. J., Dwek, E., Mather, J. C., Bennett, C. L. & Shafer, R. A. *The spectrum of the extragalactic far-infrared background from the cobe firas observations*, 1998, ApJ, **508**, 123.

Flores, H., Hammer, F., Désert, F. X., Césarsky, C., Thuan, T., Crampton, D., Eales, S., Le Fèvre, O., Lilly, S. J., Omont, A. & Elbaz, D. *Deep galaxy survey at 6.75mu m with the iso satellite*, 1999a, A&A, **343**, 389.

Flores, H., Hammer, F., Thuan, T. X., Césarsky, C., Désert, F. X., Omont, A., Lilly, S. J., Eales, S., Crampton, D. & Le Fèvre, O. *15 micron infrared space observatory observations of the 1415+52 canada-france redshift survey field : The cosmic star formation rate as derived from deep ultraviolet, optical, mid-infrared, and radio photometry*, 1999b, ApJ, **517**, 148.

Fomalont, E. B., Kellermann, K. I., Richards, E. A., Windhorst, R. A. & Partridge, R. B. *Radio emission from objects in the hubble deep field*, 1997, ApJ, **475**, L5.

Franceschini, A., Toffolatti, L., Mazzei, P., Danese, L. & De Zotti, G. *Galaxy counts and contributions to the background radiation from 1 micron to 1000 microns*, 1991, A&As, **89**, 285.

Franceschini, A., Mazzei, P., De Zotti, G. & Danese, L. *Luminosity evolution and dust effects in distant galaxies : Implications for the observability of the early evolutionary phases*, 1994, ApJ, **427**, 140.

Franceschini, A., Andreani, P. & Danese, L. *Millimetric properties of iras galaxies - iii. luminosity functions, sub-mm counts and contributions to the sky background*, 1998, MNRAS, **296**, 709.

Gabriel, C., Acosta-Pulido, J., Heinrichsen, I., Morris, H. & Tai, W. M. *The isophot interactive analysis pia, a calibration and scientific analysis tool*, Dans Hunt, G. & H. E. Payne, e, editeurs, *Astronomical Data Analysis Software and Systems VI*, page 108, 1997.

Gautier, T. N. I., Boulanger, F., Perault, M. & Puget, J. L. *A calculation of confusion noise due to infrared cirrus*, 1992, AJ, **103**, 1313.

Genzel, R. & Cesarsky, C. J. *Extragalactic results from the infrared space observatory*, 2000, ARA&A, **38**, 761.

Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., Egami, E., Kunze, D., Moorwood, A. F. M., Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Sternberg, A., Tacconi-Garman, L. E., Tacconi, L. & Thatte, N. *What powers ultraluminous iras galaxies ?*, 1998, ApJ, **498**, 579.

Gispert, R., Puget, J. L. & Serra, G. *Far infrared survey of extended molecular clouds h ii regions complexes along the galactic plane*, 1982, A&A, **106**, 293.

Gispert, R., Lagache, G. & Puget, J. L. *Implications of the cosmic infrared background for light production and the star formation history in the universe*, 2000, A&A, **360**, 1.

Goldschmidt, P., Oliver, S. J., Serjeant, S. B. G., Baker, A., Eaton, N., Efstathiou, A., Gruppioni, C., Mann, R. G., Mobasher, B., Rowan-Robinson, M., Sumner, T. J., Danese, L., Elbaz, D., Franceschini, A., Egami, E., Kontizas, M., Lawrence, A., McMahon, R., Norgaard-Nielsen, H. U., Perez-Fournon, I. & Gonzalez-Serrano, J. I. *Observations of the hubble deep field with the infrared space observatory - ii. source detection and photometry*, 1997, MNRAS, **289**, 465.

Gorjian, V., Wright, E. L. & Chary, R. R. *Tentative detection of the cosmic infrared background at 2.2 and 3.5 microns using ground-based and space-based observations*, 2000, ApJ, **536**, 550.

Gregorich, D. T., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Gunn, J. E. & Herter, T. L. *Study of deep iras fields at 60 micron*, 1995, AJ, **110**, 259.

Gruppioni, C., Ciliegi, P., Rowan-Robinson, M., Cram, L., Hopkins, A., Cesarsky, C., Danese, L., Franceschini, A., Genzel, R., Lawrence, A., Lemke, D., McMahon, R. G., Miley, G., Oliver, S., Puget, J. L. & Rocca-Volmerange, B. *A 1.4-ghz survey of the southern european large-area iso survey region*, 1999, MNRAS, **305**, 297.

Guiderdoni, B., Bouchet, F. R., Puget, J. L., Lagache, G. & Hivon, E. *The optically dark side of galaxy formation*, 1997, Nature, **390**, 257.

Guiderdoni, B., Hivon, E., Bouchet, F. R. & Maffei, B. *Semi-analytic modelling of galaxy evolution in the ir/submm range*, 1998, MNRAS, **295**, 877.

Haarsma, D. B. & Partridge, R. B. *Radio wavelength constraints on the sources of the far-infrared background*, 1998, ApJ, **503**, L5.

Haarsma, D. B., Partridge, R. B., Windhorst, R. A. & Richards, E. A. *Radio wavelength constraints on the sources of the far-infrared background*, 2000, ApJ, in press, astro-ph/0007315.

Hacking, P. & Houck, J. R. *A very deep iras survey at l = 97 deg, b = 30 deg*, 1987, Astrophysical Journal Supplement Series, **63**, 311.

Hacking, P. B. & Soifer, B. T. *The number counts and infrared backgrounds from infrared-bright galaxies*, 1991, ApJ, **367**, L49.

Hacking, P., Houck, J. R. & Condon, J. J. *A very deep iras survey - constraints on the evolution of starburst galaxies*, 1987, ApJ, **316**, L15.

Hacking, P., Beichman, C. A., Condon, J. J. & Houck, J. R. *A very deep iras survey. iii - vla observations*, 1989, ApJ, **339**, 12.

Haiman, Z. & Knox, L. *Correlations in the far-infrared background*, 2000, ApJ, **530**, 124.

Hammer, F., Crampton, D., Lilly, S. J., Le Fevre, O. & Kenet, T. *The canada-france redshift survey - vii. optical counterparts of microjansky radio sources*, 1995, MNRAS, **276**, 1085.

Harwit, M., Munutt, D. P., Shivanandan, K. & Zajac, B. J. *Results of the first infrared astronomical rocket flight*, 1966, AJ, **71**, 1026.

Harwit, M. *The cosmic infrared background radiation, star formation rate, and metallicity*, 1999, ApJ, **510**, L83.

Hasinger, G., Burg, R., Giacconi, R., Schmidt, M., Trumper, J. & Zamorani, G. *The rosat deep survey. i. x-ray sources in the lockman field*, 1998, A&A, **329**, 482.

Hauser, M. G., Arendt, R. G., Kelsall, T., Dwek, E., Odegard, N., Weiland, J. L., Freudenreich, H. T., Reach, W. T., Silverberg, R. F., Moseley, S. H., Pei, Y. C., Lubin, P., Mather, J. C., Shafer, R. A., Smoot, G. F., Weiss, R., Wilkinson, D. T. & Wright, E. L. *The cobe diffuse infrared background experiment search for the cosmic infrared background. i. limits and detections*, 1998, ApJ, **508**, 25.

Helou, G., Soifer, B. T. & Rowan-Robinson, M. *Thermal infrared and nonthermal radio - remarkable correlation in disks of galaxies*, 1985, ApJ, **298**, L7.

Herbstmeier, U., Abraham, P., Lemke, D., Laureijs, R. J., Klaas, U., Mattila, K., Leinert, C., Surace, C. & Kunkel, M. *Small-scale structures in the far-infrared background*, 1998, A&A, **332**, 739.

Hogbom, J. A. *Aperture synthesis with a non-regular distribution of interferometer baselines*, 1974, A&As, **15**, 417.

Hogg, D. W. *Confusion errors in astrometry and couterpart association*, 2000, AJ submitted, astro-ph/0004054.

Hopkins, A. M., Mobasher, B., Cram, L. & Rowan-Robinson, M. *The phoenix deep survey : 1.4-ghz source counts*, 1998, MNRAS, **296**, 839.

Houck, J. R., Soifer, B. T., Neugebauer, G., Beichman, C. A., Aumann, H. H., Clegg, P. E., Gillett, F. C., Habing, H. J., Hauser, M. G., Low, F. J., Miley, G., Rowan-Robinson, M. & Walker, R. G. *Unidentified point sources in the iras minisurvey*, 1984, ApJ, **278**, L63.

Iso Consortium. The calibration of iso. Technical report, ESA, http ://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/ISO/wwwcal/, 2000a.

Iso Consortium. The iso handbook v1.0. Technical report, ESA, http ://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/V/pht_hb/, 2000b.

Isophot Consortium. 1994, *ISOPHOT Observer's Manual version 3.1*. ESA, esa edition.

Ivison, R. J., Smail, I., Barger, A. J., Kneib, J. P., Blain, A. W., Owen, F. N., Kerr, T. H. & Cowie, L. L. *The diversity of scuba-selected galaxies*, 2000, MNRAS, **315**, 209.

Ivison, R. Shedding light on the dark side of galaxy formation : Submillimetre surveys through lensing clusters. astro-ph/0007162, 2000.

Jimenez, R. & Kashlinsky, A. *Galaxy evolution, deep galaxy counts, and the near-infrared cosmic infrared background*, 1999, ApJ, **511**, 16.

Juvela, M., Mattila, K. & Lemke, D. *Far infrared extragalactic background radiation — i. source counts with isophot*, 2000, A&A, **360**, 813.

Kauffmann, G., White, S. D. M. & Guiderdoni, B. *The formation and evolution of galaxies within merging dark matter haloes*, 1993, MNRAS, **264**, 201.

Kawara, K., Sato, Y., Matsuhara, H., Taniguchi, Y., Okuda, H., Sofue, Y., Matsumoto, T., Wakamatsu, K., Karoji, H., Okamura, S., Chambers, K. C., Cowie, L. L., Joseph, R. D. & Sanders, D. B. *Iso deep far-infrared survey in the "lockman hole". a search for obscured objects at high redshift. i. observations*, 1998, A&A, **336**, L9.

Kelsall, T., Weiland, J. L., Franz, B. A., Reach, W. T., Arendt, R. G., Dwek, E., Freudenreich, H. T., Hauser, M. G., Moseley, S. H., Odegard, N. P., Silverberg, R. F. & Wright, E. L. *The cobe diffuse infrared background experiment search for the cosmic infrared background. ii. model of the interplanetary dust cloud*, 1998, ApJ, **508**, 44.

Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J. R., Robson, A., Taylor, B. G. & Ximenez De Ferran, S. *The infrared space observatory (iso) mission.*, 1996, A&A, **315**, L27.

Kessler, M. F. *Overview of the iso mission*, Dans Casoli, F., Lequeux, J. & David, F, editeurs, *Infrared Space Astronomy, Today and Tomorrow*, page 29. Les Houches School, 1998, session LXX, 2000.

Klaas, U., Laureijs, R. J., Radovich, M. & Schulz, B. Isophot calibration accuracies. Technical report, ESA, http ://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/PHT/accuracies/pht_accuracies20/, 1998a.

Klaas, U., Lemke, D., Kranz, T., Laureijs, R. J., Leinert, C., Schubert, J., Stickel, M. & Toth, L. V. *Infrared straylight measurements of the iso telescope*, page 996, 1998b.

Kleinmann, D. E. & Low, F. J. *Observations of infrared galaxies*, 1970, ApJ, **159**, L165.

Kranz, T., Lemke, D., Toth, L. V., Klaas, U., Leinert, C. & Laureijs, R. J. *Iso/isophot straylight caused by sun, moon and earth*, page P56, 1998.

Lagache, G. & Dole, H. *Firback : Ii. data processing and calibration of the 170 microns iso deep survey*, 2001, A&A, submitted.

Lagache, G. & Puget, J. L. *Detection of the extra-galactic background fluctuations at 170 mu m*, 2000, A&A, **355**, 17.

Lagache, G., Abergel, A., Boulanger, F., Désert, F. X. & Puget, J. L. *First detection of the warm ionised medium dust emission. implication for the cosmic far-infrared background*, 1999, A&A, **344**, 322.

Lagache, G., Haffner, L. M., Reynolds, R. J. & Tufte, S. L. *Evidence for dust emission in the warm ionised medium sing wham data*, 2000, A&A, **354**, 247.

Lagache, G. *Emission en infrarouge lointain et sub-millimétrique : du milieu interstallaire aux galaxies lointaines*. PhD thesis, Université Paris XI Orsay, 1998.

Laureijs, R., Klaas, U., Richards, P. J. & Schulz, B. 2000, *ISOPHOT Data Users Manual*. ESA.

Lemke, D., Klaas, U., Abolins, J., Abraham, P., Acosta-Pulido, J., Bogun, S., Castaneda, H., Cornwall, L., Drury, L., Gabriel, C., Garzon, F., Gemuend, H. P., Groezinger, U., Gruen, E., Haas, M., Hajduk, C., Hall, G., Heinrichsen, I., Herbstmeier, U., Hirth, G., Joseph, R., Kinkel, U., Kirches, S., Koempe, C., Kraetschmer, W., Kreysa, E., Krueger, H., Kunkel, M., Laureijs, R., Luetzow-Wentzky, P., Mattila, K., Mueller, T., Pacher, T., Pelz, G., Popow, E., Rasmussen, I., Rodriguez Espinosa, J., Richards, P., Russell, S., Schnopper, H., Schubert, J., Schulz, B., Telesco, C., Tilgner, C., Tuffs, R., Voelk, H., Walker, H., Wells, M. & Wolf, J. *Isophot - capabilities and performance.*, 1996, A&A, **315**, L64.

Lemke, D., Klaas, U., Abraham, P., Acosta Pulido, J. A., Castaneda, H., Cornwall, L., Gabriel, C., Groezinger, U., Haas, M., Heinrichsen, I., Herbstmeier, U., Schubert, J., Schulz, B., Stickel, M. & Toth, L. V. *Isophot : in-flight performance report*, page L627, 1998.

Levine, D. A., Lonsdale, C. J., Hurt, R. L., Smith, H. E., Helou, G., Beichman, C., Cesarsky, C., Elbaz, D., Klaas, U., Laureijs, R., Lemke, D., Lord, S., McMahon, R., Moshir, M., Neugebauer, G., Soifer, B. T., vansBuren, D., Wehrle, A. & Wolstencroft, R. *First results from the iso-iras faint galaxy survey*, 1998, ApJ, **504**, L64.

Lilly, S. J., Le Fevre, O., Crampton, D., Hammer, F. & Tresse, L. *The canada-france redshift survey. i. introduction to the survey, photometric catalogs, and surface brightness selection effects*, 1995, ApJ, **455**, L50.

Lilly, S. J., Eales, S. A., Gear, W. K. P., Hammer, F., Le Fèvre, O., Crampton, D., Bond, J. R. & Dunne, L. *The canada-united kingdom deep submillimeter survey. ii. first identifications, redshifts, and implications for galaxy evolution*, 1999, ApJ, **518**, L641.

Linden-Vornle, M. J. D., Norgaard-Nielsen, H. U., Jorgensen, H. E., Hansen, L., Haas, M., Klaas, U., Abraham, P., Lemke, D., Lundgaard Rasmussen, I. & Schnopper, H. W. *Deep far infrared isophot survey in "selected area 57". i. observations and source counts*, 2000, A&A, **359**, L51.

Longair, M. S. 1998, *Galaxy formation*. Springer, 1998. (Astronomy and astrophysics library) QB981 .L846.

Lonsdale, C. J. & Hacking, P. B. *Galaxy evolution and large-scale structure in the far-infrared. i - iras pointed observations*, 1989, ApJ, **339**, L712.

Lonsdale, C. J., Hacking, P. B., Conrow, T. P. & Rowan-Robinson, M. *Galaxy evolution and large-scale structure in the far-infrared. ii - the iras faint source survey*, 1990, ApJ, **358**, L60.

Lonsdale, C. *Modelling the cosmic infrared background*, Dans Dwek, E, editeur, *Unveiling the Cosmic Infrared Background*, page 147. AIP Conference Proceedings 348, 1995.

Low, F. J. & Aumann, H. H. *Observations of galactic and extragalactic sources between 50 and 300 mi-crons*, 1970, ApJ, **162**, L79.

Low, F. J. & Tucker, W. H. *The infrared-galaxy phenomenon*, 1968, Phys. Rev. Lett., **21**, 1538.

Low, F. J., Young, E., Beintema, D. A., Gautier, T. N., Beichman, C. A., Aumann, H. H., Gillett, F. C., Neugebauer, G., Boggess, N. & Emerson, J. P. *Infrared cirrus - new components of the extended infrared emission*, 1984, ApJ, **278**, L19.

Low, F. J. *The infrared-galaxy phenomenon*, 1970, ApJ, **159**, L173.

Lutz, D., Spoon, H. W. W., Rigopoulou, D., Moorwood, A. F. M. & Genzel, R. *The nature and evolution of ultraluminous infrared galaxies :a mid-infrared spectroscopic survey*, 1998, ApJ, **505**, L103.

Madau, P. & Pozzetti, L. *Deep galaxy counts, extragalactic background light and the stellar baryon budget*, 2000, MNRAS, **312**, L9.

Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., Giavalisco, M., Steidel, C. C. & Fruchter, A. *High-redshift galaxies in the hubble deep field : colour selection and star formation history to z 4*, 1996, MNRAS, **283**, 1388.

Maffei, B. *Etude des galaxies dans le domaine submillimetrique et realisation d'un spectrometre refroidi*. PhD thesis, Université Paris XI, 1994.

Malkan, M. A. & Stecker, F. W. *An empirically based calculation of the extragalactic infrared background*, 1998, ApJ, **496**, 13.

Mann, R. G., Oliver, S. J., Serjeant, S. B. G., Rowan-Robinson, M., Baker, A., Eaton, N., Efstathiou, A., Goldschmidt, P., Mobasher, B., Sumner, T. J., Danese, L., Elbaz, D., Franceschini, A., Egami, E., Kontizas, M., Lawrence, A., McMahon, R., Norgaard-Nielsen, H. U., Perez-Fournon, I. & Gonzalez-Serrano, J. I. *Observations of the hubble deep field with the infrared space observatory - iv. association of sources with hubble deep field galaxies*, 1997, MNRAS, **289**, 482.

Mather, J. C., Hauser, M. G., Bennett, C. L., Boggess, N. W., Cheng, E. S., jr Eplee, R. E., Freudenreich, H. T., Isaacman, R. B., Kelsall, T. & Gulkis, S. *Early results from the cosmic background explorer (cobe)*, 1991, Advances in Space Research, **11**, 181.

Mather, J. C., Cheng, E. S., Cottingham, D. A., jr Eplee, R. E., Fixsen, D. J., Hewagama, T., Isaacman, R. B., Jensen, K. A., Meyer, S. S., Noerdlinger, P. D., Read, S. M., Rosen, L. P., Shafer, R. A., Wright, E. L., Bennett, C. L., Boggess, N. W., Hauser, M. G., Kelsall, T., jr Moseley, S. H., Silverberg, R. F., Smoot, G. F., Weiss, R. & Wilkinson, D. T. *Measurement of the cosmic microwave background spectrum by the cobe firas instrument*, 1994, ApJ, **420**, 439.

Matsuhara, H., Kawara, K., Sato, Y., Taniguchi, Y., Okuda, H., Matsumoto, T., Sofue, Y., Wakamatsu, K., Cowie, L. L., Joseph, R. D. & Sanders, D. B. *Iso deep far infrared survey in the "lockman hole" : Ii. power spectrum analysis : evidence of a strong evolution in number counts*, 2000, A&A, submitted.

Mitchell, K. J. & Condon, J. J. *A confusion-limited 1.49-ghz vla survey centered on alpha = 13 h 00 m 37 s, delta = + 30 deg 34 arcmin*, 1985, AJ, **90**, 1957.

Miville-Deschenes, M. A., Boulanger, F., Abergel, A. & Bernard, J. P. *Optimizing isocam data processing using spatial redundancy*, 2000, A&A, in press, astro-ph/0008110.

Miville-Deschênes, M. A. *Observations à 21 cm et dans l'infrarouge moyen de cirrus galactiques : turbulence et poussières*. PhD thesis, Université de Paris XI Sud, 1999.

Mobasher, B., Cram, L., Georgakakis, A. & Hopkins, A. *The 1.4-ghz and halpha luminosity functions and star formation rates from faint radio galaxies*, 1999, MNRAS, **308**, 45.

Mushotzky, R. F., Cowie, L. L., Barger, A. J. & Arnaud, K. A. *Resolving the extragalactic hard x-ray background*, 2000, Nature, **404**, 459.

Neugebauer, G., Habing, H. J., vansDuinen, R., Aumann, H. H., Baud, B., Beichman, C. A., Beintema, D. A., Boggess, N., Clegg, P. E., De Jong, T., Emerson, J. P., Gautier, T. N., Gillett, F. C., Harris, S., Hauser, M. G., Houck, J. R., Jennings, R. E., Low, F. J., Marsden, P. L., Miley, G., Olnon, F. M., Pottasch, S. R., Raimond, E., Rowan-Robinson, M., Soifer, B. T., Walker, R. G., Wesselius, P. R. & Young, E. *The infrared astronomical satellite (iras) mission*, 1984, ApJ, **278**, L1.

Oliver, S. J., Rowan-Robinson, M. & Saunders, W. *Infrared background constraints on the evolution of iras galaxies*, 1992, MNRAS, **256**, 15.

Oliver, S. J., Goldschmidt, P., Franceschini, A., Serjeant, S. B. G., Efstathiou, A., Verma, A., Gruppioni, C., Eaton, N., Mann, R. G., Mobasher, B., Pearson, C. P., Rowan-Robinson, M., Sumner, T. J., Danese, L., Elbaz, D., Egami, E., Kontizas, M., Lawrence, A., McMahon, R., Norgaard-Nielsen, H. U., Perez-Fournon, I. & Gonzalez-Serrano, J. I. *Observations of the hubble deep field with the infrared space observatory - iii. source counts and p(d) analysis*, 1997, MNRAS, **289**, 471.

Oliver, S., Rowan-Robinson, M., Cezarsky, C., Danese, L., Franceschini, A., Genzel, R., Lawrence, A., Lemke, D., McMahon, R., Miley, G., Puget, J. L. & Rocca-Volmerange, B. *The european large area iso survey : Elais*, Dans *Wide Field Surveys in Cosmology*, page 165. Editions Frontieres, 1998.

Oliver, S., Rowan-Robinson, M., Alexander, D. M., Almaini, O., Balcells, M., Baker, A. C., Barcons, X., Barden, M., Bellas-Velidis, I., Cabrera-Guerra, F., Carballo, R., Cesarsky, C. J., Ciliegi, P., Clements, D. L., Crockett, H., Danese, L., Dapergolas, A., Drolias, B., Eaton, N., Efstathiou, A., Egami, E., Elbaz, D., Fadda, D., Fox, M., Franceschini, A., Genzel, R., Goldschmidt, P., Graham, M., Gonzalez-Serrano, J. I., Gonzalez-Solares, E. A., Granato, G. L., Gruppioni, C., Herbstmeier, U., Héraudeau, P., Joshi, M., Kontizas, E., Kontizas, M., Kotilainen, J. K., Kunze, D., La Franca, F., Lari, C., Lawrence, A., Lemke, D., Linden-Vornle, M. J. D., Mann, R. G., Merquez, I., Masegosa, J., Mattila, K., McMahon, R. G., Miley, G., Missoulis, V., Mobasher, B., Morel, T., Nogaard-Nielsen, H., Omont, A., Papadopoulos, P., Perez-Fournon, I., Puget, J. L., Rigopoulou, D., Rocca-Volmerange, B., Serjeant, S., Silva, L., Sumner, T., Surace, C., Vaisanen, P., vansDer Werf, P. P., Verma, A., Vigroux, L., Villar-Martin, M. & Willott, C. J. *The european large area iso survey - i. goals, definition and observations*, 2000, MNRAS, **316**, 749.

Partridge, R. B. & Peebles, P. J. E. *Are young galaxies visible ? ii. the integrated background*, 1967, ApJ, **148**, 377.

Partridge, R. B., Richards, E. A., Fomalont, E. B., Kellermann, K. I. & Windhorst, R. A. *Small-scale cosmic microwave background observations at 8.4 ghz*, 1997, ApJ, **483**, 38.

Pearson, C. & Rowan-Robinson, M. *Starburst galaxy contributions to extragalactic source counts.*, 1996, MNRAS, **283**, 174.

Pei, Y. C. & Fall, S. M. *Cosmic chemical evolution*, 1995, ApJ, **454**, 69.

Pei, Y. C., Fall, S. M. & Hauser, M. G. *Cosmic histories of stars, gas, heavy elements, and dust in galaxies*, 1999, ApJ, **522**, 604.

Pilbratt, G. & Ran, L. *The first esa cornerstone mission*, Dans Ossenkopf, V., Stutzki, J. & G. Winnewisser, e, editeurs, *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*, page 450, GCA-Verlag Herdecke, ISBN 3-928973-95-9, 1999.

Pozzetti, L., Bruzual A., G. & Zamorani, G. *Pure luminosity evolution for faint field galaxy samples*, 1996, MNRAS, **281**, 953.

Pozzetti, L., Madau, P., Zamorani, G., Ferguson, H. C. & Bruzual A., G. *High-redshift galaxies in the hubble deep field - ii. colours and number counts*, 1998, MNRAS, **298**, 1133.

Puget, J. L., Abergel, A., Bernard, J. P., Boulanger, F., Burton, W. B., Désert, F. X. & Hartmann, D. *Tentative detection of a cosmic far-infrared background with cobe.*, 1996, A&A, **308**, L5.

Puget, J. L., Lagache, G., Clements, D. L., Reach, W. T., Aussel, H., Bouchet, F. R., Cesarsky, C., DÉsert, F. X., Dole, H., Elbaz, D., Franceschini, A., Guiderdoni, B. & Moorwood, A. F. M. *Firback. i. a deep survey at 175 microns with iso, preliminary results*, 1999, A&A, **345**, 29.

Puget, J. L. *Infrared data of extended sources as a measure of the star formation rate*, Dans Lucas, R., Omont, A. & Stora, R, editeurs, *Birth and Infancy of Stars*, page 77. Les Houches School, 1983, session XLI, 1985.

Reach, W. T., Franz, B. A., Kelsall, T. & Weiland, J. L. *Dirbe observations of the zodiacal light*, Dans Dwek, E, editeur, *Unveiling the Cosmic Infrared Background*, page 37. AIP Conference Proceedings 348, 1995.

Richards, E. A., Kellermann, K. I., Fomalont, E. B., Windhorst, R. A. & Partridge, R. B. *Radio emission from galaxies in the hubble deep field*, 1998, AJ, **116**, 1039.

Richards, E. A., Fomalont, E. B., Kellermann, K. I., Windhorst, R. A., Partridge, R. B., Cowie, L. L. & Barger, A. J. *Optically faint microjansky radio sources*, 1999, ApJ, **526**, L73.

Rieke, G. H. & Low, F. J. *Infrared photometry of extragalactic sources*, 1972, ApJ, **176**, L95.

Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Genzel, R., Lutz, D., Moorwood, A. F. M. & Tran, Q. D. *A large mid-infrared spectroscopic and near-infrared imaging survey of ultraluminous infrared galaxies : Their nature and evolution*, 1999, AJ, **118**, 2625.

Roche, N. & Eales, S. A. *Modelling iso galaxy counts with luminosity and merger rate evolution*, 1999, MNRAS, **307**, 111.

Rowan-Robinson, M., Clegg, P. E., Beichman, C. A., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Aumann, H. H., Beintema, D. A., Boggess, N., Emerson, J. P., Gautier, T. N., Gillett, F. C., Hauser, M. G., Houck, J. R., Low, F. J. & Walker, R. G. *The iras minisurvey*, 1984, ApJ, **278**, L7.

Rowan-Robinson, M., Broadhurst, T., Oliver, S. J., Taylor, A. N., Lawrence, A., McMahon, R. G., Lonsdale, C. J., Hacking, P. B. & Conrow, T. *A high-redshift iras galaxy with huge luminosity - hidden quasar or protogalaxy ?*, 1991, Nature, **351**, 719.

Rowan-Robinson, M., Mann, R. G., Oliver, S. J., Efstathiou, A., Eaton, N., Goldschmidt, P., Mobasher, B., Serjeant, S. B. G., Sumner, T. J., Danese, L., Elbaz, D., Franceschini, A., Egami, E., Kontizas, M., Lawrence, A., McMahon, R., Norgaard-Nielsen, H. U., Perez-Fournon, I. & Gonzalez-Serrano, J. I. *Observations of the hubble deep field with the infrared space observatory - v. spectral energy distributions, starburst models and star formation history*, 1997, MNRAS, **289**, 490.

Rowan-Robinson, M. *Hyperluminous infrared galaxies*, 2000, MNRAS, **316**, 885.

Sandage, A. R., Kron, R. G., Longair, M. S., Binggeli, B. & Buser, R. 1995, *The Deep Universe*. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York, springer-verlag edition.

Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. *Luminous infrared galaxies*, 1996, ARA&A, **34**, 749.

Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P. & Davis, M. *Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds*, 1998, ApJ, **500**, 525.

Scott, D., Lagache, G., Borys, C., Chapman, S. C., Halpern, M., Sajina, A., Ciliegi, P., Clements, D. L., Dole, H., Oliver, S., Puget, J. L., Reach, W. T. & Rowan-Robinson, M. *First detections of firback sources with scuba*, 2000, A&A, **357**, L5.

Serjeant, S. B. G., Eaton, N., Oliver, S. J., Efstathiou, A., Goldschmidt, P., Mann, R. G., Mobasher, B., Rowan-Robinson, M., Sumner, T. J., Danese, L., Elbaz, D., Franceschini, A., Egami, E., Kontizas, M., Lawrence, A., McMahon, R., Norgaard-Nielsen, H. U., Perez-Fournon, I. & Gonzalez-Serrano, J. I. *Observations of the hubble deep field with the infrared space observatory - i. data reduction, maps and sky coverage*, 1997, MNRAS, **289**, 457.

Serjeant, S., Oliver, S., Rowan-Robinson, M., Crockett, H., Misoulis, V., Sumner, T., Gruppioni, C., Mann, R. G., Eaton, N., Elbaz, D., Clements, D. L., Baker, A., Efstathiou, A., Cesarsky, C., Danese, L., Franceschini, A., Genzel, R., Lawrence, A., Lemke, D., McMahon, R. G., Miley, G., Puget, J. L. & Rocca-Volmerange, B. *The european large area iso survey - ii. mid-infrared extragalactic source counts*, 2000, MNRAS, **316**, 768.

Serra, G., Puget, J. L., Ryter, C. E. & Wijnbergen, J. J. *The far-infrared emission of interstellar matter between galactic longitudes l equals 36 deg and l equals 55 deg*, 1978, ApJ, **222**, L21.

Serra, G., Boisse, P., Ryter, C., Gispert, R., Wijnbergen, J. & Puget, J. L. *Far infrared diffuse emission from the galactic plane. ii - the longitude profile*, 1979, A&A, **76**, 259.

Serra, G., Puget, J. L. & Ryter, C. E. *Star formation in the inner galaxy from near and far infrared observations*, 1980, A&A, **84**, 220.

Setti, G. & Woltjer, L. *Infrared background from seyfert galaxies*, 1970, Nature, **227**, 586.

Severgnini, P., Maiolino, R., Salvati, M., Axon, D., Cimatti, A., Fiore, F., Gilli, R., La Franca, F., Marconi, A., Matt, G., Risaliti, G. & Vignali, C. *X and submm backgrounds : two unrelated phenomena ?*, 2000, A&A, in press astro-ph/0006233.

Shupe, D. L., Fang, F., Hacking, P. B. & Huchra, J. P. *The local luminosity function at 25 microns*, 1998, ApJ, **501**, 597.

Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A. & Danese, L. *Modeling the effects of dust on galactic spectral energy distributions from the ultraviolet to the millimeter band*, 1998, ApJ, **509**, 103.

Smoot, G. F., Bennett, C. L., Kogut, A., Wright, E. L., Aymon, J., Boggess, N. W., Cheng, E. S., De Amici, G., Gulkis, S., Hauser, M. G., Hinshaw, G., Jackson, P. D., Janssen, M., Kaita, E., Kelsall, T., Keegstra, P., Lineweaver, C., Loewenstein, K., Lubin, P., Mather, J., Meyer, S. S., Moseley, S. H., Murdock, T., Rokke, L., Silverberg, R. F., Tenorio, L., Weiss, R. & Wilkinson, D. T. *Structure in the cobe differential microwave radiometer first-year maps*, 1992, ApJ, **396**, L1.

Soifer, B. T. & Neugebauer, G. *The properties of infrared galaxies in the local universe*, 1991, AJ, **101**, 354.

Soifer, B. T., Rowan-Robinson, M., Houck, J. R., De Jong, T., Neugebauer, G., Aumann, H. H., Beichman, C. A., Boggess, N., Clegg, P. E., Emerson, J. P., Gillett, F. C., Habing, H. J., Hauser, M. G., Low, F. J., Miley, G. & Young, E. *Infrared galaxies in the iras minisurvey*, 1984, ApJ, **278**, L71.

Soifer, B. T., Neugebauer, G. & Houck, J. R. *The iras view of the extragalactic sky*, 1987, ARA&A, **25**, 187.

Somerville, R. S. & Primack, J. R. *Semi-analytic modelling of galaxy formation : the local universe*, 1999, MNRAS, **310**, 1087.

Spinoglio, L. & Malkan, M. A. *The 12 micron galaxy sample. i - luminosity functions and a new complete active galaxy sample*, 1989, ApJ, **342**, 83.

Starck, J. L., Aussel, H., Elbaz, D., Fadda, D. & Cesarsky, C. *Faint source detection in isocam images*, 1999, A&As, **138**, 365.

Stecker, F. W., Puget, J. L. & Fazio, G. G. *The cosmic far-infrared background at high galactic latitudes*, 1977, ApJ, **214**, L51.

Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Giavalisco, M., Dickinson, M. & Pettini, M. *Lyman-break galaxies at z gt 4 and the evolution of the ultraviolet luminosity density at high redshift*, 1999, ApJ, **519**, 1.

Stickel, M., Bogun, S., Lemke, D., Klaas, U., Toth, L. V., Herbstmeier, U., Richter, G., Assendorp, R., Laureijs, R., Kessler, M. F., Burgdorf, M., Beichman, C. A., Rowan-Robinson, M. & Efstathiou, A. *The isophot far-infrared serendipity north ecliptic pole minisurvey*, 1998, A&A, **336**, 116.

Stickel, M., Lemke, D., Klaas, U., Beichman, C. A., Rowan-Robinson, M., Efstathiou, A., Bogun, S., Kessler, M. F. & Richter, G. *The isophot 170 microns serendipity survey. i. compact sources with galaxy associations*, 2000, A&A, **359**, 865.

Sunyaev, R. A., Tinsley, B. M. & Meier, D. L. *Observable properties of primeval giant elliptical galaxies or ten million orions at high redshift*, 1978, Comments on Modern Physics, **7**, 183.

Tan, J. C., Silk, J. & Balland, C. *A semiempirical model of the infrared universe*, 1999, ApJ, **522**, 579.

Taniguchi, Y., Cowie, L. L., Sato, Y., Sanders, D. B., Kawara, K., Joseph, R., Okuda, H., Wynn-Williams, C. G., Matsumoto, T., Chambers, K. C., Wakamatsu, K., Desert, F. X., Sofue, Y. & Matsuhara, H. *Isocam 7 micron deep survey of the lockman hole : A mid-infrared search for primeval galaxies*, 1997, A&A, **328**, L9.

Teerikorpi, P. *Cosmological malmquist bias in the hubble diagram at high redshifts*, 1998, A&A, **339**, 647.

Theureau, G., Hanski, M., Ekholm, T., Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Paturel, G. & Teerikorpi, P. *Kinematics of the local universe. v. the value of h0 from the tully-fisher b and logd25 relations for field galaxies.*, 1997, A&A, **322**, 730.

Trentham, N., Blain, A. W. & Goldader, J. *Ultraluminous infrared galaxies at high redshift : their position on the madau plot and their fate*, 1999, MNRAS, **305**, 61.

Treyer, M. A. & Silk, J. *Deep galaxy count predictions in the radio, infrared, and x-ray spectral bands*, 1993, ApJ, **408**, L1.

Williams, R. E., Blacker, B., Dickinson, M., Dixon, W. V. D., Ferguson, H. C., Fruchter, A. S., Giavalisco, M., Gilliland, R. L., Heyer, I., Katsanis, R., Levay, Z., Lucas, R. A., McElroy, D. B., Petro, L., Postman, M., Adorf, H. M. & Hook, R. *The hubble deep field : Observations, data reduction, and galaxy photometry*, 1996, AJ, **112**, 1335.

Windhorst, R. A., Fomalont, E. B., Partridge, R. B. & Lowenthal, J. D. *Microjansky source counts and spectral indices at 8.44 ghz*, 1993, ApJ, **405**, 498.

Windhorst, R. A., Fomalont, E. B., Kellermann, K. I., Partridge, R. B., Richards, E., Franklin, B. E., Pascarelle, S. M. & Griffiths, R. E. *Identification of faint radio sources with optically luminous interacting disk galaxies*, 1995, Nature, **375**, 471.

Xu, C., Hacking, P. B., Fang, F., Shupe, D. L., Lonsdale, C. J., Lu, N. Y., Helou, G., Stacey, G. J. & Ashby, M. L. N. *Emission features and source counts of galaxies in the mid-infrared*, 1998, ApJ, **508**, 576.

Abstract

This thesis deals with the analysis of the FIRBACK deep survey performed in the far infrared at $\lambda = 170\,\mu$m with the INFRARED SPACE OBSERVATORY, whose aim is the study of the galaxies contributing to the Cosmic Infrared Background, and with the modellisation of galaxy evolution in the mid-infrared to submillimeter range.

The FIRBACK survey covers $3.89^{\square}$ in 3 high galactic latitude and low foreground emission fields (2 of which are in the northern sky). I first present the techniques of reduction, processing and calibration of the ISOPHOT cosmological data. I show that there is a good agreement between PHOT and DIRBE on extended emission, thanks to the derivation of the PHOT footprint. Final maps are created, and the survey is confusion limited at $\sigma_c = 45 mJy$.

I present then the techniques of source extraction and the simulations for photometry needed to build the final catalog of 106 sources between 180 mJy (4σ) and 2.4 Jy. The complementary catalog is made of 90 sources between 135 and 180 mJy. Galaxy counts show a large excess with respect to local counts or models (with and without evolution), only compatible with strong evolution scenarios. The Cosmic Infrared Background (CIB) is resolved at 4 % at 170 μm. The identifications of the sources at other wavelengths suggest that most of the sources are local, but a non negligible part lies above redshift 1.

I have developped a phenomenological model of galaxy evolution in order to constrain galaxy evolution in the infrared and to have a better understanding of what the FIRBACK sources are. Using the local Luminosity Function (LF), and template spectra of starburst galaxies, it is possible to constrain the evolution of the LF using all the available data : deep source counts at 15, 170 and 850 μm and the CIB spectrum. I show that galaxy evolution is dominated by a high infrared luminosity population, peaking at $L = 2.0 \times 10^{11} L_{\odot}$. Redshift distributions are in agreement with available observations. Predictions are possible with our model for the forthcoming space missions such as SIRTF, Planck and FIRST.

Résumé

Cette thèse a pour objet d'une part l'analyse du relevé profond FIRBACK effectué par l'INFRARED SPACE OBSERVATORY dans l'infrarouge lointain ($\lambda = 170\,\mu$m), qui a pour but d'étudier les galaxies contribuant au fond extragalactique infrarouge, et d'autre part la modélisation de l'évolution des galaxies dans le domaine spectral s'étendant de l'infrarouge moyen au submillimétrique.

Le relevé FIRBACK est constitué de 3 champs (deux boréaux et un austral) à haute latitude Galactique et de faible émission d'avant-plan, couvrant une surface totale de $3.89^{\square}$. J'expose tout d'abord les techniques de réduction, de traitement et d'étalonnage des données cosmologiques ISOPHOT. En particulier, je montre qu'en ayant déterminé le lobe de l'instrument, l'émission étendue est en accord entre PHOT et DIRBE. Les cartes finales sont construites, et le relevé est limité par la confusion $\sigma_c = 45$ mJy.

Je présente ensuite les techniques d'extraction des sources et de simulation pour la photométrie, qui permettent de construire le catalogue final de 106 sources, de flux compris entre 180 mJy ($4\sigma_c$) et 2.4 Jy. Le catalogue complémentaire regroupe 90 sources de flux compris entre 135 et 200 mJy. Les comptages de galaxies présentent un fort excès par rapport aux modèles sans et avec évolution, et aux observations locales : ils ne sont compatibles qu'avec des scérarii de forte évolution. Les sources représentent 4% du fond extragalactique à 170 μm. Les quelques identifications à d'autres longueurs d'onde (en particulier dans le domaine visible et submillimétrique) suggèrent que les sources FIRBACK sont des galaxies très lumineuses dont la majorité est locale, mais dont une fraction non négligeable se situe à des redshifts supérieurs à 1.

Dans le but de comprendre la nature des sources FIRBACK et d'apporter des contraintes sur l'évolution des galaxies infrarouges, j'ai développé un modèle phénoménologique d'évolution. En utilisant la fonction de luminosité locale observée et une famille de spectres de galaxies starburst, il est possible de contraindre l'évolution de la fonction de luminosité en ajustant toutes les données existantes : comptages profonds à 15, 170 et 850 μm et spectre du fond extragalactique. Je montre ainsi que l'évolution des galaxies dans le domaine couvrant l'infrarouge moyen au submillimétrique est dominée par une population de galaxies infrarouges ultra-lumineuses, dont le pic se situe à $L = 2.0 \times 10^{11} L_{\odot}$. Les distributions en redshift sont en accord avec les observations. Le modèle permet de faire des prédictions pour les futures observations spatiales de SIRTF, Planck et FIRST.

Mots-clés : COSMOLOGIE – GALAXIES : FORMATION, EVOLUTION, COMPTAGES – OBSERVATION : INFRAROUGE, SUBMILLIMÉTRIQUE, SPATIAL – FONCTION DE LUMINOSITÉ – FOND EXTRAGALACTIQUE